Çukurova Üniversitesi
Fizik bölümü

UZAYMER

XVII. ULUSAL ASTRONOMİ KONGRESİ

VI. ULUSAL ÖĞRENCİ ASTRONOMİ KONGRESİ

Prof. Dr. Hakkı ÖGELMAN
Anısına ve Onuruna

BİLDİRİ KİTABI

31 Ağustos – 4 Eylül 2010

ÇUKUROVA ÜNİVERSİTESİ

-Yayına Hazırlayanlar-

Aysun AKYÜZ Nazım AKSAKER
Hasan AVDAN

ADANA 2011

Çukurova Üniversitesi UZAYMER

Fizik bölümü

XVII. ULUSAL ASTRONOMİ KONGRESİ
VI. ULUSAL ÖĞRENCİ ASTRONOMİ KONGRESİ

Prof. Dr. Hakkı ÖGELMAN
Anısına ve Onuruna

BİLDİRİ KİTABI

31 Ağustos – 4 Eylül 2010
ÇUKUROVA ÜNİVERSİTESİ

-Yayına Hazırlayanlar-

Aysun AKYÜZ Nazım AKSAKER
Hasan AVDAN

ADANA 2011

BİLİM KURULU:

Aysun AKYÜZ	Çukurova Üniversitesi
M. Ali ALPAR	Sabancı Üniversitesi
Şölen BALMAN	Orta Doğu Teknik Üniversitesi
Zeki EKER	TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi
Nuri EMRAHOĞLU	Çukurova Üniversitesi
Osman DEMİRCAN	Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi
Ethem DERMAN	Ankara Üniversitesi
Cafer İBANOĞLU	Ege Üniversitesi
Emrah KALEMCİ	Sabancı Üniversitesi
Ümit KIZILOĞLU	Orta Doğu Teknik Üniversitesi
İbrahim KÜÇÜK	Erciyes Üniversitesi
Dursun KOÇER	İstanbul Kültür Üniversitesi
M. Emin ÖZEL	Çağ Üniversitesi
Türker ÖZKAN	İstanbul Üniversitesi
Talat SAYGAÇ	İstanbul Üniversitesi
M. ŞAHAN	Osmaniye Korkut Ata Üniversitesi
Günay TAŞ	Ege Üniversitesi
Sedat UÇAR	Çukurova Üniversitesi
İlhami YEĞİNGİL	Çukurova Üniversitesi

DÜZENLEME KURULU:

Nazım AKSAKER	Orta Doğu Teknik Üniversitesi
Aysun AKYÜZ	Çukurova Üniversitesi
Hasan AVDAN	Çukurova Üniversitesi
Nuri EMRAHOĞLU	Çukurova Üniversitesi
Ethem EVLİCE	Çukurova Üniversitesi
Şükriye CİHANGİR	Çukurova Üniversitesi
Hüsne DERELİ	Çukurova Üniversitesi
Mehmet KARAKILÇIK	Çukurova Üniversitesi
Sevinç MANTAR	Çukurova Üniversitesi
M. Emin ÖZEL	Çağ Üniversitesi
Eda SONBAŞ	Adıyaman Üniversitesi
Muhittin ŞAHAN	Osmaniye Korkut Ata Üniversitesi
Erkan TETİK	Çukurova Üniversitesi
Sedat UÇAR	Çukurova Üniversitesi
Yüksel UFUKTEPE	Çukurova Üniversitesi

Hakkı Boran Ögelman

(1940-2011)

Kongreyi düzenlediğimiz tarihlerde hayatta olan değerli hocamızı kaybettik...

Prof. Dr. Hakki B. Ögelman 1940 yılında Ankara'da doğdu. 1960 yılında lisans eğitimini DePauw University (Indiana, U.S.A.)'de, ardından 1963 yılında Cornell University (New York, U.S.A.)'de yüksek lisansını, yine aynı üniversitede 1966 yılında doktora eğitimini tamamlamıştır. 1966-1967 yılları arasında Sydney University'de, 1967-1970 yılları arasında NASA'da doktora sonrası araştırmalarını yapmıştır. Hakkı Ögelman, 1970-1985 yılları arasında ODTÜ Fizik Bölümünde doçent ve profesör olarak görev yapmış ve 1974-1975 yılları arasında NASA'da araştırmalarına devam etmiştir. Ayrıca 1978-1981 yılları arasında Çukurova Üniversitesin'de Temel Bilimler Fakültesinin (günümüzde Fen-Edebiyat Fakültesi) kurucu dekanlığını yapmıştır. 1979-1980 yıllarında Çukurova Üniversitesin'de Dr. Ögelman önderliğindeki çalışma grubu tarafından Türkiye'nin ilk araştırma amaçlı Güneş Evi inşa edilmiştir. (Bugün bu yapı Çukurova Üniversitesi Uzay Bilimleri ve Güneş Enerjisi Araştırma ve Uygulama Merkezi olarak faaliyet göstermektedir). 1985-1991 yıllarında Almanya'da Max-Plank Yerötesi Fizik Enstitüsün'de araştırmalarını sürdürmüştür. Profesör Ögelman, 1992-2011 tarhileri arasında A.B.D.'de Wisconsin University Fizik Bölümünde öğretim üyesi olarak görev yaptı.

Dr. Ögelman 1988 yılında Sedat Simavi ödülünü, 1991 yılında ise TÜBİTAK Bilim Ödülünü almıştır. Yurtiçinde ve yurtdışında bir çok kurumda görev alan Dr. Ögelman'ın araştırma alanları X-ışın, gama-ışın ve optik astronomi konularıdır. Dr. Ögelman'ın uluslararası saygın dergilerde yayınlanmış 100'ü aşkın makalesi bulunmaktadır (bkz: http://cow.physics.wisc.edu/~ogelman /publi.html).

Hakkı Ögelman ile ilgili anılar ve fotoğraflar http://astro.cu.edu.tr adresinde bulunabilir. Bildiri kitabının basıldığı dönemde bu internet sitesinde bulunan dökümanların bir kopyası CD'ye kaydedilmiş ve bildiri kitabına ek olarak sunulmuştur.

XVII ULUSAL ASTRONOMİ KONGRESİ
VI. ULUSAL ÖĞRENCİ ASTRONOMİ KONGRESİ
Prof. Dr. Hakkı ÖGELMAN
Anısına ve Onuruna
31 Ağustos - 4 Eylül 2010, ADANA
KONGRE PROGRAMI

31 Ağustos 2010 Salı

09:00-10:00	**Kayıt**
10:00-11:00	**I. Oturum (Açılış)**
10:00-10:15	Saygı Duruşu, İstiklal Marşı
10:15-10:45	Açılış Konuşmaları; Prof. Dr. Aysun Akyüz(Düzenleme Kurulu Başkanı), Prof. Dr. Hakkı Ögelman, Prof. Dr. Alper Akınoğlu (Rektör)
10:45-11:00	Çay / Kahve Arası
11:00-13:15	**II. Oturum (Yüksek Enerji Astrofiziği), Oturum Başkanı: M. Ali Alpar**
11:00-11:30	**Çağrılı Konuşma:Emrah KALEMCİ:Yüksek Enerji Gökbilimi Algılayıcıları**
11:30-11:45	S. Çağdaş İNAM:SWIFT J1626.6−5156 X-ışını Atarcasının Zamanlama Analizi
11:45-12:00	Ata KARAGÜL: SW UMA Coşkun Değişen Yıldızının X-Işını Analizi
12:00-12:15	Yakup PEKÖN: Orta kutup EX Hya Kaynağının XMM-Newton Verilerinin Yörünge ve Dönme Tayf Analizi
12:15-12:30	Şenay KAYACI: XMM-Newton Arşiv Verileri Kullanılarak Yakın Galaksilerdeki X-Işın Kaynaklarının Araştırılması
12:30-12:45	Özgecan ÖNAL: Kısa Süreli Swift Gama-Işın Patlamalarının Işık Eğrisi Morfolojisi
12:45-13:00	Mukadder İ. ŞEN: Bir Kataklismik Değişenin XMM-Newton ile X-ışın Veri Analizi
13:00-14:30	**Öğle Yemeği**
14:30-17:00	**III. Oturum, Oturum Başkanı: Osman Demircan**
14:30-15:00	**Çağrılı Konuşma: Faruk SOYDUGAN: AYRIK ÖRTEN ÇİFT YILDIZLAR: ÖRNEK UYGULAMALAR ve BAZI TEMEL BAĞINTILAR**
15:00-15:15	Cafer İBANOĞLU:Klasik Algol Dizgelerinde Kimyasal Elementlerin Göreli Bolluklarının Tayini
15:15-15:30	Sacit ÖZDEMİR:LMC X-3 Sisteminde Görülen Uzun Dönemli Değişimler
15:30-15:45	Fahri ALİÇAVUŞ: Bazı Klasik Algollerin Yörünge Dönemi Değişimlerine İlk Yaklaşımlar
15:45-16:00	Asuman GÜLTEKİN:Kromosferde Hα Çizgisinde Gözlenen Fibrillere Ait Özellikler
16:00-16:15	Esin SİPAHİ: FF Aqr Sisteminin Soğuk Bileşeni Üzerindeki Lekeler ve Aktif Boylamlar

16:15-16:30	S. Hande GÜRSOYTRAK: TYC 1761-1246-1 Sisteminin İlk Işık Ve Dikine Hız Eğrisi Analizi
16:30-16:45	Ahmet BULUT: Örten Çift Yıldızlar HS HER ve RU MON'da Eksen Dönmesi Ve Üçüncü Cisim Problemi
16:45-17:00	Çay / Kahve Arası
17:00-18:00	**IV. Oturum (Astronomi Tarihi), Oturum Başkanı: Yavuz Unat**
17:00-17:15	Tuba UYMAZ: Kopernik"in Güneş Merkezli Kuramı Bir Devrim midir?
17:15-17:30	Ertan TAĞMAN: Astronomik Bir Alet Olan Usturlabın Kullanımı, Temel Prensipleri ve Tarihçesi
17:30-17:45	Görkem KIZILDAĞ: Güneş Merkezli Sistem (Kopernik"ten Önce)
17:45-18:00	M. E. ÖZEL: MÖ. 28 Mayıs 585 Güneş Tutulması Olayı
18:00-19:30	**V. Oturum (Astronomiye Emek Verenler), Oturum Başkanı: Günay Taş**
YER:	**Mithat Özhan Amfisi**
	Küçük Amfi

1 Eylül 2010 Çarşamba

09:00-10:45	**VI. Oturum, Oturum Başkanı: Mehmet E. Özel**
09:00-09:30	**Çağrılı Konuşma:Şölen BALMAN: Klasik ve Tekrarlayan Nova Sistemleri, Yüksek Enerji Astrofiziğinde Bilimsel Gelişmeler.**
09:30-09:45	Tansel AK: Güneş civarındaki kataklismik değişenlerin galaktik yörüngeleri
09:45-10:00	Ersin GÖĞÜŞ: Gözlemsel Astronomi Öngörü Çalışması
10:00-10:15	E. Rennan PEKÜNLÜ: Kuzey Güneştacı Deliğinde Dalga-Parçacık Etkileşimi
10:15-10:30	Ebru DEVLEN:Seyreltik Plazmada Gyroviskoz Kararsızlığın Özellikleri
10:30-10:45	Ü. Deniz GÖKER:Magnetohydrodynamic Study Of Shock Waves In A Current Sheet For Two-Fluıd Medıum
10:45-11:00	Çay / Kahve Arası
11:00-13:15	**VII. Oturum (ROTSE), Oturum Başkanı: Cafer İbanoğlu**
11:15-11:30	Ümit KIZILOĞLU:ROTSE İLE 5 YIL
11:30-11:45	B. Bülent GÜÇSAV: ROTSE-IIId Gözlemleri - Veri Analizi - Türk Astronomi Yazılımları
11:45-12:00	Cahit YEŞİLYAPRAK:ROTSE-IIId ve Uzun Dönemli Gözlemler: Mira Tipi Değişenler
12:15-12:30	Varol KESKİN: Alan Taraması ile Bazı Dönemli Değişen Yıldızların Belirlenmesi
12:30-12:45	Elanur DİKİCİOĞLU:Yarı Düzenli (SR) Değişen Yıldızlarda Çoklu Periyotlar
12:45-13:00	Tuncay ÖZDEMİR:ROTSE IIID Gözlemlerinden Seçilmiş bazı yarı-düzenli yıldızların Periyot değişimlerinin

	incelenmesi
13:00-13:15	Deniz ÇOKER: ROTSE-IIId Gözlem Verileri ve İstatistiksel Uygulamalar: Değişen Yıldız Tespiti
13:15-14:15	**Öğle Yemeği**
14:15-16:15	**VIIIa. Paralel Oturum (Gökada), Oturum Başkanı: Can Battal Kılınç**
14:15-14:30	Salih KARAALİ: Galaksi'ye ait Evrensel Bir Yıldız Dağılım Kanunu
14:30-14:45	Esma YAZ: Orta Galaktik Enlemli Yıldız Alanlarında Model Parametreleri Ve Metal Bolluğu Tayini
14:45-15:00	Selçuk BİLİR:NGC 1513 Açık Kümesinin CCD BV ve 2MASS Fotometrik İncelenmesi
15:00-15:15	Serap AK: Dev Yıldızlar için 2MASS, SDSS ve BVI Fotometrik Sistemleri Arasındaki Dönüşümler
15:15-15:30	Başar COŞKUNOĞLU:RAVE Verilerinden Yerel Durağanlık Standardının Hesaplanması
15:30-15:45	Özgür AKARSU: Anizotropik Evrenlerde de Sitter Genişlemesi
15:45-16:00	Adnan ERKURT: Galaksi Kümeleşmesinin Galaksi Evrimi Üzerindeki Fiziksel Etkileri
16:00-16:15	N. Derya DAĞTEKİN: NGC 5204 Bükülmüş Spiral Galaksisinin Kinematik Modellemesi
16:15-16:30	Çay / Kahve Arası
14:15-16:00	**VIIIb. Paralel Oturum, Oturum Başkanı: Esat Rennan Pekünlü**
14:15-14:30	H. Ali DAL: Flare Sınıflamasında İstatistiksel Yeni Bir Yöntem ve V1285 Aql Flareleri
14:30-14:45	Caner ÇİÇEK: Eliptik Yörüngeli Örten Çift Sistemler Yy Sgr Ve Pv Cas'ın Eksen Dönmesi Analizi
14:45-15:00	Derya SÜRGİT: Çok bileşenli bir sistem: KZ Pav
15:00-15:15	Sertaç Serkan DOĞRU: Çok bileşenli İki Sistemin (KUI 93 ve MCA 47) O-C ve Astrometrik Veri Analizi
15:15-15:30	Çağlar PÜSKÜLLÜ: O, B ve A Tür Yıldızlarda Rüzgâr
15:30-15:45	Orhan DÖNMEZ:Bondi-Hoyle tipi kütle birikimi durumunda dönen karadelikler etrafındaki QPO'ların modellenmesi ve Sgr A* karadeliği için elde edilen gözlem sonuçları ile karşılaştırılması
15:45-16:00	Özgün ARSLAN: Bazı Küçük Kütleli Anakol Yıldızlarında Hidrojen Yanması için Termonükleer Reaksiyon Oranları ve Perdeleme Etkilerinin Hesaplanması
16:00-16:15	Ebru AKTEKİN: Abell 426 Kümesindeki Galaksilerarası Ortamın Kimyasal Kaynağı
16:15-16:30	Çay / Kahve Arası
16:30-18:30	**IX. Oturum (TAD OTURUMU),** **Oturum Başkanı: Ali Alpar**
YER:	**Mithat Özhan Amfisi** **Küçük Amfi**
20:00	**Kongre Açılış Yemeği**

VI. ULUSAL ÖĞRENCİ ASTRONOMİ KONGRESİ

Öğrenci Sunumları

2 Eylül 2010 Perşembe

09:00-11:00	**I. Oturum, Oturum Başkanı: Ethem Derman**
09:00-09:10	Hatice VURALER: 20.1 MHz Jüpiter Gözlemi: Radyo Jove Projesi
09:10-09:20	Eda GÜZEL: Çok Disiplinli Yeni Bir Alan : Astroarkeoloji
09:20-09:30	Ozan KIRATLI: Türkiye'de Astrobiyoloji
09:30-09:40	H. Aziz KAYIHAN: Gençlerin Uzay Çalışmalarında Aktif Rol Alması ve SGAC'nin Katkısı
09:40-09:50	Zeynep AVCI: Astrofiziğin Kalbi - Gravitasyon Dalgaları
09:50-10:00	Cenk KAYHAN: Her Koşulda Gökbilim
10:00-10:10	Arif SOLMAZ: Ötegezegenler Durum Raporu, Gözlemlere Hazırlık ve Gelecekteki Çalışmalar
10:10-10:20	Hüsne DERELİ: Aktif Galaktik Çekirdek B2 1520+31 'ün Fermi- LAT Teleskopu ile Gözlemi
10:20-10:30	Muhammed ŞEMUNİ: Astrofotoğrafçılık
10:30-10:40	H. Aziz KAYIHAN: Başlangıçtan Bugüne Astronomi Kongreleri ve Geldiğimiz Nokta
10:40:10:50	Sükriye CİHANGİR: NGC 3344 Galaksisinde Supernova Kalıntıların Optik Bölgede araştırılması
10:50-11:10	Çay / Kahve Arası
11:10-12:45	**II. Oturum (Poster Sunumlar:15 Adet), Oturum Başkanı: İbrahim Küçük**
12:45-13:30	**Öğle Yemeği**

YER: **Mithat Özhan Amfisi**

Küçük Amfi

14:00-18:00 **SOSYAL PROGRAM**

Karatepe / Tarsus Gezisi

3 Eylül 2010 Cuma

09:00-11:00	**X. Oturum Başkanı: İlhami Yeğingil**
09:00-09:30	**Çağrılı Konuşma: M. Emin Özel: Meteor Bilimi ve Türkiye Meteorları**
09:30-09:45	Gözde SARAL: Ötegezegen Geçiş Gözlemleri
09:45-10:00	Mesut YILMAZ: Hassas Dikine Hız Ölçümü İle Güneş Sistemi Dışı Gezegen Araştırmaları
10:00-10:15	Özgür BAŞTÜRK: Ötegezegen Keşfindeki Zorluklar: Soğuk Yıldızlarda Gözlenen Farklı Hız Alanları

10:15-10:30	Zeynep ÇELİK: Gezegenli Sistemler
10:30-10:45	A. A. ATAI: Redetermination Of Monochromatic Absorption Coefficients' Values Of Ammonia In Visible Range Of The Spectrum For Atmospheres Of Jupiter And Saturn
10:45-11:00	İsmail YUSİFOV: Elaboration of ERT5 Beam Pattern and deconvolution
11:00-11:15	Çay / Kahve Arası
11:15-13:00	**XI. Oturum (Astronomi Eğitimi) Başkanı: Dursun Koçer**
11:15-11:30	Nuri EMRAHOĞLU: İlköğretimden Yüksek Öğretime Kadar Farklı Eğitim Kademelerinde Öğrenim Görmekte olan Öğrencilerin Gözlemlenebilen Astronomi Olaylarına İlişkin Anlayışları ve Kavram Yanılgıları
11:30-11:45	Sedat UÇAR: Öğretmen adaylarının astronomiye yönelik tutumlarının bir dönemde alınan astronomi dersi ve program boyunca alınan fen dersleriyle değişiminin incelenmesi.
11:45-12:00	Hüseyin KÜÇÜKÖZER: Fen Ve Teknoloji Öğretmenlerinin Evrenin Merkezi Kavramına İlişkin Görüşleri
12:00-12:15	Merve ALEMDAR: İlköğretim Ders Kitaplarındaki Astronomi Konularının Bilimsel İçerik Bakımından İrdelenmesi
12:15-12:30	Cumhur TÜRK: İlköğretim Temel Astronomi Kavramlarının Planetaryum ve Gözlemevi Ortamında Öğretilmesinin Öğrenci Başarısına Etkisi
12:30-12:45	Aslı ŞENSOY: İlköğretim İkinci Kademe Öğrencilerinin Temel Astronomi Kavramlarını Anlama Düzeyleri Üzerine Bir Durum Çalışması
12:45-14:15	**Öğle Yemeği**
14:15-16:15	**XIIa. Paralel Oturum, Oturum Başkanı: Türker Özkan**
14:15-14:30	Sinan K. YERLİ:Yaşa bakmadan sınıflamak: Radyo Pulsarların Özparlaklık Fonksiyonuna Yeni bir Bakış
14:30-14:45	Çağdaş KANVERMEZ: Algol Türü Çift Sistem IO UMA'nın Fotometrik Ve Tayfsal Analizi
14:45-15:00	H. Volkan ŞENAVCI: Doppler Görüntüleme Tekniği Kullanılarak SW Lac"ın Yüzey Haritalarının Elde Edilmesi
15:00-15:15	Ahmet DEVLEN: Yeni Bulunan Örten Çiftlerin Işık Eğrisi Analizi
15:15-15:30	F. Başak EMİNOĞLU:Tübitak Ulusal Gözlemevi-Coude Eşel Tayflarını Kullanarak Yıldızların Kimyasal Bolluk Analizi : HD 39866 ve HD 43836
15:30-15:45	Ahmet DERVİŞOĞLU: Yarı-Ayrık Sistemlerde Korunumsuz Yörünge ve Dönme Açısal Momentum Evrimi
15:45-16:00	Aslı Elmaslı AKÇAR: DD UMa Delta Scuti Yıldızının Kimyasal Bolluk Analizi
16:00-16:15	Nazım AKSAKER: PNe tayf Gözlemleri
16:15-16:30	Çay / Kahve Arası

14:15-16:15	**XIIb. Paralel Oturum, Oturum Başkanı: Nilgün Kızıloğlu**
14:15-14:30	Neslihan ALAN: LN CYG Sisteminin İlk Işık Eğrisi Analizi
14:30-14:45	Hicran BAKIŞ: Ori OB1 Oymak Üyesi IM Mon
14:45-15:00	Volkan BAKIŞ: Üçlü Sistem LT CMa: Astrofiziksel parametreler ve CMa OB1 üyeliği
15:00-15:15	Esin SOYDUGAN: oEA Türü Bir Çift Sistem: BG PEG
15:15-15:30	Deniz B. GÖKÇE: Seçilmiş Delta Scuti Türü Değişen Yıldız Adaylarının Işıkölçümü
15:30-15:45	Mehmet TÜYSÜZ: Aktif Kromosferli Çift Yıldızların Kinematiği Üzerine Bir Çalışma
15:45-16:00	Yasemin KAÇAR: δ-SCUTİ Yıldızlarında Işıkölçüm Çalışması: İki Örnek Uygulama TYC 4589 2725 ve GSC 2799 902
16:00-16:15	Alper K. ATEŞ: Yakın Gökadaların Uzun ve Kısa Dönemli Fotometrisi
16:15-16:30	Çay / Kahve Arası

16:30-19:00	**XIII Oturum (Gözlemevleri OTURUMU),**
16:30-17:00	**Oturum Başkanı: Halil Kırbıyık**
17:00-17:30	Zeki EKER: TUG' daki Gelişmeler…
17:30-18:00	Tansel AK: T60 ve T100 Teleskopları ile ilgili Gelişmeler.
18:00-18:30	Uğur CAMCI: Personel Yetiştirme Projesi.
18:30-18:45	Osman Demircan: ÇOMÜ T122 ve İÜ T60 teleskopları ile ilgili gelişmeler.
18:45-19:00	Tartışma/Değerlendirme

YER:	**Mithat Özhan Amfisi**
	Küçük Amfi

4 Eylül 2010 Cumartesi

09:00-11:00	**XIV. Oturum, Oturum Başkanı: Salih Karaali**
09:00-09:30	**Çağrılı Konuşma: Kadri YAKUT: Rölativistik Çift Yıldızlar**
09:30-09:45	Murat HÜDAVERDİ: TÜBİTAK Uzay"da Teknolojileri Araştırmaları ve Uzay Bilimleri Çalışmaları
09:45-10:00	Aysun AKYÜZ:Yakın Galaksilerde Gama Işın Patlama Kalıntılarının Fotometrik ve Tayfsal Gözlemlerle Belirlenmesi
10:00-10:15	F. Korhan YELKENCİ: Yüksek Başarımlı Hesaplama (HPC) Sistemlerinin Astronomi ve Astrofizikteki Yeri ve Uygulamaları
10:15-10:30	M. Emre AYDIN: TUG Veri Arşivi: Yıldız Kümelerinde Değişen Yıldızlar
10:30-10:45	Nesibe ÖZEL: Astrosismoloji gunes benzeri yildiz modellerinin global parametrelerini nasıl belirleyebilir?
10:45-11:00	Çay / Kahve Arası

11:00-12:15	**XVa. Paralel Oturum, Oturum Başkanı: Talat Saygaç**
11:00-11:15	M. Zehra KUNT:Gökadamızdaki Küresel Kümelerin Metal Bollukları ve Yaş Dağılımları
11:15-11:30	Tolgahan KILIÇOĞLU:M6 Açık Kümesi Üyesi Yıldızların Giraffe Tayfçekeriyle Gerçekleştirilen Tayfsal Analizleri: İlk Sonuçlar
11:30-11:45	Muhittin ŞAHAN: DEFPOS-RTT150 İle Yapılan H-alpha Çalışmaları
11:45-12:00	Suzan DOĞAN: Kuzey Uçlak Güneştacı Deliğinde Dalga-Parçacık Etkileşimi
12:00-12:15	İlham NASIROĞLU: Very Fast Photometric Observations of the Intermediate Polar V2069 Cyg
12:15-14:00	**Sandwich / İçecek İkramları**

11:00-12:15	**XVb. Paralel Oturum (Yıldız Kümeleri), Oturum Başkanı: Nuri Emrahoglu**
11:00-11:15	Evrim KIRAN:CYGNUS Bölgesinde İki Yeni Açık Küme
11:15-11:30	Şeyma ÇALIŞKAN:Palomar 14 Küresel Kümesindeki Yıldızlar: İlk Bolluk Analizi Sonuçları
11:30-11:45	İnci AKKAYA:Açık Yıldız Kümelerinin CCD UBVRI Fotometrisi: NGC 6694, NGC6802a, NGC6866, NGC7062, NGC7142
11:45-12:00	E. Canan GÜNAY DEMİREL: Yüksek Boyutta Chaplygin Gazın Termodinamiği
12:00-12:15	Orkun ÖZDARCAN: HD 208472 Yıldızının 18 Yıllık Işıkölçümü
12:15-14:00	**Sandwich / İçecek İkramları**

14:00-15:00	**XVI. Oturum, KAPANIŞ OTURUMU VE KONGRENİN DEĞERLENDİRMESİ** **Oturum Başkanı: Aysun Akyüz**

YER: **Mithat Özhan Amfisi**

Küçük Amfi

İSİM		Konu	Sayfa Numarası
Çağrılı Konuşmalar			
BALMAN Şölen	:	Yüksek Enerji Astrofiziğinde Klasik ve Tekrarlayan Nova Sistemlerinin İncelenmesi	2
KALEMCİ Emrah	:	Yüksek Enerji Gökbilimi Algılayıcıları	14
ÖZEL Mehmet Emin	:	Türkiye'de Meteor Bilimi Çalışmalarının Tarihçesi ve Analiz Çalışmaları (v.10)	23
SOYDUGAN Faruk	:	Ayrık Örten Çift Yıldızlar: Örnek Uygulamalar ve Bazı Temel Bağıntılar	41
YAKUT Kadri	:	Rölativistik Çift Yıldızlar: Gravistasyonel Dalgalar	51
XVII. Ulusal Astronomi Kongresi Sözlü Sunumlar			
AK Serap	:	Dev Yıldızlar için 2MASS, SDSS ve BVI Fotometrik Sistemleri Arasındaki Dönüşümler	59
AK Tansel	:	Güneş Civarındaki Kataklismik Değişenlerin Galaktik Yörüngeleri	60
AKARSU Özgür	:	Anizotropik Evrenlerde de Sitter Genişlemesi	61
AKÇAR Aslı Elmaslı	:	DD UMa Delta Scuti Yıldızının Kimyasal Bolluk Analizi	62
AKKAYA İnci	:	Açık Yıldız Kümelerinin CCD UBVRI Fotometrisi: NGC 6694, NGC6802a, NGC6866, NGC7062, NGC7142	70
AKSAKER Nazım	:	PNe tayf Gözlemleri	71
AKTEKİN Ebru	:	Abell 426 Kümesindeki Galaksilerarası Ortamın Kimyasal Kaynağı	72
AKYÜZ Aysun	:	M101 Sarmal Galaksisinde Gama Işın Patlama Kalıntılarının Araştırılması	80
ALAN Neslihan	:	LN Cyg Sisteminin İlk Işık Eğrisi Analizi	88
ALEMDAR Merve	:	İlköğretim Ders Kitaplarındaki Astronomi Konularının Bilimsel İçerik Bakımından İrdelenmesi	97
ALİÇAVUŞ Fahri	:	Bazı Klasik Algollerin Yörünge Dönemi Değişimlerine İlk Yaklaşımlar	98
ALİŞ Sinan	:	NGC 3627 Galaksisinde Hubble Uzay Teleskopu Verileri ile Nova Araması	106
ARSLAN Özgün	:	Bazı Küçük Kütleli Anakol Yıldızlarında Hidrojen Yanması için Termonükleer Reaksiyon Oranları ve Perdeleme Etkilerinin Hesaplanması	110
ATAI A. A	:	Redetermination of Monochromatic Absorption coefficients' Values of Ammonia in Visible Range of the Spectrum for Atmospheres of Jupiter and Saturn	119
ATEŞ Alper K.	:	Yakın Gökadaların Uzun ve Kısa Dönemli Fotometrisi	121
AYDIN M. Emre	:	TUG Veri Arşivi: Yıldız Kümelerinde Değişen Yıldızlar	122
BAKIŞ Hicran	:	Ori OB1 Oymak Üyesi IM Mon	123
BAKIŞ Volkan	:	Üçlü Sistem LT CMa: Astrofiziksel parametreler ve CMa OB1 üyeliği	131
BAŞTÜRK Özgür	:	Ötegezegen Keşfindeki Zorluklar: Soğuk Yıldızlarda Gözlenen Farklı Hız Alanları	143
BİLİR Selçuk	:	NGC 1513 Açık Kümesinin CCD BV ve 2MASS Fotometrik İncelenmesi	152
BULUT Ahmet	:	Örten Çift Yıldızlar HS Her ve RU Mon'da Eksen Dönmesi ve Üçüncü cisim Problemi	161

ÇALIŞKAN Şeyma	:	Palomar 14 Küresel Kümesindeki Yıldızlar: İlk Bolluk Analizi Sonuçları	169
ÇELİK Zeynep	:	Gezegenli Sistemler	177
ÇİÇEK Caner	:	Eliptik Yörüngeli Örten Çift Sistemler YY Sgr VE PV Cas'ın Eksen Dönmesi Analizi	180
ÇOKER Deniz	:	ROTSE-IIId Gözlem Verileri ve İstatistiksel Uygulamalar: Değişen Yıldız Tespiti	186
ÇOŞKUNOĞLU Başar	:	RAVE Verilerinden Yerel Durağanlık Standardının Hesaplanması	187
DAĞTEKİN Nazlı Derya	:	NGC 5204 Bükülmüş Spiral Galaksisinin Kinematik Modellemesi	195
DAL Hasan Ali	:	Flare Sınıflamasında İstatistiksel Yeni Bir Yöntem ve V1285 Aql Flareleri	196
DEMİRCAN Osman	:	ÇOMÜ T122 VE İ.Ü. T60 Teleskopları İle İlgili Gelişmeler	209
DEMİREL E. Canan GÜNAY	:	Yüksek Boyutta Chaplygin Gazın Termodinamiği	220
DERVİŞOĞLU Ahmet	:	Yarı-Ayrık Sistemlerde Korunumsuz Yörünge ve Dönme Açısal Momentum Evrimi	227
DEVLEN Ahmet	:	ROTSE IIID Teleskopuyla Yeni Bulunan SR Değişenlerinin Dönem Değişimleri	238
DEVLEN Ahmet	:	Yeni Bulunan Örten Çiftlerin Işık Eğrisi Analizi	239
DEVLEN Ebru	:	Seyreltik Plazmada Yönbağımlı Taşınım Etkileri	246
DİKİCİOĞLU Elanur	:	Yarı Düzenli (SR) Değişen Yıldızlarda Çoklu Periyotlar	247
DOĞAN Suzan		Güneştacının İyon-Cyclotron Dalgalarıyla Isıtılması	252
DOĞRU Sertaç Serkan	:	Çok bileşenli İki Sistemin (KUI 93 ve MCA 47) O-C ve Astrometrik Veri Analizi	256
DÖNMEZ Orhan	:	Bondi-Hoyle Tipi Kütle Birikimi Durumunda Dönen Karadelikler Etrafındaki QPO'ların Modellenmesi ve Sgr A* Karadeliği İçin Elde Edilen Gözlem Sonuçları ile Karşılaştırılması	265
EMİNOĞLU F. Başak	:	TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi-Coude Eşel Tayflarını Kullanarak Yıldızların Kimyasal Bolluk Analizi: HD 39866 ve HD 43836	266
ERKURT Adnan	:	Galaksi Kümeleşmesinin Galaksi Evrimi Üzerindeki Fiziksel Etkileri	274
GÖĞÜŞ Ersin	:	Gözlemsel Astronomi Öngörü Çalışması	275
GÖKÇE Deniz Birol	:	Seçilmiş Delta Scuti Türü Değişen Yıldız Adaylarının Işıkölçümü	276
GÖKER Ümit Deniz	:	Magnetohydrodynamic Study of Shock Waves in a Current Sheet for Two-fluid Medium	277
GÜÇSAV Bülent	:	ROTSE-IIId Gözlemleri - Veri Analizi - Türk Astronomi Yazılımları	278
GÜLTEKİN Asuman	:	Kromosferde Hα Çizgisinde Gözlenen Fibrillere Ait Özellikler	279
GÜRSOYTRAK S. Hande	:	TYC 1761-1246-1 Sisteminin İlk Işık ve Dikine Hız Eğrisi Analizi	287
HÜDAVERDİ Murat	:	TÜBİTAK Uzay"da Teknolojileri Araştırmaları ve Uzay Bilimleri Çalışmaları	297
İBANOĞLU Cafer	:	Klasik Algol Dizgelerinde Kimyasal Elementlerin Göreli Bolluklarının Tayini	303
İNAM Sıtkı Çağdaş	:	SWIFT J1626.6-5156 X-ışını Atarcasının Zamanlama ve Tayf Analizi	314
KAÇAR Yasemin	:	δ SCUTİ Yıldızlarında Işıkölçüm Çalışması: İki Örnek Uygulama TYC 4589 2725 ve GSC 2799 902	321
KANVERMEZ Çağdaş	:	Algol Türü Çift Sistem IO Uma'nın Fotometrik ve Tayfsal Analizi	328
KARAALİ Salih	:	Galaksi'ye ait Evrensel Bir Yıldız Dağılım Kanunu	334

KARAGÜL Ata	:	SW UMa Coşkun Değişen Yıldızının X-Işını Analizi	341
KAYACI Şenay	:	XMM-Newton Arşiv Verileri Kullanılarak Yakın Galaksilerdeki X-Işın Kaynaklarının Çalışılması	350
KESKİN Varol	:	Alan Taraması ile Bazı Dönemli Değişen Yıldızların Belirlenmesi	358
KILIÇOĞLU Tolgahan	:	M6 Açık Kümesi Üyesi Yıldızların Giraffe Tayfçekeriyle Gerçekleştirilen Tayfsal Analizleri: İlk Sonuçlar	366
KIRAN Evrim	:	CYGNUS Bölgesinde İki Yeni Açık Küme	374
KIZILOĞLU Ümit	:	ROTSE ile 5 Yıl	383
KÜÇÜKÖZER Hüseyin	:	Fen ve Teknoloji Öğretmenlerinin Evrenin Merkezi Kavramına İlişkin Görüşleri	384
NASIROĞLU İlham	:	Very Fast Photometric Observations of the Intermediate Polar V2069 Cyg	389
ÖNAL Özgecan	:	Kısa Süreli Swift Gama-Işın Patlamalarının Işık Eğrisi Morfolojisi	390
ÖZDARCAN Orkun	:	HD 208472 Yıldızının 18 Yıllık Işıkölçümü	397
ÖZDEMİR Sacit	:	LMC X-3 Sisteminde Görülen Uzun Dönemli Değişimler	407
ÖZDEMİR Tuncay	:	ROTSE IIID Gözlemlerinden Seçilmiş bazı yarı-düzenli yıldızların Periyot değişimlerinin incelenmesi	408
ÖZEL Nesibe	:	Nasıl Astrosismoloji Güneş Benzeri Yıldız Modellerinin Global Parametrelerinin Belirleyebilir	413
PEKÖN Yakup	:	Orta kutup EX Hya Kaynağının XMM-Newton Verilerinin Yörünge ve Dönme Tayf Analizi	414
PEKÜNLÜ Esat Rennan	:	Kuzey Güneştacı Deliğinin Isıtılması	421
PÜSKÜLLÜ Çağlar	:	O, B ve A Yıldızlarında P-Cygni Profilleri ve Mutlak Parametreler	429
SARAL Gözde	:	Ötegezegen Geçiş Gözlemleri	437
SİPAHİ Esin	:	FF Aqr Sisteminin Soğuk Bileşeni Üzerindeki Lekeler ve Aktif Boylamlar	445
SOYDUGAN Esin	:	oEA Türü Bir Çift Sistem: BG Peg	452
SÜRGİT Derya	:	Çok bileşenli bir sistem: KZ Pav	460
ŞAHAN Muhittin	:	DEFPOS-RTT150 İle Yapılan H-Alpha Çalışmaları	468
ŞEN Mukadder İğdi	:	Bir Kataklismik Değişenin XMM-Newton ile X-ışın Veri Analizi	482
ŞENAVCI Hakan Volkan	:	Doppler Görüntüleme Tekniği Kullanılarak SW Lac"ın Yüzey Haritalarının Elde Edilmesi	488
ŞENSOY Aslı	:	İlköğretim İkinci Kademe Öğrencilerinin Temel Astronomi Kavramlarını Anlama Düzeyleri Üzerine Bir Durum Çalışması	496
TAĞMAN S. Ertan	:	Astronomik Bir Alet Olan Usturlabın Kullanımı, Temel Prensipleri ve Tarihçesi	503
TALUK M. Zehra (KUNT)	:	Gökadamızdaki Küresel Kümelerin Metal Bollukları ve Yaş Dağılımları	504
TÜRK Cumhur	:	İlköğretim Temel Astronomi Kavramlarının Planetaryum ve Gözlemevi Ortamında Öğretilmesinin Öğrenci Başarısına Etkisi	529
TÜYSÜZ Mehmet	:	Aktif Kromosferli Çift Yıldızların Kinematiği Üzerine Bir Çalışma	530
UÇAR Sedat	:	Öğretmen Adaylarının Astronomiye Yönelik Tutumlarının Bir Dönemde Alınan Astronomi Dersi ve Program Boyunca Alınan Fen Dersleriyle Değişiminin İncelenmesi.	538
UNAT Yavuz	:	Kopernik"in Güneş Merkezli Kuramı Bir Devrim midir?	540
YAZ Esma	:	Orta Galaktik Enlemli Yıldız Alanlarında Model Parametreleri ve Metal Bolluğu Tayini	541

YELKENCİ F. Korhan	:	Yüksek Başarımlı Hesaplama (HPC) Sistemlerinin Astronomi ve Astrofizikteki Yeri ve Uygulamaları	550
YERLİ Sinan Kaan	:	Yaşa bakmadan sınıflamak: Radyo Pulsarların Özparlaklık Fonksiyonuna Yeni bir Bakış	551
YEŞİLYAPRAK Cahit	:	ROTSE-IIId ve Uzun Dönemli Gözlemler: Mira Tipi Değişenler	559
YILMAZ Mesut	:	Hassas Dikine Hız Ölçümü İle Güneş Sistemi Dışı Gezegen Araştırmaları	564
YUSİFOV İsmail	:	Elaboration of ERT5 Beam Pattern and Deconvolution	572

XVII. Ulusal Astronomi Kongresi Poster Sunumları

AKIN Tamer	:	VY Canis Majoris (Büyük Köpek Takımyıldızı)	580
ARABACI Mehtap Özbey	:	Yüksek Kütleli X-ışın Çiftlerindeki Nötron Yıldızlarının Kütlelerini Belirleme	581
ATEŞ Alper K.	:	SLOAN 7. Veri Sürümü Işığında AGN"lerin Dağılımı	582
ATEŞ Alper K.	:	Planetaryumlarda Etkin Sunum Teknikleri ve Program Geliştirilmesi	583
BEDEL Tülin	:	Örten Çift Yıldızlardan Tt And Ve Rr Dra Sistemlerindeki Üçüncü Cisim Etkisi	584
BORA Özge (AVCIL)	:	Hıpparcos Uydusu'nun Dünü,Bugünü,Yarını ...	585
BORA Özge (AVCIL)	:	Batman'da Astronomi Çalışmaları	586
BOZKURT Mustafa	:	X-ray Galaxies From Aquarius Supercluster	587
CİVELEKLER Betül	:	41 Cyg"de Mikrotürbülansın Derinlik Bağlılığının Araştırılması	591
ÇAKMAK Hikmet	:	İstanbul Üniversitesi Gözlemevi verilerinden itibaren 22. ve 23. çevrimlerin karşılaştırmalı analizi	597
ÇAMURDAN Coşkun Muzaffer	:	Yaşam Boyu Eğitimde Bir Kent Projesi: Mevlana Toplum ve Bilim Merkezi	601
DANIŞAN Gaye	:	Kaostan Kosmosa	602
DANIŞAN Gaye	:	16. Yüzyıl Denizcilik Astronomisi ve Astronomi Aletleri	603
DEMİRCAN Yahya	:	Ei Cvn Yıldız Sisteminin İlk Fotometrik Analizi	604
DEMİRCAN Yahya	:	İnternet Üzerinde Çalışan Bazı Astronomi Programları	615
DEVLEN Ebru	:	Seyreltik Plazmada Gyroviskoz Kararsızlığın Özellikleri	623
DOĞANAY Mehtap	:	V348 Car Çift Yıldız Sisteminin Rüzgar Geometrisi	630
EVREN Serdar	:	Eps Aur Sisteminin 2009-2011 Tutulması	635
GENÇOĞLU Gülizar	:	Güneş ve Güneş Benzeri Yıldızlarda Manyetik Konveksiyon	641
GÖK Fatma	:	Galaktik Süpernova Kalıntısı G332.5-5.6'nin SUZAKU X-Işını Tayf Analizi	645
GÖKAY Gökhan	:	TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi (TUG) ve Ankara Üniversitesi Gözlemevi (AUG) ndeki Meteorolojik Koşullar	649
GÜLTEKİN Asuman	:	FMV Özel Erenköy Işık Okulları Planetaryum ve Astronomi Çalışmaları	655
HÜDAVERDİ Murat	:	A Long Term X-Ray Variable Source @ Groth-Westphal Field	656
HÜDAVERDİ Murat	:	Abell 2029 Clusters of Galaxies: Analysis of X-ray Point Sources	660
HÜDAVERDİ Murat	:	Observational Evidence of Gravitational Interactions within Superclusters of Galaxies	665
HÜDAVERDİ Murat	:	Probing Cluster Candidates within the CFHT-Deep Fields	669

KAHRAMAN Filiz	:	Seçilen Bazı Beta Cephei Yıldızlarının Frekans Analizleri	675
KARAKUŞ Mehmet	:	Kayseri Koordinatları İçin Yatay Kadranlı Güneş Saati Hesaplamaları	679
KOÇER Hüseyin	:	Çift Pulsarlar ve Genel Rölativiteye Etkisi	680
NASIROĞLU İlham	:	The orbital ephemeris of HU Aqr observed with OPTIMA. Are there two giant planets in orbit?	684
ÖZKARDEŞ Burcu	:	Erken Tür Bir W UMa Sistemi V535 Ara'nın Salt Parametreleri	685
ROWLİNSON Antonia	:	GRB 090515 in Sıradışı X-Işın Emisyonu	690
SAGUNER Tenay	:	Asiago 1.22 metre Teleskop ile Red Clump Yıldızlarının Spektroskopik Gözlemleri: Galaksimizin Yapısı ve Kinematiksel özellikleri	694
SEZER Aytap	:	Kabuk Tipli G355.6-0.0'nin SUZAKU Uydusu X-Işını Analizleri	695
ŞENER H. Tuğça	:	Geçmişten Günümüze Uzay Nesli Kongreleri ve Bu Kongrelerin Uzay Çalışmalarına Katkısı	700
YEŞİLYAPRAK Cahit	:	Palandöken Dağı'nın Atmosferik Özellikleri ve Astronomik Görüş Gözlemleri	701
YILDIZ Gözdehan	:	MZ Del Çift Yıldız Sisteminin İlk Fotometrik Çözümü	705
YILDIZ Mustafa Kürşad	:	Radyo Astronomide Veri Yapısı ve Depolanması	706

VI. Ulusal Öğrenci Astronomi Kongresi Sözlü Sunumlar

AVCI Zeynep	:	Astrofiziğin Kalbi - Gravitasyon Dalgaları	711
CİHANGİR Sükriye	:	An Optical Search For Supernova Remnants In The Nearby Spiral Galaxy NGC 3344	712
DERELİ Hüsne	:	Aktif Galaktik Çekirdek B2 1520+31 ün Fermi- LAT Teleskopu ile Gözlemi	721
GÜZEL Eda	:	Astroarkeoloji: Çok Disiplinli Yeni Bir Alan	730
KAYHAN Cenk	:	Her Koşulda Gökbilim	737
KAYIHAN H. Aziz	:	Başlangıçtan Bugüne Astronomi Kongreleri ve Geldiğimiz Nokta	743
KAYIHAN H. Aziz	:	Gençlerin Uzay Çalışmalarında Aktif Rol Alması ve SGAC'nin Katkısı	744
KIRATLI Ozan	:	Türkiye'de Astrobiyoloji	745
KIZILDAĞ Görkem	:	Güneş Merkezli Sistem (Kopernik'ten Önce)	746
SOLMAZ Arif	:	Ötegezegenler Durum Raporu, Gözlemlere Hazırlık ve Gelecekteki Çalışmalar	747
ŞEMUNİ Muhammed	:	Astrofotoğrafçılık	748
VURALER Hatice	:	20.1 MHz Jüpiter Gözlemi: Radyo Jove Projesi	771

VI. Ulusal Öğrenci Astronomi Kongresi Poster Sunumları

ÇETİN Tuba	:	LOFAR ve Radyo Astronomi Gözlemleri	778
DÖNMEZ Nihan	:	Astronomi alanında teknolojik ilerlemeler ve yeni ufuklar	779
KAYIHAN H. Aziz	:	Big Bang ve Öncesi: St. Augustine'in evren ve zaman üzerine görüşleri ve Augustinian Dönemine genel bir bakış	780
KOLUKISA Dicle	:	Gönüllü Katılımcılarla Büyüyen Astronomi Projeleri	781
ŞEHİTOĞLU Gizem	:	Küçük Kütleli Örten Çift Yıldızlar	785

YOLKOLU Arzu	**:**	IU Aur Çift Sisteminin TUG da Yapılmış Gözlemlerine Dayanan Işık Eğrisi Analizi	786

Astronomiye Emek Verenler – Özel Oturum

TAŞ Günay	**:**	Ülkemizde Astronomi Bilimine Emek Verenler	788
HOTİNLİ Metin	**:**	Herkese Merhaba	794
GÜDÜR Necdet	**:**	Akıl, Bilim ve Din	796
AYDIN Cemal	**:**	Osmanlı İmparatorluğunun Son Döneminden Cumhuriyet Dönemine Astronomi Çalışmaları	799
TÜFEKÇİOĞLU Zeki	**:**	Ankara'da Astronominin İlk Yılları	809
ÖZGÜÇ Atila	**:**	Hatırladıklarım	824
ESİN Fatma	**:**	Sevgili Genç Meslektaşlarım	829
YILMAZ Nihal	**:**	Ankara Üniversitesi Astronomi Bölümünün İlk Yılları	831
ENGİN Semanur	**:**	Ankara'da Astronomi Heyecanı	833
KIZILIRMAK Rümeysa	**:**	Ege'de Astronomi Başlıyor	836
GÜLMEN Ömür	**:**	Kıymetli Arkadaşlarım	839

Çağrılı Konuşmalar

Yüksek Enerji Astrofiziğinde Klasik ve Tekrarlayan Nova Sistemlerinin İncelenmesi

Şölen Balman[1⋆]

[1]Orta Doğu Teknik Üniversitesi, Fizik Bölümü, Ankara, 06531

Özet Yüksek enerji astrofiziği 1970 lerden başlayarak gelişmiş, şimdilerde uzay bilimleri dalında cok önemli bir yer edinmiştir. Klasik ve tekrarlayan nova sistemleri ilk önceleri optik ve kızılötesi dalgalarda çalışılarak süregelmiş ama daha sonra teknolojinin gelişimiyle elektromanyetik spektrumun bütün bölgelerinde çalışılmaya başlanmıştır. Bu sistemlerin yüksek enerjilerde çalışılması ise beyaz cücenin patlamadan sonra sıcak fazlarının ve hidrojen yanması evresinin çalışılması ve nova kabuğunun hidrodinamik gelişiminin, morfolojisinin ve nova bolluklarının şoklarla incelenmesi ile bir gelenek haline gelmiştir. Artık X-ışınınlarında (ve bazen de Gamma-ışınlarında) nova gözlemleri uydularla fırsat ve noktasal gözlem önerileriyle yapılmaktadır.

1 Giriş

Klasik ve tekrarlayan nova sistemleri en eski çalışılagelmiş astronomi-astrofizik konularından biridir. İlk nova bundan yaklaşık 160 yıl önce bulunmuştur (340 yıl önce gözlenmiş olan bir nova da vardır). Bu sistemler birincil beyaz cüce ve ikincil anakol yıldızından (veya biraz evrimleşmiş) oluşan aktif madde aktarımı yapan çift yıldızlardır. En önemli özellikleri bir termonukleer kaçak (TNR) patlamasıyla beyaz cücenin üstünde biriken ikincil yıldızdan gelen maddenin detone olarak yanması ve açığa çıkmasıdır. Atık madde (10^{-3}–10^{-7}) güneş kütlesi civarında olup 1000 km/sn ve üzeri hızla hareket eden, sonra da şokla yavaşlayan bir kabuk oluşturur (Shara 1989; Starrfield 2002; Livio 1994; Krautter 2008; Bode ve Evans 2008). Nova patlamalarının X-ışını ve Gama-ışını gözlemleri 1983-84 yıllarında EXOSAT ile başlayarak yapılmıştır. Gamma-ışınlarında gözlemler sonuç vermezken (2010 yılında patlayan V407 Cyg adlı kaynak hariç) X-ışınları beyaz cüce emisyonunun sıcak fazlarının çalışılması, hidrojen yanmasının takibi ve nova kabuğunun hidrodinamik evriminin izlenmesinde kilit gözlem bandı olarak astrofizik literatürüne yerleşmiş bulunmaktadır. Bu sebeple benim de üyesi bulundurğum bir nova gurubu bu objeleri sürekli olarak SWIFT teleskobuyla patlamalarının belirlenen bir süresinden sonra sürekli izlemektedir. Bu gözlemler, optik tayf ve fotometri, ayrıca CHANDRA ve XMM-NEWTON teleskoplarının X-ışını rendeleriyle desteklenmektedir. Radyo ve kızılötesi gözlemleri de olabildiğince yapılmaktadır. Bunlar arasında, RS Oph'un iki yıllık X-ışını evrimi, radyo jeti ve bunun X-ışını bileşkesi; V2491 adlı novanın tekrarlayan nova olarak

⋆ solen@astroa.physics.metu.edu.tr

bulunması ve eriştiği çok yüksek beyaz cüce sıcaklıkları, X-ışını rende tayflarıyla bulunan maviye kaymiş soğurma çizgileri; X-ışını eğrilerinde bulunan yüksek parlamalar ve derin dipler; RS Oph ve KT Eri adlı novalarda bulunan 35 sayiyelik osilasyonlar ve sebepleri; son olarak V407 Cyg'in FERMI ile bulunuşu ve gamma ve radyo ışınlarında da izlenişi, bununla beraber nova şoklarında parçacık akselerasyonu ve GK Per adlı eski nova da bulunan akselerasyonla karışılaştırılması; önemli gelişmeleri içerir.

2 Kısa X-ışını Gözlem Tarihçesi

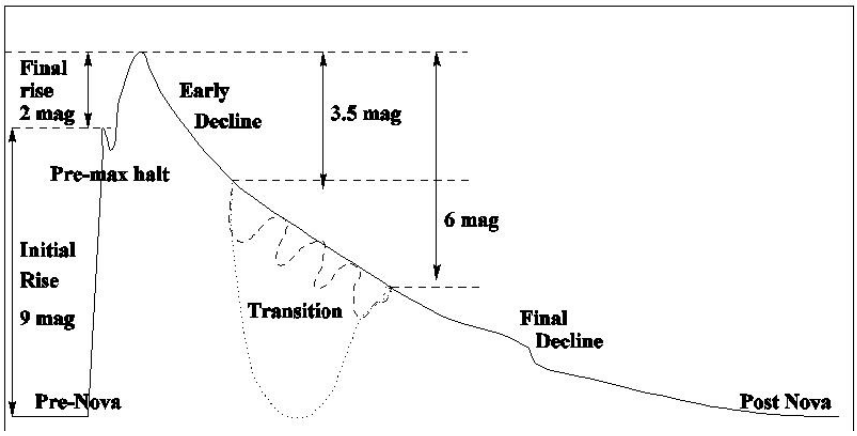
İlk gözlemler EXOSAT (1-20 keV) arasında yapılmış ve LE (low enerji dedektörü) ile üç adet bulunmuştur (e.g., GQ Mus: Ögelman ve ark. 1993, QU Vul 1984: Ögelman ve ark. 1987). Daha sonra ROSAT teleskobuyla gözlemler başlamıştır (0.1-2.5 keV). Bu teleskopla 6 galaktik nova bulunmustur (Balman ve Krautter 2001; Orio ve ark. 2001). Beppo-Sax gözlemleri verimsiz kalmış marjinal olarak 3 adet nova gözlenmiştir (Orio ve ark. 1997, 1999, Kahabka ve ark. 2001). Bundan sonra Günümüzde de devam eden misyonlarla gözlemler başlamıştır. CHANDRA teleskobuyla (0.2-10 keV) ilk rende gözlemleri yapılmıştır. Halen 12 Galaktik nova gözlenmiştir (Starrfield ve ark. 2001; Ness ve ark. 2003; Drake ve ark. 2002; Ness ve ark. 2005,2007, Drake ve ark. 2009; Ness ve ark. 2010; Nelson ve ark. 2008). XMM-NEWTON ile 16 Galaktik nova tanımlandı ve çalışıldı. Bazı önemli çalışmalar, N Sgr 1998, Nova Oph 1998 (Hernanz ve ark. 2002), V5116 Sgr (Sala ve ark. 2010), RS Oph (Nelson ve ark. 2008) V4743 Sgr (Rauch ve ark. 2010) ve V723 Cas (Ness ve ark. 2010) olarak sıralanabilinir. SUZAKU JAXA-NASA-ESA ortak yapımı yeni bir teleskop olarak sadece üç novayı gözlemlemiştir (e.g., V2491 Cyg: Takei ve ark. 2009). Son 10 yılın en önemli X-ışını teleskoplarından olan SWIFT ile yapılan gözlemlerden 23 galaktik nova tanımlanmış ve bütün patlama evresi kısa gözlemlerle izlenmiştir (e.g., U Sco, KT Eri, V407 Cyg, RS Oph: Bode ve ark. 2006, Ness ve ark. 2009 Osborne ve ark. 2010, V458 Vul: Page ve ark. 2009, V2362 Cyg : Lynch ve ark. 2008; V2491 Cyg : Page ve ark. 2010, Iberra ve ark. 2009). RXTE teleskobulya fazla gözlem yapılamamıştır, en önemli çalışılmış iki kaynak RS Oph, (Sokoloski ve ark. 2006) ve V382 Vel, (Mukai ve ark. 2001).

3 Nova Patlaması ve X-ışını Patlama Mekanizmaları

Nova Patlamaları bir beyaz cücenin üstündeki madde aktarımıyla oluşmuş hidrojen zarfının detonasyon sonucu yanmasıdır. Kataklismik değişken sistemlerde oluşur. İlk olarak bir madde aktarımı evresi (e.g., $\leq 10^{-11}$ $M_{\odot}$) görülür, bu evre yavaş biriken hidrojenin TNR termonükleer kaçak ile yükselen sıcaklıklarla (T$\sim 10^{7-8}$ K) yanmasıyla biter ve patlama evresi başlar. Stabilize olmamış Beta parçacıklarının konveksiyonla yukarı çıkmasıyla zarfın dış katmalarına enerji depolanması, dış katmaların ve bunu izleyen nova zarfının genişlemesine ve bir kısmının sistemden atılmasına neden olur. Bu arada sistem görünür maksimuma ulaşır (Şekil 1). Sistem bunu izleyen patlama evresinde sabit Bolometrik ışınım

gücü evresine ulaşır. Bu evrede Beyaz cücenin genişlemiş olan zarfının atılmamış kısmı küçülerek (sabit ışınım gücünde) beyaz cücenin üstüne çökelir. Bu arada beyaz cüce sıcaklığı gittikçe yükselir ve hidrojen yanması devam eder. Bununla beraber beyaz cüce tayfı optik banddan, ultraviyoleye ve ordan da X-ışını bandına geçer. Bunun sonucunda zarf kütlesi stabil bir değere vardığında hidrojen yanması durur ve sistem soğumaya başlar. Post-nova evresine girilir. Bu evrimi en çok madde aktarım miktarı ve tarihçesi, beyaz cüce yaşı kütlesi ve beyaz cücenin üstündeki zarfın elemental kompozisyonu etkiler.

Hidrojen yanması sırasında kara cisim ışımasına benzeyen bir sürekli atmosferik emisyon görülür (0.1-1.0 keV arasında X-ışını emisyonu, $L_{edd}=10^{38}$ erg s^{-1}). Buna yumuşak X-ışını bileşeni diyoruz. Bunun dışında Patlama sırasında sistem dışına atılan maddenin şoklarla ısınması 0.5 keV üzeri X-ışını emisyonuna neden olur. Bundan Bremsstrahlung ve Çizgi Emisyonu görmekteyiz. Sert X-ışını bileşeni çeşitli sebeplerle oluşabilir: Sistem-çevresi maddeyle etkileşim, çarpışan rüzgarlar, yıldız rüzgarlarında instabilite, ve madde aktarımı. radyoaktif bozunmalardan oluşan gama-ışınlarının komptonizasyonu da (örnek: ^{22}Na, ^{7}Be, ^{26}Al) teklif edilmiş ama gözlemlenmemiştir (Hernanz ve ark. 2002).



Şekil 1. Bir novanın optik bandda ışık eğrisi

4 V1974 Cyg: İlk Uzun Nova İzleme-Gözlemleri; GK Per : İlk X-ışını Nova Kabuğu

V1974 Cyg (N Cyg 1992) patladıktan sonra 60-660 gün aralığında X-ışınlarında ROSAT uydusuyla gözlenmiştir. Bunun sonucunda X-ışını yayım mekanizmalarının hangileri olduğu ve zaman içinde nasıl geliştiği görülmüştür. Yumuşak bileşen evrimi için şekil 2; sert bileşen evrimi için şekil 3'e bakınız. Sert bileşenin

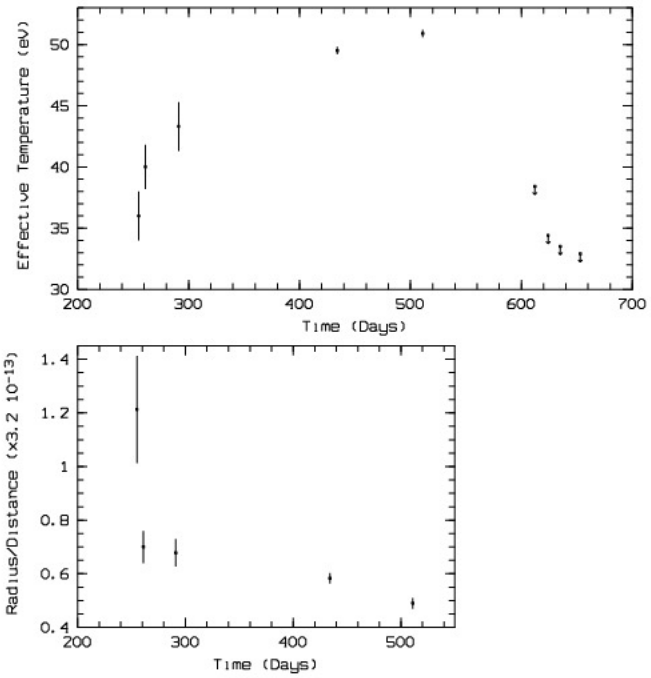
novalarda rüzgarlarla (yada patlama dalgasıyla) atılan materyalin birbiriyle yada sistem etrafındaki kalıntı maddeyle etkileşerek şok yaratmasından oluştuğu belirlendi. Bu etkileşim 60 günde başlayıp 150 günde maximuma ulaştı ki bu radyo thermal ışınımı maximumu ile çakışır. X-ışını soğuma zaman skalası yaklaşık 3 senedir. Sıcaklıklar 10 keV lerde başlayıp maximumda 1 keV ye kadar düşüp sonrada 1 sene kadar bu sıcaklıkta kalıp sonrada soğumaya başladığı gözlendi; L_x=1×10^{34} erg s^{-1}. Yumuşak bileşen 250. günden sonra belirdi ve 511. günde Hidrojen yanması sönümlendiği için soğumaya başladı. Beyaz cüce emisyonu LTE NeO atmosfer modelleriyle modellendi ve L_x=9×10^{37} erg s^{-1} olarak hesaplandı. Analiz detayları Balman ve ark. (1998) de bulunabilir.

Eski Nova Kabukları genelde optikte çözünülmüştür. Morfolojileri polar ve ekvatoral rüzgarlarla, çift yıldız haraketinin bir sonucudur. Ayrıca beyaz cücenin rotasyonu da etkilidir. Polar ve Ekvatoral elemantal bolluk farklılıkları yaratır. (Krautter et al. 2002; Bode 2004, Bode ve Evans 2008). UV ve radyo dalgalarında çözünülmüş nova kabuğu yok denecek kadar azdır (DQ Her (UV) – Evans ve ark. (1992)– ve GK Per (Radyo) Seaquist ve ark. (1989)). Patlama evresi geçtikten uzun zaman sonra X-ışınlarında nova kabuklarına ne olur ? Bunu anlayabilmek için GK Per X ışınlarında gözlendi ve bir nova kabuğunun ilk X-ışını bulunuşu ROSAT HRI uydu ve algılayıcısıyla oldu (Balman ve Ögelman 1999). Daha sonra da CHANDRA uydusuyla gözlendi (Balman 2005). Kabuğun boyutları 45“ B; 38“ D; 52“ G; 41“ K 0.064±0.01 sayım/sn . G-B da parlak ve karmaşık bir morfoloji sergilemekte. Nova kabuğunun yüzey parlaklığı (2-8)×10^{-9} foton/açı-sn^2/cm^2/sn. Şekil 4 Nova kabuğunun CHANDRA imaji, şekil 5a ve 5b de nova kabuğunun şok deseni ve CHANDRA spektrumudur. Sürekli emisyon ve salma çizgilerinde 1-5×10^{32} erg s^{-1}, radyatif değil enerji genişlemeye gitmekte. İki bileşke var: sıcak gömülü bileşke ve soğuk ileri şok bileşkesi (0.9 keV ve 0.2 keV). Soğuk bileşkede [NeIX] ve [NVI] cizgileri mevcut. Kabuğun kenar bölgesinden alınan tayfta atermal X-ışını emisyonu görüldü; foton indeks 2.33. Novadaki enerji dağılımı; E_{kin}=3×10^{45} erg, E_{ter}=3×10^{45} erg, E_B=10^{43} erg, ve E_{ter}=10^{43} erg.

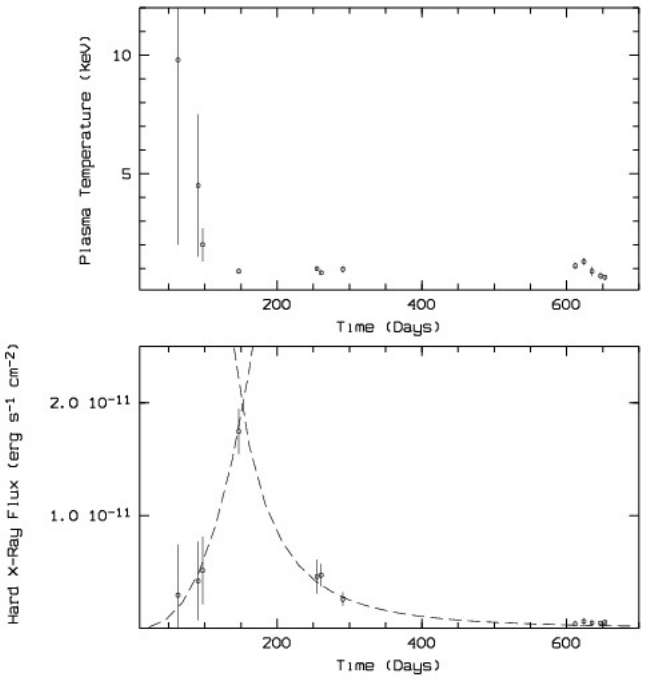
Yakın zamanda (Balman 2010) T Pyx adlı tekrarlayan novadan genişlemiş-uzantılı emisyon bulundu (Bakınız şekil 6). Bu novanın XMM-NEWTON gözlemlerinde 0.3-10 keV ışınımında iki bileşke bulundu; bu bileşkelerden 0.2 keV, L_x=6×10^{32} erg s^{-1} olanı 200-800 km/sn şok hızları oluğunu gösterdi ki bu HST (Hubble Uzay Teleskobu) den bulunan genişeleme hızlarıyla aynıdır. Bunun için 2010 senesinde CHANDRA dan detaylı 100 ksec gözlem alınmıştır.

5 V4743 Sgr: Şaşırtan Nova

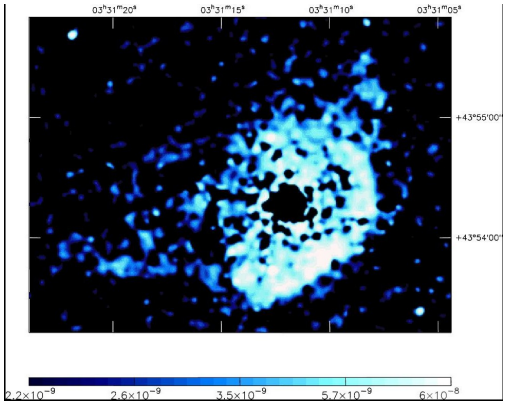
V4743 Sgr 2002 yılında keşfedildi. Bu nova Chandra ile rende spektroskopisi yapılan ilk sistemlerden biridir. Hem beyaz cücenin atmosferinden gelen yumuşak hemde şoklardan kaynaklanan sert bileşke bulunmuştur. 25 ksn gözlemde beyaz cüce emisyonunda bir örtüşme bulunmuştur (Ness ve ark. 2003). Bu örtüşmeden önce 22 sn civarlarinda osilasyonlar saptanmıştır (Ness ve ark. 2003; Dobrotka ve Ness 2010). Bu osilasyonların diskteki kepler karasızlıklarından kaynaklandığı



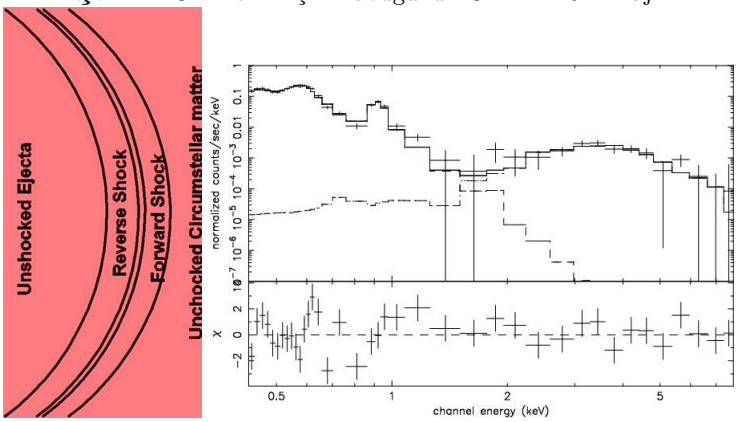
Şekil 2. V1974 Cyg novasının yumuşak bileşkesinin sıcaklık ve çap evrimi.



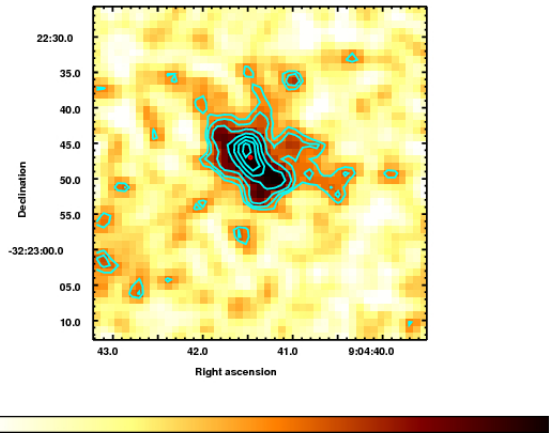
Şekil 3. Sert bileşke sıcaklığı ve akısının evrimi.



Şekil 4. GK Per X-ışını kabuğunun CHANDRA imajı



Şekil 5. GK Per X-ışını kabuğunun şok deseni ve CHANDRA spektrumu



Şekil 6. T Pyx tekrarlayan novasının XMM-Newton imaji

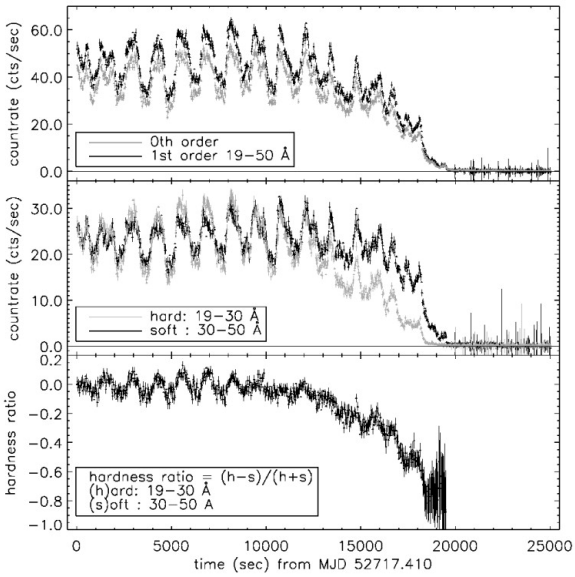
önerilmiştir (bakınız şekil 7). Beyaz cücenin atmosfer emisyonunda OVII, NVII, NVI, CVII soğurma çizgileri görülmüştür. Sert bileşkede NVII ve NVI emisyon çizgileri bulunmuştur. Rauch ve ark. (2010) NLTD atmosferleriyle yumuşak bileşkeyi modellemeye çalışmıştır. Bunun sonucunda sıcaklık 740±70 kK, log g=9 ve log N_H=20.7±0.3 olarak saptanmıştır (bakınız şekil 8). Değişik modellerle uyumlamalarda carbon ve nitrojen bollukları [C]=-0.8-0.6 ve [N]=1.1-1.5 (logaritmik) olarak hesaplanmıştır. C/N oranının düşük olması H yanmasının (CNO çevrimi ile) olduğunu göstermektedir. Genel olarak elemental bollukların güneşe yakın olması ve madde birikimini göstermesi sebebiyle ileride V4743 Sgr'ın bir SNIa olabileceği tahmin edilmektedir.

6 RS Oph: Tekrarlayan Nova Fenomeni

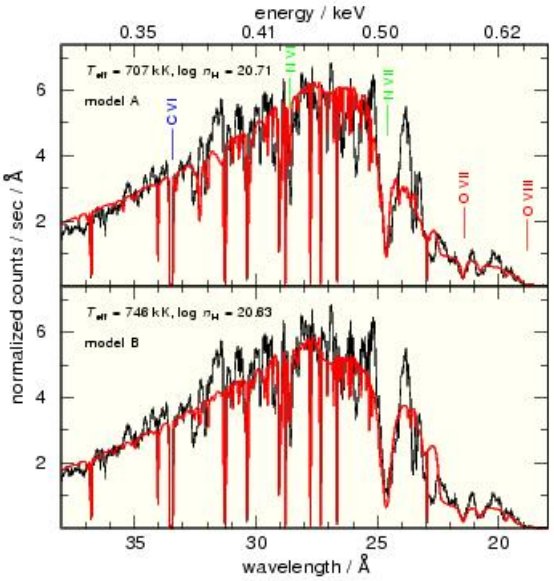
RS Oph tarihte, 1898, 1933, 1958, 1967, 1985 ve 2006 olmak üzere altı tanımlanmış patlaması bulunan bir tekrarlayan novadır. Bunlardan 2006 patlaması yüksek enerji astrofiziği ve X-ışınlarında en çok gözlenmiş ve verimli sonuçlar elde edilmiş olandır. Kaynak Rossi-X-ray Timing Explorer (RXTE) uydusu tarafından 3. günden sonra izlenmeye başladı. Bu gözlemler aralıklarla 21. güne kadar devam etti. Bu gözlemler sonucu sistemde genişleyen bir şok dalgası olduğu saptandı. Fakat ışımanın termal olduğu ve şoklanmış materyalin yaklaşık $10^{-(6-7)}$ güneş kütlesi olduğu hesaplandı. Bunlarla beraber Sokoloski ve ark. (2006) tarafından X-ışını akısının 3-30$\times 10^{-10}$ erg cm^{-2} s^{-1} ($\sim 10^{36}$ erg s^{-1}) arasında değiştiği ve zaman içinde $t^{-5/3}$ ile azaldığı bulundu (bakınız şekil 9). Nova kabuğunun sinkrotron emisyonu yaptığı VLBA ile radyo dalgalarında keşfedildi (Rupen ve ark. 2008). Ayrıca 21. ve 51. günler arasında net bir şekilde tanımlanan 11000 km s^{-1} hızına sahip bir sinkrotron jeti de açığa çıkarıldı. Nelson ve ark. (2008) yumuşak X-ışını bileşkesini çalıştılar ve kabuk içerisinde radyal bir bolluk varyasyonu buldular. CO bolluklu NLTD (lokal termodinamik dengesizlik) atmosfer modelleriyle yaptıkları analizlerle beyaz cüce sıcaklığını yaklaşık 800 kK olarak hesapladılar. Bu bileşke 30. günden 110. güne kadar izlendi XMM-NEWTON spektrumlarını şekil 10 da bulabilirsiniz. Ness ve ark. (2007) ve (2009) yumuşak ve sert spektral bileşenleri CHANDRA ve XMM-NEWTON gözlemleri ışığında incelemiştir. Sonucunda sert bileşkede farklı sıcaklıklar yumuşak bileşkede hızı yavaşlayarak değişen soğurma çizgileri bulunmuştur.

7 V2491 Cyg: Madde Aktarımı Bulunuşu

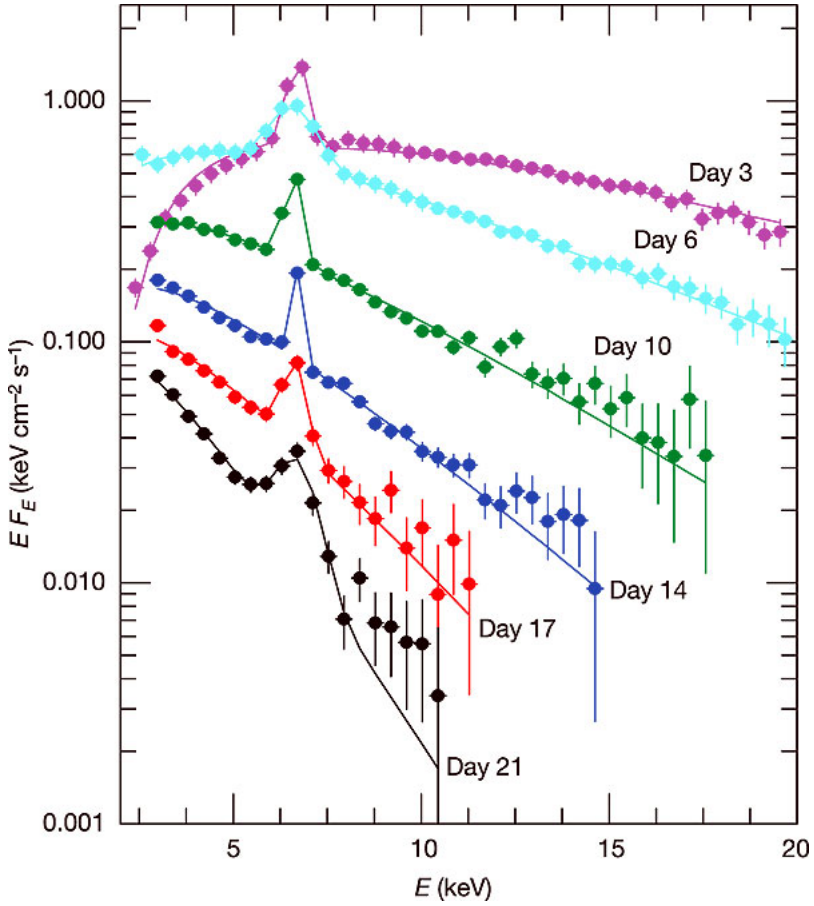
V2491 Cyg 10 nisan 2008 de keşfedildi. Bu nova SWIFT X-ışını teleskobuyla çok yakından bütün evrimi boyunca izlendi (bakınız SWIFT XRT ışık eğrisi şekil 11). Bu novanın patlamayı izleyen çıkışı yaklaşık 40 gün sürdü ki bu hızlı bir nova olduğunu gösterir. Fakat nova uzun zaman sönümlenmedi. Özellikle ışık eğrisindeki titreşimli, varyasyonlu salınımlar ve spektral sertleşme madde aktarımının başlamış olabileceğinin bir kanıtı olarak saptanmıştır. SWIFT verilerinin analizi Page ve ark. (2010) da bulunabilir. Sistemin bir manyetik tekrarlayan nova olduğu düşünülmektedir. 1990 dan kalan arşiv ROSAT veriler-



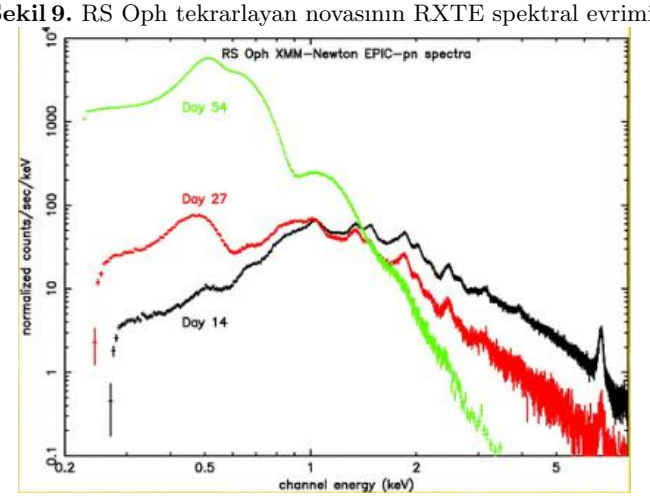
Şekil 7. V4743 Sgr novasının CHANDRA ışık eğrisi.



Şekil 8. V4743 Sgr novasının XMM-NEWTON Rende spektrumu.

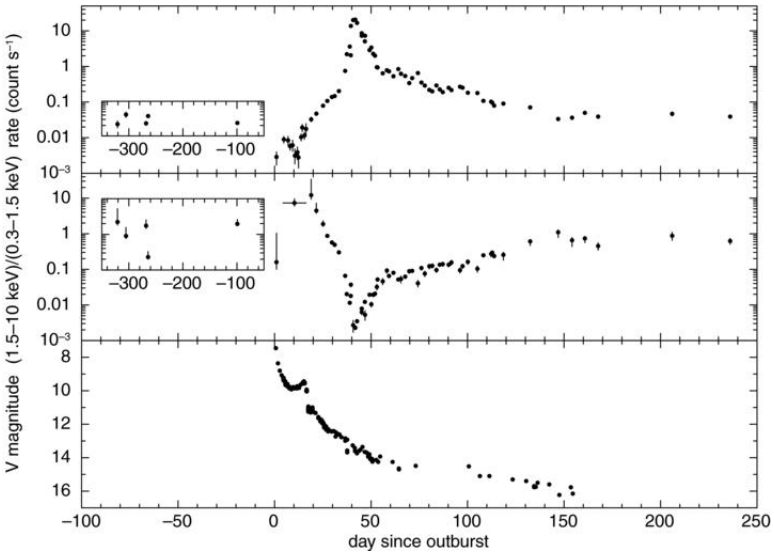


Şekil 9. RS Oph tekrarlayan novasının RXTE spektral evrimi.

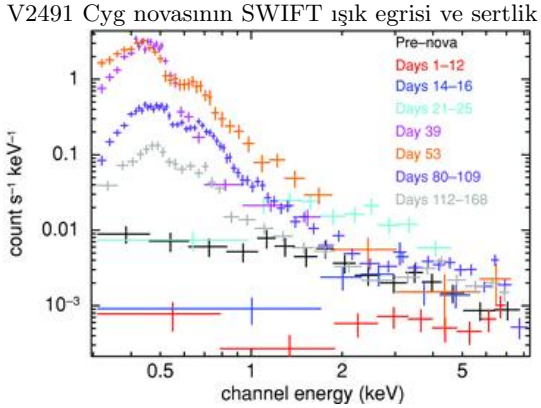


Şekil 10. RS Oph tekrarlayan novasının XMM-NEWTON EPIC pn spektrumu.

iyle başlayarak sistemin pozisyonunda değişken bir kaynak yani sistemin durgun bileşeni saptandı ve çalışıldı (Ibarra ve ark. 2008). Aynı zamanda Munari ve ark. (2008) sistemin optik bileşenini eski plakalardan buldu ve 16 yıl boyunca m_v=17 kadir de olduğunu hesapladı. Fakat Balman ve ark. (2008) patlamadan 5 ay öncesine kadar bir zamanda kaynağın sönümlendiğini R>18.6 buldu. SWIFT gözlemlerinde kaynağın hem yumuşak hem de sert bileşkesi olduğu bulundu. Yumuşak bileşke 39. ve 170. günler arasında evrimleştiği gözlendi, sıcaklığı kara cisim ışımasıyla çalışıldı ve 20-80 eV arasında olduğu hesaplandı (bakınız şekil 12).



Şekil 11. V2491 Cyg novasının SWIFT ışık egrisi ve sertlik oranları.



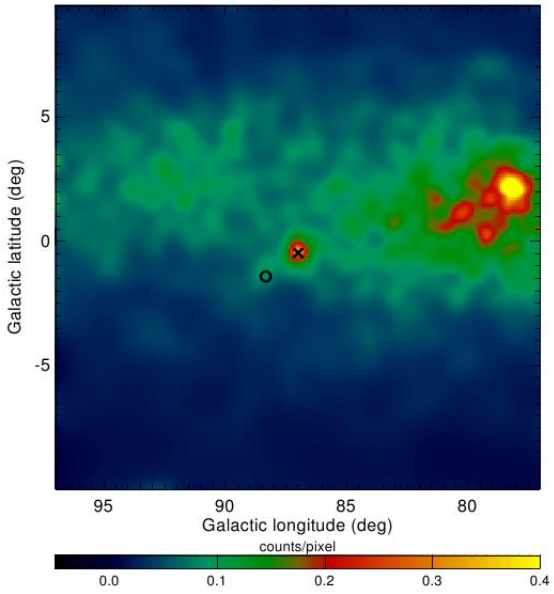
Şekil 12. V2491 Cyg novasının SWIFT spektral evrimi.

8 V407 Cyg: Fermi Bulunuşu

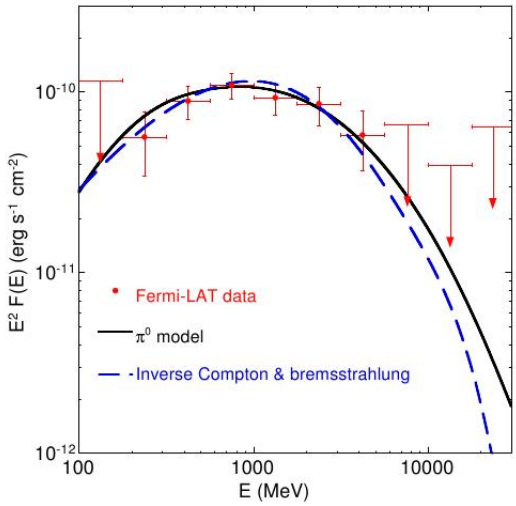
V407 Cyg, RS Oph gibi simbiyotik bir sistem ve tekrarlayan novadır. Mira-tipi atım yapan kızıl dev ve bir beyaz cüce bileşeninden oluşur. Son patlamasını 10 Mart 2010 da gerçekleştirmiştir. Bu patlamanın en önemli bulgularından biri sistemin FERMİ teleskobunun LAT detektörü ile 100 MeV ve 10 GeV arasında değişken bir kaynak olarak keşfedilmesidir (Abdo ve ark. 2010). Şekil 13 FERMI LAT imajı ve şekil 14 LAT spekturumunu gösterir. Bu emisyon nova kabuğunun kızıl dev bileşeninin etrafındaki yoğun kalıntı ortamla etkileşiminden var olan manyetik (ikincil yıldızın) alanının da etkisiyle parçacık akselerasyonu oluşumundan kaynaklanmaktadır. Favori model proton-proton ekileşmesinden oluşan pionların çözümlenerek gamma-ışını yaymasıdır. FERMI aktivitesi 10 Mart tan 29 Marta kadar sürmüştür. Kaynak nisan ortasında kaybolmuştur. Averaj FERMI akısı $4.4\pm0.4\times10^{-7}$ foton erg cm^{-2} s^{-1} olarak tespit edilmiştir.

Kaynaklar

Abdo, A. A. et al. 2010, Science, 329, 817
Balman Ş., 2010, MNRAS, 404, 26
Balman Ş., 2005, ApJ, 627, 933
—. 2006, Advances in Space Research, 38, 2840
Balman Ş., Ögelman H. B., 1999, ApJ, 518, L111
Balman Ş., Krautter J., Ögelman, H., 1998, ApJ, 499, 395
Bode M. F., et al. 2006, ApJ, 652, 629
Bode M. F., Evans A., 2008, Classical Novae (Classical Novae, 2nd Edition. Edited by M.F. Bode and A. Evans. Cambridge Astrophysics Series, No. 43, Cambridge: Cambridge University Press, 2008.)
Livio M. 1994, in Interacting Binaries, Saas-Fee Advanced Course 22, ed. H. Nussbaumer, A. Orr (Berlin: Springer), 135
Nelson T., Orio, M., Cassinelli, J., Still, M., Leibowitz, E. Mucciarelli, P., 2008, ApJ, 673, 1067
Ness J.-U. et al., 2003, ApJ, 594, L127
Page K.L. et al., 2010, MNRAS, 401, 121
Rauch T. Orio, M., Gonzales-Riestra, R., Nelson, T., Still, M., Werner, K., Wilms, J. 2010, ApJ, 717, 739
Shara M. M., 1989, PASP, 101, 5
Sokoloski J. L., Luna G. J. M., Mukai K., Kenyon S. J., 2006, Nature, 442, 276



Şekil 13. V407 Cyg tekrarlayan novasının FERMI imajı 100 MeV-10 GeV.



Şekil 14. V407 Cyg tekrarlayan novasının FERMI spektrumu 100 MeV-10 GeV.

Yüksek Enerji Gökbilimi Algılayıcıları

Emrah Kalemci[1⋆]

Sabancı Üniversitesi, İstanbul

Özet Gözlemsel yüksek enerji gökbiliminde altın çağı yaşanıyor. Fakat aynı zamanda büyük uzay ajanslarında yüksek enerji gökbilimini ileri götürecek uyduların yapımı ile ilgili bir belirsizlik de gözleniyor. Özellikle uzay alanında kendini kanıtlamaya çalışan ülkelerde ise (Hindistan, Brezilya ve Çin) uydu gözlemevi projelerinin devam ettiğini görüyoruz. Ulusal boyutta uzay çalışmalarına girmeye başlayan Türkiye'de de algılayıcı üretim çalışmaları başlıyor. Bu bildiride, önce yüksek enerji gökbiliminin popüler bir konusu olan karadelikleri etkin gözlemek için görüntüleme ve algılama sistemlerinin ne tip özelliklere sahip olması gerektiği tartışılacaktır. Daha sonra Sabancı Üniversitesi Yüksek Enerji Gökbilimi Laboratuvarı'nda yapılan çalışmalar hakkında bilgi verilecektir.

1 Giriş

Gözlemsel gökbilim altın çağını yaşıyor. Yüksek enerji gökbiliminde çalışan gözlemevi sayısı 6 (*Chandra*, *XMM-Newton*, *INTEGRAL*, *Suzaku*, *RXTE*, *Swift*). Bu uydu gözlemevlerinin ürettiği çok büyük miktarda veri var. Ayrıca şu anda çalışmayan, ama yüksek enerji gökbiliminin gelişmesinde önemli yeri olan *ROSAT*, *BeppoSAX* gibi uyduların ürettikleri veriler de mevcut.

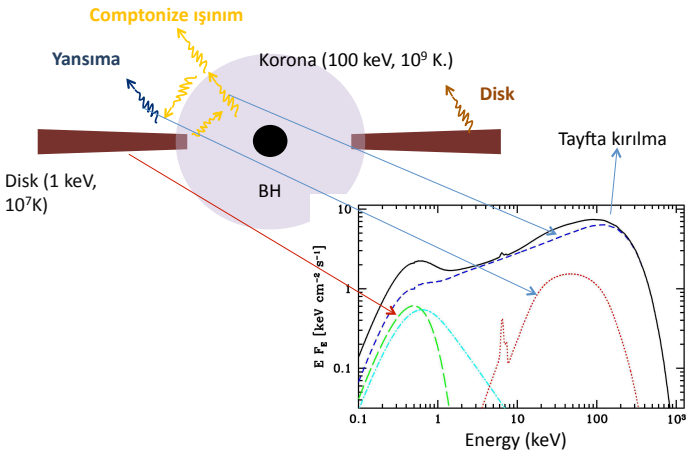
Geleceğe bakarsak, ekonomik krizlerin de etkisi ile *IXO* - International X-ray Observatory gibi büyük gözlemevlerinin yapımının ertelendiğini, hatta belki de hiç yapılmayacağını görüyoruz. Ama gerek uluslararası ölçüde (ESA'nın orta boy, M-class çağrısı), gerek ulusal ölçüde, özellikle uzay alanında kendini kanıtlamaya çalışan ülkelerde (Hindistan, Brezilya ve Çin), uydu gözlemevi projeleri devam ediyor.

Gökbilimin gideceği noktayı veriler belirler. Verilerin özelliklerini anlamadan, onların nasıl bir algılayıcı düzeneğinden geçip, nasıl işlendiğini bilmeden yorumlamak bizi yanlış sonuçlara ulaştırabilir. Dolayısıyla algılayıcıların çalışma prensiplerini anlamak bir yüksek enerji gökbilimcisi için gerekliliktir. Bu çalışmada önce yüksek enerji gökbiliminin popüler bir konusu olan karadelikler ele alınacaktır. Daha sonra onları etkin gözlemek için görüntüleme ve algılama sistemlerinin ne tip özelliklere sahip olması gerektiği tartışılacak ve Sabancı Üniversitesi Yüksek Enerji Gökbilimi Laboratuvarı'nda yapılan çalışmalar hakkında bilgi verilecektir.

⋆ ekalemci@sabanciuniv.edu

1.1 Yüksek enerji ışınım kaynağı olarak karadelikler

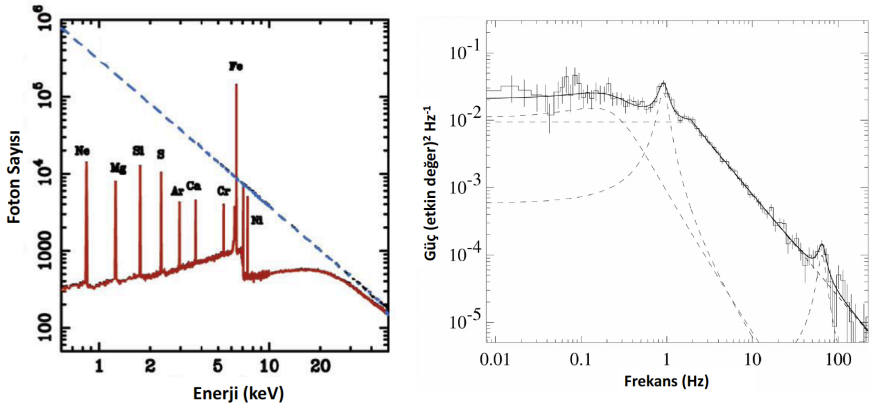
Karadelikler tanım olarak bir olay ufku içinde yer alan tekilliklerdir. Olay ufku madde ve ışığın dışarı kaçamadığı bir sınırı belirler, ve dönmeyen bir karadelik için Schwarzchild yarıçapı ile verilir ($R_s = 2GM/c^2$, G kütleçekim sabiti, M karadeliğin kütlesi ve c ışık hızı). Karadelikler temelde basit cisimler olup, tüm özelliklerini tanımlamaya 3 parametre yeter: kütle, açısal momentum (spin) ve yük. Evrende gökbilimsek olarak ayrıntısı ile inceleyebildiğimiz iki çeşit karadelik vardır, yıldız kütleli karadelikler (YKK) ve dev karadelikler. YKK'lar ağır yıldızların evrimlerinin sonunda çökmesi ile ortaya çıkarlar ve tipik kütleleri 10 $M_\odot$, dolayısıyla tipik olay ufku ölçeği 30 km'dir. Dev karadelikler ise gökadaların merkezlerinden bulunurlar ve kütleleri $10^6 - 10^9$ $M_\odot$arasındadır. Burada sadece YKK'lar üzerinde durulacaktır.



Şekil 1. Karadeliklerin etrafındaki ışınım geometrisi ve prensipleri. Taç geometrisi temsili olarak gösterilmiştir, jetlerin yüksek enerjilere katkısı ihmal edilmiştir.

Karadeliklerden gelen yüksek enerji ışınımının tayfsal özellikleri Çift yıldız sistemlerindeki YKK'lara ikincil yıldızdan akan madde bir kütle aktarım diski oluşturur. Karadeliğin yüksek kütleçekim potansiyelinin ısıya dönüştüğü bu diskte sıcaklık keV seviyesine çıkar. Şekil 1'ta karadeliklerden beklenen ışımanın genel özellikleri gösterilmektedir. Disk geometrik olarak ince ama optik kalınlığı yüksektir, dolayısıyla disk-karacisim ışıması yapar. Karadelik tayfında, bu karacisim ışımasına ek olarak yüksek enerjilere uzanan bir güç kanunu ışıması da vardır. Birkaç yüz keV civarında kırılma gösterebilen bu ışınımın milyarlarca derece sıcaklıktaki bir elektron tacı tarafından Compton ters saçılma mekanizması ile oluşduğu düşünülmektedir. Sıcak taç diskten gelen düşük enerjili fotonların enerjisini yükseltmektedir.

Taçtan çikan yüksek enerjili fotonların bir kısmı diske çarpabilirler. Bu durumda fotonlar disk içinde etkileşime girerek atomları iyonize edebilirler, ya da Compton saçılmasına uğrayabilirler. Iyonize olmuş atomlar bir dizi çizgi ışıması yaparlar (Şekil 2, sol). En belirgin ışıma 6.4 keV'deki Demir çizgisi ışımasıdır. Bunun dışında 7.1 keV'de bir soğurma kıyısı ve 20 keV'de ise Compton saçılmasının özelliklerinden dolayı bir şişkinlik gözlenir (McClintock & Remillard 2003).



Şekil 2. Sol: Yansıma tayfı. Mavi çizgi disk üzerine düşen tayfı, kırmızı ise diskten yansıyan modellenmiş tayfı göstermektedir. **Sağ:** XTE J1550−564 kaynağı sert dönem güç tayfı. Lorentz fonksiyonları ile modellenmiştir. Kalemci ve ark. (2001)'den alınmıştır.

Karadeliklerden gelen yüksek enerji ışınımının zamansal özellikleri Olay ufku civarında diskin tipik Kepler zaman ölçeği milisaniyeler seviyesindedir. YKK'lar tayfsal özelliklerine de bağıntı gösteren kuvvetli, kısa zaman ölçekli zamansal değişiklikler gösterirler. Bu değişiklikler Fourier teknikleri kullanılarak analiz edilebilir. Şekil 2, sağ'da Fourier teknikleri sonucu ortaya çıkarılan güç tayfı ve 65 Hz civarındaki yüksek frekanslı periyodiğe yakın salınım örnek olarak gösterilmektedir.

Günler ölçeğinde değişiklikler ise genel olarak karadeliklerin bir parlama dönemi boyunca evrimine karşılık gelir. Parlama dönemleri boyunca hem tayfsal hem de kisa ölçekli zamansal değişiklikler gözlenir (Kalemci ve ark. 2004).

1.2 Karadelikleri incelemek için gereken görüntüleme ve algılayıcı sistemleri

Karadeliklerin yukarıda anlatılan özelliklerini inceleyebilmek için ihtiyaç duyulan sistemleri özetlersek:

1. 0.1 keV - 1 MeV arasında geniş bantlı tayf ölçer (Şekil 1), 10 keV üzerinde geniş alana sahip olması gerekir.
2. 0.1 keV - 10 keV arasında çok iyi enerji çözünürlüğe sahip tayfölçer (Şekil 2, sol)
3. Kısa zaman ölçekli çalışmalar için milisaniyeler düzeyinde zamansal çözünürlük ve geniş algılayıcı alanı (Şekil 2, sağ).
4. Kalabalık bölgelerde kaynakları birbirinden ayırmak için yüksek ayırıştırma gücüne sahip görüntüleme sistemleri
5. Yeni parlamaları keşfetmek için çok geniş alana ya da kısa zaman içinde tüm uzayı tarayan sahip gorüntüleme sistemleri
6. Birçok karadelik kaynağının günlük evrimi takip edebilmek için hızla yön değiştirebilen uydu sistemleri

Bu listeden de anlaşılacağı gibi karadeliklerin kapsamlı araştırması farklı görüntüleme, algılama ve uydu sistemlerinin değişik kombinasyonlarda birleştirilmesini gerektirir.

2 X ışını algılayıcı sistemleri

2.1 Atmosferi aşmanın yöntemleri ve uydu yörüngeleri

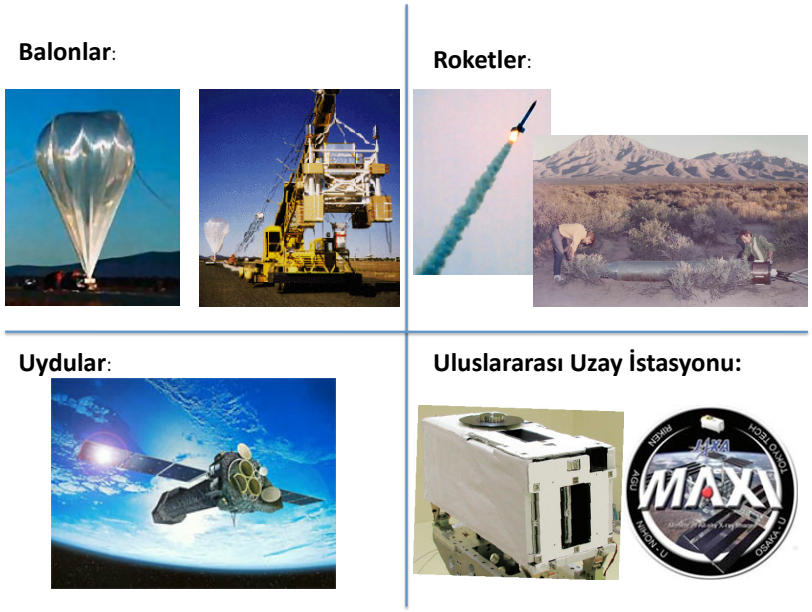
Her şeyden önce atmosfer x ışınlarında geçirgen olmadığı için yüksek enerjilerde çalışan algılayıcı sistemlerinin atmosfer üzerine çıkması gerekir. Atmosfer üzerine değişik araçlarla çıkılabilir.

Balonlar özellikle gama ışını gökbilimcilerinin kullandığı bir araçtır. Balonlar 42 km'ye kadar tırmanabilirler ve tonlarca yük kaldırabilirler. Bu da gama ışını algılamak için gerekli çok ağır algılayıcı sistemlerini kullanmak ve test etmek için uygun bir zemin oluşturur. Çok ince (0.002 cm) sentetik bir materyalden yapılan balonların çapı en şişkin halinde 170 m'ye ulaşabilir. Düzenli rüzgarların egemen olduğu Anktartik bölgesi balon uçuşlarının sıklıkla yapıldığı bir alandır.

Atmosferi aşmanın hızlı ve ucuz başka bir yöntemi ise roket kullanmaktır. Roketler 1400 km'ye kadar tırmanabilir ve atmosfer üzerinde yüzlerce saniye kalabilirler. Tarihte yüksek enerji gökbiliminin gelişmesine önemli katkıda bulunan roketler, günümüzde genelde uyduya konması düşünülen algılayıcıların uzay ortamında çalışmasını test etmek için kullanılmaktadır.

Daha kalıcı sistemler için iki yol vardır. Uluslararası Uzay İstasyonu (UAİ) alçak irtifada x ışını algılayıcıları için bir platform sağlar. Japon MAXI algılayıcısı UAİ üzerinde çalışan ve tüm uzayı tarayan bir algılayıcı sistemidir. UAİ'nin önemli bir avantajı arızalanan algılayıcı sistemlerine astronotların müdahale şansı olmasıdır. Fakat UAI yüksek açısal çözünürlüklü teleskoplar için yeterince istikrarlı bir platform değildir ve yörüngesi genel olarak arkaalan ışımasına açıktır. Bu nedenle nadiren yüksek enerji gökbilimi için tercih edilir.

Uydular ise kalıcı ve istikrarlı platform oluşturur ve yüksek enerji gökbiliminde en çok kullanılan araçlardır. Uyduların üzerinde algılayıcı sistemlerinin yanı sıra enerji sağlayan güneş panelleri, yönlendirmeyi sağlayan sistemler ve



Şekil 3. Yüksek enerjilerde gökbilim yapmak için atmosferin üzerine çıkma yöntemleri.

yakıt, haberleşmeyi sağlayan antenler, uydunun yerini belirleyen yıldız takipçileri ve diğer elektronik kontrol sistemleri bulunur.

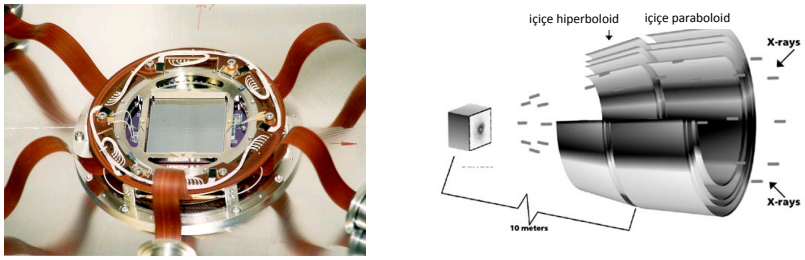
Gökbilimsel uydular genelde Dünya çevresinde iki tip yörüngede bulunurlar. Dünya'yı 3000 km ve 16000 km yükseklikte iki ışıma kuşağı sarar. 1000 km'nin altında kalan yörüngelere alçak irtifa yörüngesi denir. Uydular bu yörüngede yaklaşık 90 dakikada bir Dünya'nın etrafında dönerler. Bu yörüngelerin önemli avantajları vardır. Işıma kuşaklarının altına kaldığından kuşakların içine hapsolmuş yüksek enerjili parçacıkların elektronik devrelere ve algılayıcı kristallere vereceği zarardan korunulur. Ayrıca yörüngeye oturtmak nispeten kolay ve ucuzdur ve veri alışverişi kolaydır. Fakat alçak irtifanın en büyük sorunu kaynakları gözleme süresinin nispeten kısa olmasıdır. Yörüngenin büyük kısmında kaynak uyduya göre Dünya'nın arkasında kalabilir. Dolayısıyla uzun süreli gozlem yapmak isteyen sistemler genelde eksentrik yörüngeleri tercih ederler. Bu yörüngeler 3 güne yakın kesintisiz gözlem şansı sunarlar, ama ışıma kuşaklarından geçişler risklidir, ve yörüngeye oturtmak pahalıdır.

2.2 Çalışma prensipleri

Bir uydu sistemi genelde iki parçadan oluşur. Önce fotonları toplamak ve gökyüzünde belli bir alanı algılayıcı yüzeyine indirecek bir görüntüleme sistemi gereklidir. Yüksek enerji gökbiliminde kullanılan foton toplama yöntem-

leri Wolter tipi x ışını teleskopları, kodlanmış maskeler ve sınırlayıcılar olarak özetlenebilirler. Sonra bu fotonların algılanması gerekir. Algılayıcılar da genel olarak ikiye ayrılabilirler, görüntü çözünürlüğü olan algılayıcılar (örnek CCD'ler) ve görüntü çözünürlüğü olmayan algılayıcılar (örnek: sintilatörler). Aşağıda düşük enerjilerden yüksek enerjilere çıkarak bu sistemlerin bir kısmı tanıtılacaktır.

Wolter tipi teleskop sistemleri (0.1 - 10 keV) X ışınlarının çeşitli materyallerde yansıma ozelliklerine baktığımızda yaklaşık 1 derece üzeri açılarda soğurulduğunu, ancak daha düşük açılarda tam iç yansıma yaptığını görürüz (Aschenbach, 1985). Enerji yükseldikçe yansıma olabilecek en büyük açı da küçülür. Tam yansıma teleskoplarında özel kaplama teknikleri kullanılmadan 10 keV üzerine çıkılamaz. Kaynaktan gelen ışığı çok ince açı ile odaklama prensibine bağlı bu teleskoplarda makul odaklama uzaklığına ulaşmak için hiperboloid ve paraboloid yüzeylerin bir karışımı kullanılır. Birçok ayna içiçe geçirilerek yüzey alanı arttırılır (Şekil 4). Wolter tipi teleskopların en önemli özelliği ayırıştırma çözünürlüğünün çok iyi olmasıdır (*Chandra* uydusu < 1"). Bu aynı zamanda ızgara (grating) ile beraber kullanıldığında çok iyi bir enerji çözünürlüğünü beraberinde getirir.



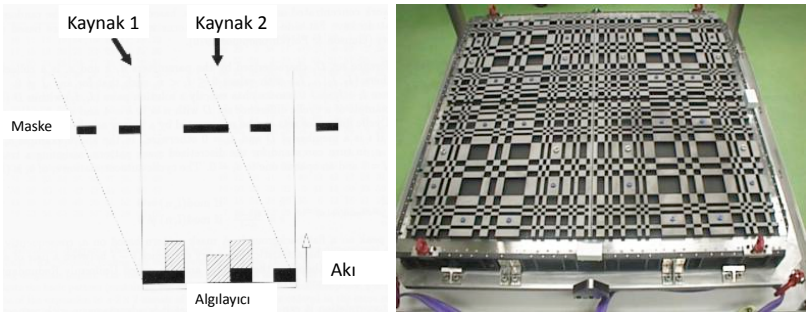
Şekil 4. Sol: *XMM-Newton* odağında bulunan EPIC PN CCD algılayıcısı **Sağ:** Çift kırılma ile çalışan Wolter tipi teleskopların çalışma prensibi.

Bu teleskopların odağında Si tabanlı piksellenmiş CCD algılayıcılar bulunur. Bu algılayıcılar ızgara kullanmadan bile 100 eV civarında enerji çözünürlüğüne sahiptir. Fotonlar yarıiletken materyalde fotoelektrik etkisi ile etkilesime girerler. Pikseller içinde fotonun enerjisine doğru orantılı elektron-deşik çiftleri yaratılır. Elektronlar okunana kadar piksellerde depolanır.

Aktif uydulardan *XMM-Newton*, *Chandra*, *Swift* (X-ray Telescope), *Suzaku*(X-ray imaging instrument) Wolter tipi teleskopları kullanır. *XMM-Newton* geniş alanı ile sönük cisimleri incelemek için, *Chandra* çok iyi enerji ve ayırıştırma çözünürlüğüne ihtiyaç duyulduğunda, *Swift* günluk gözlemler için, *Suzaku* ise geniş enerji bantlı gözlemler için kullanılır.

Sınırlayıcı kullanan sistemler Yüksek enerjilerde ışıma yapan kaynak sayısı az olduğu için Gökada düzleminin belirli bölgeleri hariç 1 derece alan içinde birden fazla kaynak olma olasılığı çok düşüktür. Bu da algılayıcı sistemlerinde görüş alanını daraltan kısıtlayıcılar kullanılmasına olanak sağlar. Bunların avantajı pahalı görüntüleme sistemine ihtiyaç duyulmaması ve algılayıcı alanının geniş tutulabilmesidir. *RXTE* uydusu bu türün en başarılı örneğidir ve karadeliklerin günlük evriminin takibinde ve zamansal özelliklerinin elde edilmesinde önemli rol oynamıştır.

Kodlanmış maske kullanan sistemler Wolter tipi teleskoplarla görüntüleme yapılamayan 10 keV ve üstü için kullanılan yöntem kodlanmış maske tekniğidir (Şekil 5). Bu teknikte metal bir maske piksellenmiş bir algaılayıcının üzerine yerleştirilir. Değişik kaynaklardan değişik açı ve parlaklıklarla gelen ışıma maskeden geçerek aşağıdaki algılayıcıda kompozit bir gölge deseni oluşturur. Çeşitli yöntemlerle bu desenden kaynakların yeri ve parlaklık bilgisi elde edilebilir (Skinner 2004). Bu sistemi en etkili kullanan uydu *INTEGRAL*'dir ve 3 keV'den 1MeV'e kadar görüntüleme yapabilir. Enerji arttıkça maske ve algılayıcı kalınlığını arttırmak gerekir. Mesela *INTEGRAL* üzerinde 20 keV'e kadar JEM-X, 20 keV-300 keV arası ISGRI ve daha üstü enerjiler için SPI algılayıcı sistemleri kullanılır. Bu sistemlerin bir diğer önemli özelliği geniş görüş açısına sahip olmaları ve yeni kaynakların keşfine olanak sağlamalarıdır.

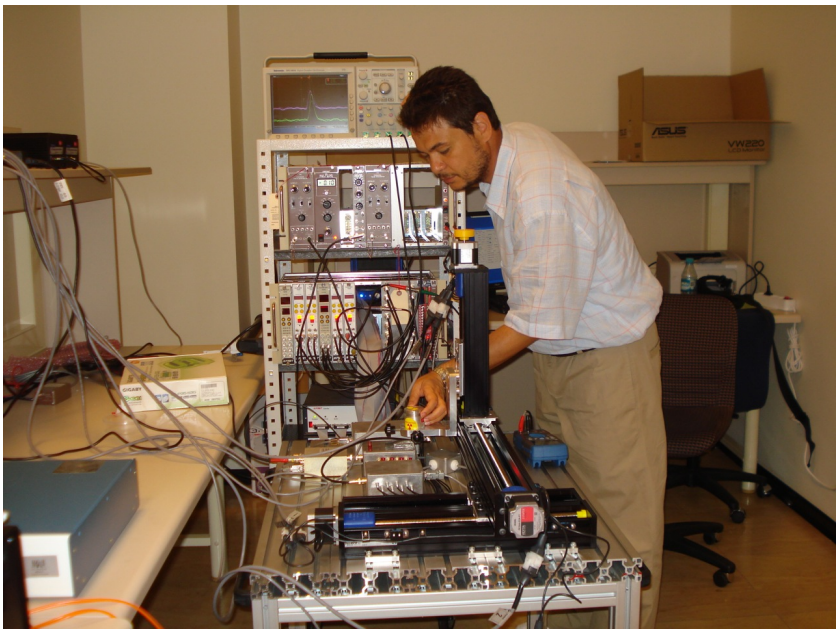


Şekil 5. Sol: Kodlanmış maske çalışma prensibi **Sağ:** *INTEGRAL* üzerindeki ISGRI kodlanmiş maskesi.

3 Sabancı Üniversitesi'nde algılayıcılar üzerine yapılan çalışmalar

Türkiye'nin uydu çalışmaları başlatmasından sonra Sabancı Üniversitesi'nde oda sıcaklığı algılayıcıları üretmek için bir laboratuvar kuruldu (Şekil 6). Bu laboratuvarda şu anda CdZnTe yarıiletken algılayıcılar test edilmektedir. Laboratuvarda 16 kanallı NIM temelli elektronik okuma sistemi ve 36 kanallı entegre

devre okuma sistemi üzerine çalışmalar yapılmaktadır. Laboratuvarın iki amacı vardır. Birinci amaç kristallerin fiziksel özelliklerini ve modelleme sonuçlarını kullanıp uygun kristal boyutu ve elektrot tasarımını gerçekleştirmektir. İkincisi ve daha önemlisi bu kristalleri ve entegre okuma devrelerini kullanarak uzayda çalışabilecek tam bir algılayıcı sistemi üretmektir.



Şekil 6. Sabancı Üniversitesi Yüksek Enerji Gökbilimi Laboratuvarından bir görünüm.

Laboratuvar CdZnTe dışında oda sıcaklığında çalışan materyalleri de test edebilir. Si drift algılayıcılar düşük enerjilere inebilme özellikleri ile uzayda gelecek vadeden materyaldir. TÜBİTAK Uzay'ın ürettiği RASAT uydusu yakın zamanda yörüngeye yerleştirilecektir. Benzer uydu projelerinin devamı laboratuvarımızda üretilen algılayıcı sistemleri için gerekli platformu sağlayabilir.

Yüksek enerji gökbilimi amaçlı algılayıcı geliştirme üzerine Sabancı Üniveristesi'nde yapılan araştırmalar TÜBİTAK tarafından 108T595 nolu 1001 projesi ile, ve Avrupa Komisyonu 6. Çerçeve Bilgi Aktarım Projesi ASTRONS tarafından desteklenmektedir.

Kaynaklar

Kalemci, E., Tomsick, J. A., Rothschild, R. E., Pottschmidt, K., & Kaaret, P., 2001, ApJ, 563, 239

Kalemci, E., Tomsick, J. A., Rothschild, R. E., Pottschmidt, K., & Kaaret, P., 2004, ApJ, 603, 231

McClintock, J. E., & Remillard, R. A., Black Hole Binaries, Compact Stellar X-ray Sources, eds. W. H. G. Lewin and M. van der Klis, Cambridge University Press

Aschenbach, B. 1985, "X-ray Telescopes", Reports on Progress in Physics. vol. 48, number 5.

Skinner, G., 2004, New Astronomy Reviews, 48, 205

TÜRKİYE'DE METEOR BİLİMİ ÇALIŞMALARININ TARİHÇESİ VE ANALİZ ÇALIŞMALARI (v.10)

M. E. ÖZEL

Çağ Üniversitesi Fen-Edebiyat Fakültesi
Tarsus-Mersin **(me_ozel@hotmail.com)**

Özet: Göktaşları Güneş sistemi içindeki gezegen olamamış döküntü malzemeden oluşan ve halen Güneş çevresindeki yörüngelerinde dolaşan malzemedir. Bunlar arasında yörüngeleri dünya ile kesişenlerden atmosferden geçip yere ulaşabilenler (meteoroitler) Güneş sistemimizin başlangıç dönemlerine ait değerli bilgiler taşırlar. Burada göktaşı (meteorit) çalışmalarının kısa tarihçesi ve Türkiye'deki çalışmaların günümüzdeki durumu ele alınacak, 2007 ve 2008'de güney batı Anadolu'da yaşanan 2 meteor düşmesi olayı sonunda elde edilen malzemeye dayalı çalışmalar özetlenecektir.

Abstract: *Meteorites are the solid material that was not able to form a planet or planetoid or a moon. These small objects revolve around the Sun on elliptical orbits. From time to time, their orbits cross that of Earth's and some of them enter the atmosphere and burn as specks of light. Larger ones can reach to the ground and can be collected for further investigations. They carry out importatnt information about the formation era of solar system. In this communication, after short historical notes, two recent meteorite falls and findings in South-western Turkey and their analysis activities will be summarised*

1.GİRİŞ

Meteor, köken olarak Latince bir kelimedir. Ve 'gökyüzündeki sıra dışı olay' anlamına gelen 'Meteoron'dan' gelmektedir. '**Meteorit (göktaşı)**,' güneşin ya da herhangi bir güneş sistemi cisminin çevresinde dolanmakta olan ve kuyrukluyıldız ya da asteroid olarak sınıflanamayacak kadar küçük olan cisimlerdir. '**Meteoroid (Gök Taşı)**' ise Dünya atmosferine giren fakat tamamen buharlaşmadan yer yüzeyine ulaşan göktaşlarıdır. Bir bölümü Güneş Sistemi'nin en erken döneminden madde örnekleri olarak kabul edilen göktaşları, ait oldukları ana cisim ve gezegenler arası ortam hakkında önemli bilgiler içerirler. İlk kez 1803'te L'Aigle-Fransa'da gözlenen meteor yağmuru olayı sonrasında elde edilen göktaşlarının, tanınmış fizikçi J.B. Biot tarafından ayrıntılı olarak incelenmesi ile, bu örneklerin Dünya dışı cisimler olduğu bilim dünyasında kabul edilmiş ve bu konuda daha sistematik incelemeler başlamıştır [1].

Şekil 1. L'Aigle gök taşından bir örnek (Kütlesi 117.75g)

2. METEORLARIN SINIFLANDIRILMASI

Jarosewich (1990) tarafından özetlendiği gibi [11], Sears, 1975 tarihli makalesinde göktaşlarıyla ilgili, özellikle kimyasal analizleri ve mineralojik araştırmalardaki gelişmeleri içeren ilk çalışmaların geniş bir tarihsel özetini vermiştir. Jarosewich'in yaptığı bu geniş çaplı derlemede, daha önce yayınlanmış 74 makalede yer alan 196 analiz ile 61 taşıl ve 20 demir meteorit üzerinde, gerçekleştirilen analiz sonuçlarını toplu olarak sınıflanmış ve değerlendirilmiştir. Van Schmus ve Wood (1967), yaptıkları çalışmalarda [12], meteoritleri kimyasal yapıları ve petrografik özelliklerini göz önüne alarak, alt gruplara bölmüş, halen geniş çaplı kullanımda olan kimyasal-petrografik sınıflamayı yayınlamıştır. Benzer olarak Wasson (1967), Wasson ve diğ. (1989), meteoritleri, nikel (Ni), gadalonyum (Ga), germanyum (Ge) ve indium (In) içeriklerine ve yapısal bilgilere dayanarak, farklı kimyasal gruplara ayırmıştır [12].

Bu analizler sonucunda bugün geniş kabul gören sınıflama, kimyasal yapılarına göre göktaşlarını 3 ana gruba ayırmaktadır: Taşıl Göktaşları, Demir Göktaşları ve Taşıl-Demir Göktaşları. Bu bölümde, önce her grubun özellikleri kısaca özetlenecek ve örnekler verilecek, içerdikleri malzeme ve mineraller için literatürden [1,11,14,16, 22] yararlanılacaktır. Daha sonra da Türkiye'deki meteor çalışmaları ve ele geçen meteoritler ve bunlarla ilgili gelişmeler ve bulgular özetlenecektir.

(i). Taşıl Göktaşları:

İçerik olarak, çoğunlukla silikat ve az miktarda demir-nikel (Fe-Ni)'den meydana gelirler. Bazılarının yapılarında "*kondrit"* (condrit) adı verilen ufak, yuvarlak yapılar vardır. Bu yapıyı içermeyenlere ise "*akondrit"* (acondrit) denmektedir. Kondritlerin yapısında, az miktarda Fe-Ni yanında 'kondri' (chondri) veya 'kondrül' (chondrule) adı verilen milimetre boyutlarında olivin veya piroksen tanecikleri bulunur. Bunlar sıvı silikat damarlarının kristallenmesi olarak açıklanmaktadır [7].

Meteoritlerin büyük bölümü bu sınıftadır (bknz Tablo 2). 'Taşıl' sınıfı göktaşlarının yapıları, dünya benzeri gezegenlerin magma ya da kabuk yapısına benzer. Kondritler, bilişimlerine giren silikat minerallerinin çeşidine göre:

1-Enstatit-kondrit / 2-Olivin-bronzit-kondrit / 3-Olivin-hipersten-kondrit / 4-Olivin-
pijönit-kondrit / 5-Karbonlu-kondrit

olarak tekrar alt sınıflara ayrılırlar. Şekil 2'de kondrit ve kondrül örnekleri görülmektedir.

Akondritler ise, içerlerinde yuvarlak kondrüller bulunmayan ve demir-nikel katkısı daha az olan taşıl göktaşlarıdır Bir akondrit örneği Şekil 3'te verilmiştir. Akondritler, asıl yapılarını oluşturan minerallerin cinsine göre şu türden alt guruplara ayrılırlar:

1-Enstatit-akondrit, 2- Hipersten- akondrit, 3-Olivin-akondrit, 4-Olivin-pijönit-
akondrit, 5-Ojit-akondrit, 6-Diopsit-olivin-akondrit, 7-Piroksen-plajioklas-akondrit.

(ii). Taşıl-Demir Göktaşları

Bu guruptakiler, yaklaşık yarı yarıya silikat ve demir-nikel içeren göktaşlarıdır. İçerdikleri minerallere göre de:

1-Bronzit ve tridimitli, 2- Bronzit ve olivinli, 3-Piroksen ve pljioklaslı

meteoritler olarak sınıflandırılır. Bir taşıl-demir örneği göktaşı, Şekil 4'te verilmiştir.

Şekil 2. Kondritli bir gök taşı ve kondrül (genişçe, beyaz bölgeler) örnekleri. Burada resmi verilen Allende meteoriti, 1969'da Meksika'nın Allende köyü yakınlarına düşmüştür. 4 ton civarında örneği toplanan bu göktaşı en tanınmış ve iyi incelenmiş karbonlu kondrit türü örnektir [14]

	Şekil 3. Bir akondrit gök taşı örneği [14]. Kansas-ABD'de ele geçen bu akondrit örneği, bazaltik bir yapıdadır ve büyük olasılıkla, ana gövdesi olan asteroidin 4.5 milyar yıl önce erimesi sırasında oluşmuştur.

	Şekil 4.Bir taşıl-demir gök taşı örneği [14]. Bu örnek 1822'de Şili'nin Atacama çöl bölgesinde bulunmuştur.

(iii). Demir Göktaşları

Büyük çoğunluğu **demir** ve bir miktar **nikel** karışımından meydana gelen bu grup göktaşları, içerdikleri nikel oranlarına göre şu alt guruplara ayrılırlar:

1-Heksahedritler (Esas minerali Kamasit olan, %4-6 Ni içerenler);
2-Okahedritler Esas minerali Kamasit ve Tenit olan ve %6-14 Ni içerenler); ve
3-Ataksitler (%12'den fazla nikeli olanlar, Esas minerali Tenit olan ve %12'den fazla
Ni içerenler)
Bir demir-nikel göktaşı örneği Şekil 5'te verilmiştir.

Şekil 5.Bir demir gök taşı örneği [15]. Antartika'nın Victoria bölgesinde bulunan bu demir göktaşı örneği, sadece demir ve %12 dolaylarında nikel içermektedir. Büyük bir olasılıkla daha büyük bir meteoridin atmosferde parçalanması ile oluşan parçalardan biridir.

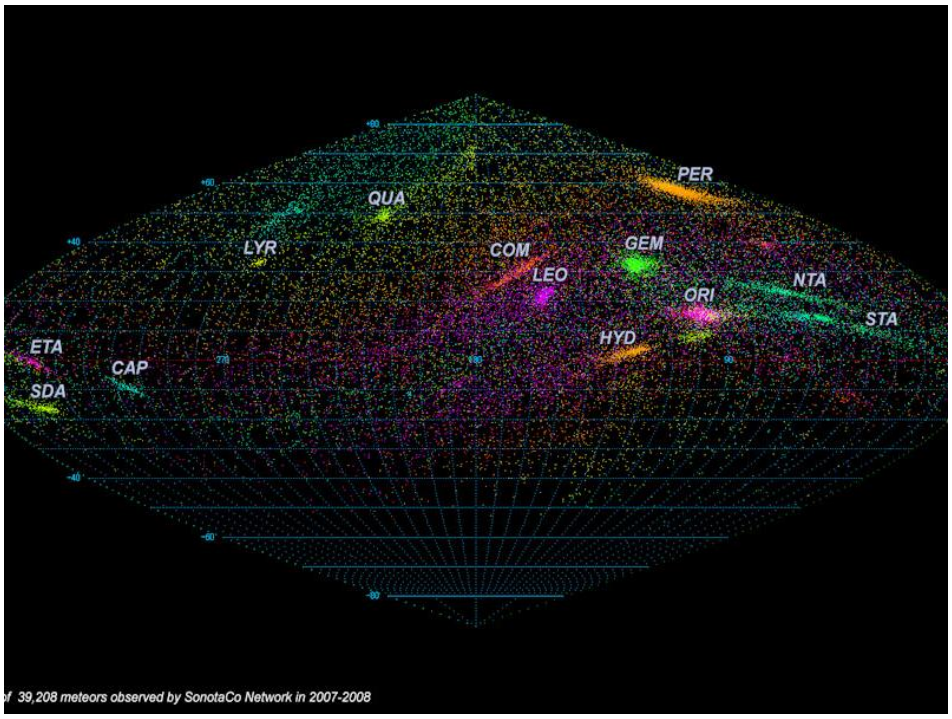
Ele geçirilmiş ve incelenmiş göktaşlarından en büyük sınıfı Tablo 2'de de özetlendiği üzere kondritler oluşturmaktadır.

2.1 GÖKTAŞI YAĞMURLARI

Meteorlarla ilgili bir diğer önemli bilgi, meteorların atmosfere giriş sayılarında zaman zaman görülen artışlardır. Eski kuyrukluyıldız ve asteroit kalıntılarının izlerinden oluşan yörüngelerinin yeryüzü ile kesiştiği tarihlerde birim zamanda gözlenen meteor ('yıldız kayması') olaylarının 1 veya bazen 2 mertebe kadar yükseldiği görülür. Bunların zamanları ve kaynak bölgeleri popüler astronomi kitaplarından takip edilebilir [20].

Son dönemde göktaşları konusunda yapılan en önemli ve yeni çalışma, 2007-2008 yıllarında Japonya'da gerçekleştirilmiştir. Amatör göktaşı avcılarından oluşan SonotaCo kısa adlı grubun ulaştığı sonuçlar, akademik meteor araştırıcıları tarafından da dikkate değer bulunmuştur. Bu projede önemli bir sonuca ulaşılmış ve bu ülkeden gözlenebilen tüm meteor yağmurları bölgeleri ortaya çıkarılmıştır. Bu sistematik çalışma, bilinen yağmurları teyit etme yanında, bilinmeyen ve yeni göktaşı yağmurları dönemlerini ve kaynaklarını da ortaya çıkarmıştır.

Söz konusu çalışmada, Japonya'nın bir ucundan diğerine kadar uzanan ve 25 noktada konumlanmış 100 adet otomatik kameradan oluşan bir '**otomatik göktaşı kayıt ağı'** oluşturulmuştur. Bu ağ, iki yıldan uzun bir süre içerisinde yalnızca çıplak gözle görülebilecek kadar parlak 240.000 göktaşını kaydetmiş ve bu göktaşlarından yaklaşık 40.000 tanesinin, birden çok istasyondan görülmesini kullanarak, bunların gökyüzündeki geliş yönlerinin belirlenmesini sağlamıştır. Sonuçta, yönü bulunan 40bin göktaşının gökyüzünde kaynaklandığı noktaları içeren ilginç bir gökyüzü harita elde edilmiştir (Şekil 6). Bu harita, kitaplara geçen ve geçmeyen tüm meteor yağmurlarını gösterdiği gibi, Güneş sistemi içindeki meteorların kaynaklarının dağılımı konusunda şimdiye dek elde edilmiş en güvenilir ve doğrudan veri tabanını oluşturmaktadır [21].



Şekil 6: SonotaCo ortaklığının kaydettiği 40bin meteorun gökyüzü koordinatları (yatay: sağaçıklık, *α*; dikey: dikaçıklık, δ) temelinde dağılım haritası. Burada renkler göktaşlarının hızlarını göstermektedir: Mavi noktalar en hızlı (75km/s), sarılar en yavaş (15 km/s) göktaşlarına aittir. Sonuçta ortaya çıkan saçılma haritasında, iyi bilinen göktaşı yağmurlarından pek çoğu, ait olduğu takımyıldız parselinin ilk üç harfi ile işaretlenmiştir. Bilinen göktaşı yağmurlarının yanında, bu tarama sırasında, yeni göktaşı yağmurları da belirlenmiştir. Resimde kısaltmaları verilen yağmurlar şunlardır: ETA:Eta Akuarid'ler; SDA:Güney Eta Akuarid'ler; CAP: Alfa Kaprikornid'ler; LYR:Lirid'ler; QUA:Kuadrantid'ler; COM:Koma Berenisid'ler (Aralık ayı); LEO: Leonid'ler; HYD:Alfa Hidrid'ler; GEM:Geminid'ler; PER:Perseid'ler; ORI:Orionid'ler; NTA:Kuzey Taurid'leri, STA: Güney Taurid'leri.

3. TÜRKİYE'DE METEOR ÇALIŞMALARI

3.1 KISA TARİHÇE

Ülkemizde göktaşı (ve küçük gezegen) araştırmaları, Alman bilimcilerinin Türk Üniversitelerinde çalışmaya başladığı 1940'lı yıllara kadar gider. Örneğin, E. İnönü'nün bibliyografyasına göre, 1940-1945 arasında, küçük gezegenlerle ilgili 7 yayın not ediliyor [2]. 10 yıllık bir aradan sonra, gözlemler, bu kez 1955'de EA Kreiken'in *'Frequency Cuves of Meteorites'* (Meteoritlerin Frekans Eğrileri) çalışmasını takiben 1957'de Abdullah Kızılırmak tarafından, '*Meteor Tozlarının Günlük Değişimi'* araştırması ile yeniden gündeme gelmektedir[2]. 1960'da yine Ankara Üniversitesinden Nadir Doğan, '*Mikrometeoritlerin sayısal günlük ve mevsimsel değişimi'* konusuna eğilmektedir. 1970'lerde Ege Üniversitesi'nde, Kızılırmak'ın Türkiye'ye düşen bazı göktaşlarını toplamaya başlaması ve bir '**Göktaşı Koleksiyonu**' oluşturulmaya girişmesiyle tekrar güncellik kazanmıştır. Bu çalışmalar Prof. Kızılırmak'ın aramızdan ayrılmasına (1984) kadar devam etmiştir.

1990'lara gelindiğinde, bu kez Çukurova Üniversitesi Fizik Bölümü'nde yeni bir girişimle Türkiye Meteorları'nın toplanmasını ve incelenmesini amaçlayan yeni bir proje M. E. Özel tarafından (1989'da) başlatılmıştır [3]. Bu proje sırasında, Sivas Şıhhalil köyüne düşen meteorun elde edilmesi çabaları, MTA'nın bunun kendi alanına giren bir uğraş olduğu iddiası ile el koyması, kendi olanakları ile incelemeye alması sonucu, olumlu bir sonuç vermemiştir. Ege Üniversitesindeki koleksiyondan bazı örnekler analiz amacıyla alınmıştır. Takip eden yıllarda, yine Özel tarafından, TUBİTAK Marmara Araştırma Merkezi Uzay Bilimleri Bölümü'nde sürdürülen çalışmalarda eldeki Ege Üniversitesi örneklerinin bir bölümünün kimyasal ve mineralojik analizleri yapılmış ve "Meteor Çarpma Kraterlerinin Uydu Görüntülerinde Aranması" konusunda bir yüksek lisans tezi gerçekleştirilmiştir [4].

Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Fizik Bölümünde Prof Özel ve öğrencilerince kurulan "**Krater ve Meteorit Çalışma Gurubu** (KMÇG)"nun 2005'te başlattığı çalışmalar kapsamında ise, daha önceki çalışmaları tekrar değerlendirmek ve grup çalışmaları süresince karşılaştığımız göktaşı olayları sırasında ve sonrasında elde edilen örneklerin analizi ve sınıflandırılmasını gerçekleştirmek hedeflenmiştir. Şubat 2007 ve Mart 2008'de Güney Batı Anadolu'da (Didim ve Fethiye'de) yaşanan meteor düşme olayları sonucunda (3 + 3) 6 parça meteorit toplanmış ve bu örneklerin analizine yönelik çalışmalar gerçekleştirilmiştir [5,18].

Tablo 1'de Türkiye'de tarihsel kaynaklarda ve modern dönemde belirlenebilen tüm meteor olaylarının kısa bir özeti sunulmaktadır. Bu bilgilere göre, ülkemizle ilgili 3 önemli tarihsel göktaşı olayı iddiası belirlenmiştir:

(1) Antik kaynaklarda geçen M.Ö.467-466 yılında büyük bir göktaşının Çanakkale-Gelibolu civarındaki antik bir yerleşim olan Aegos Potami yakınlarına düşmesi ve olayı inceliyen Lapsekili fizikçi Anaxagoras'ın "güneşten düşen taş" olarak yorumladığı olay [6].

(2) Yine antik kayıtlara göre, İzmir-Efes'te, Artemis Mabedi'nde "kutsal taş" olarak bulunduğu bilinen göktaşının [7] takibi (bu taşın 1924 yılında bulunduğu ve British Museum'a götürüldüğü yolundaki bilgiler doğrulanmamıştır [8]);

(3) Kuzey Afrikalı (Tanca'lı) gezgin İbn Batuta'nın seyahatnamesinde [9] sözü edilen ve Beylikler döneminde Anadolu'da yaptığı gezide, Aydınoğlu Mehmet Bey tarafından İzmir-Birgi'de 1335 yılında kendisine gösterilen "gökten düşmüş taş" (meteorit) olayı.

Son iki göktaşı olayına ilişkin bilgi, uluslararası "The Meteoritical Society" veri tabanında da "şüpheli" kaydıyla yeralmıştır [10]. Özellikle bu son meteorun bulunması amacıyla KMÇG üyelerince (M.E. Özel, O.Demircan, N.Dilli) Birgi Belediyesi ile işbirliği halinde yapılan incelemeler (2007, 2008) henüz olumlu bir sonuç vermemiştir.

3.2 TÜRKİYE METEORİTLERİNİN ANALİZ ÇALIŞMALARI

"*International Meteoritical Society*" veri tabanında [10] yer alan Türkiye kökenli göktaşları Tablo 1'de yer almaktadır. Bunlardan Bursa ve Kayakent örnekleri, TUBİTAK Marmara Araştırma Merkez'indeki (Atarawa JL X 840 Model) Elektron Mikroskobu ile incelenmiş ve buna bağlı enerji dağılımları X Işınları Spektrometresi ile spektromları alınmıştır. Bunlarla ilgili raporlar daha önce bahsedilen tezde [4] verilmiştir.

Krater ve Meteoritler Çalışma Grubu (KMÇG)'na 2005-2008 arası ulaşan meteoritler ve meteorit adaylarının özellikleri Tablo 3 olarak verilmektedir. Bu adayların bulundukları yerler olarak coğrafi dağılımları ise Şekil 7'deki gibidir.. Bu göktaşı adaylarına ek olarak, karşılaştırma amacıyla meteorit olmayan bir süreli olarak bir volkanik kayaç (Tablo 3'te 3 nolu örnek olarak) ve meteor olduğu kesin olarak bilinen bir örnek olarak Bursa göktaşı (Tablo 3'te 4 nolu örnek) de aynı analiz süreçlerinden geçirilmiştir. Şekil 8'de sözkonusu adayların ve Bursa, Didim ve Fethiye göktaşlarının fotoğrafları sunulmuştur.

Şekil 7: Bu çalışmada özetlenen meteorit adayları ve meteoritlerin elde edildiği konumlar

No: 1 Edremit göktaşı adayı

No: 2 Alaçatı göktaşı adayı

No:3 Salihli volkanik kayacı

No. 4 Bursa göktaşı örneği (teyitli)

No:5 Didim 1 (D1) göktaşı (teyitli) No:6 Didim 2 (D2) göktaşı adayı No:8 Fethiye 1 (F1)göktaşı ilk yerinde

Şekil 8. Kimyasal yapıları incelenen veya incelemeye alınan göktaşı adaylarından bazılarının fotoğrafları (Sıra numaraları Tablo 3'te verilen sıra iledir.)

3.2.1 METEOR ANALİZİ ÇALIŞMALARI

Tablo 3'de verilen adaylar hakkında karar vermek için, bunların bir bölümü yurt içinde, bazıları da hem yurt, hem de yurt dışında analiz edilmiştir. Bu analizlerin kısa bir özeti aşağıda sunulmaktadır.

(i). Yurtiçi Analizler :

Bu çalışmaların yapıldığı yerler, Bayramiç'teki Kale Maden AŞ'nin Kimyasal Analiz Laboratuarı, Ankara Üniversitesi Fen Fakültesi Mineraloji Laboratuarı ve ODTÜ Fizik Bölümü X ışın Kristallografi Laboratuarı olmuştur.

(ii). Yurtdışı Analizler:

Didim Aydın'a düşen 2007 meteoritlerinden bir tanesi (D1) Paris Doğa Tarihi Müzesi Laboratuarlarında [*Muséum National d'Histoire Naturelle Département Histoire de la Terre - MNHN*-, Yer Tarihi Bölümü –DHT-, Yerötesi Malzemeler İnceleme Laboratuarı/*Laboratoire d'étude de la matière extraterrestre -LEME*-, Paris] analiz edilmiş ve blunuşu ve ilk analiz sonuçları bilim dünyasına duyurulmuştur[19]. Daha sonra 2008'de Fethiye'ye düşen meteorlardan bir parça, Fransa'da çalışan

amatör meteorcu Mesut Kaşıkçı tarafından aynı laboratuara iletilmiştir. Bunun analiz çalışmaları sürmektedir.

4. SONUÇLAR VE ÖNERİLER

Didim meteoritinin ilk analizi yurtiçinde yapılmış ve daha sonra Paris Doğa Tarihi Müzesi (MNHN) ile oluşturulan işbirliği sonucu, D1 olarak isimlendirilen örnek yakımdan incelenerek ilk analiz sonucun yayınlanarak paylaşılmıştır. Bu analizlerde örneğin güneş sisteminin başlangıç dönemlerine ait olduğu ve oldukça karmaşık bir tarih sürecinden geçtiği anlaşılmaktadır. Daha sonra Türkiye'ye düşen ve düşecek meteorların analizinin, söz konusu laboratuarla yapılan anlaşma uyarınca, lisansüstü öğrenci yerleştirmede önemli bir olanak olarak değerlendirilmesi için harekete geçilmiştir. MNHN'den alınan destek yazısı eşliğinde (Ek 1) bir TUBİTAK projesi hazırlanmıştır.

Projede ülkemize düşen meteoritlerin yurtiçinde analizi için bir laboratuar kurulması ve kendisiyle bir anlaşma imzaladığımız Paris Doğa Tarihi Müzesine, meteor analizleri alanında yetiştirilmek üzere lisans üstü öğrenci gönderilmesi planlanmıştır. Bu eğitim programını da içeren proje, TUBITAK'a 2008, 2009 ve 2010'da 3 kez sunulmuştur. İlk sunum bürokratik gerekçelerle-doğru programa sunulmaması nedeniyle-reddedilmiştir. 2. ve 3. sunumlarda, sözlü müracaatlar sonucu öğrenilebilen eksiklikler ve gerekçelerin giderilmesi ile yeni düzeltmeler yapılmıştır. 2010 başındaki sunumda özetle 100.000 TL kadar laboratuar malzemesi ve 200.000 TL kadar öğrenci yetiştirilmesi masrafları bulunmaktadır. Sonuç beklenmektedir (Aralık 2010).

Olumlu sonuç alınması durumunda, "**fakir ülkelerini uzay araçları**" sayılan meteorların ülkemizde de analiz edilmesine ve meteorların ilgili bulunduğu güneş sisteminin doğumu ve tarihçesi konularında çalışmalara başlanabilecektir. Ayrıca, meteorların yaşamın kökeni ve uygulamaları geniş olan malzeme bilime çalışmalarına da önemli katkılarda bulunması beklenmektedir.

KAYNAKÇA

[1] McSween, H.Y, 1999. '*Meteorites and their parent bodies'*, Cambridge University Press,
2nd Edition, pp. 310, ve devamı.

[2]İnönü, E,. 2009, '*1923-1976 Döneminde Türkiye'nin Astronomi ve Astrofizik Dallarındaki Araştırmalara Katkısını gösteren bir Bibliyografya ve Bazı Gözlemler'*, TUBA yayını, Ankara

[3] Özel, M.E., 1991. ÇÜ Bilimsel Araştırma Fonu Projesi Sonuç Raporu.

[4] Dağcı, M., 1997. Türkiye'de meteorit kraterlerinin LANDSAT uydu görüntülerinde aranması, Ege Üniv. Astronomi Bölümü Yüksek Lisans Tezi, Yönetenler: Prof Dr. Cengiz Sezer, Prof. Dr. M. Emin Özel, 80 s., İzmir.

[5] Özel, M.E., 2009,"*Türkiye Meteor Çarpma Kraterleri Envanteri*", 2005-2008 TUBİTAK 104T327 nolu Proje Kesin Raporu.

[6] Theodossiou E., Niarchos P.G. and Manimanis V.N., "*The Fall of a Meteorite at Aegos Potami in 467 BC*", Proceedings of "New Directions for Close Binary Studies : Royal Road to Stars", Çanakkale Onsekiz Mart University, Vol.3, (2003), 277-280.

[7] Sagan, C., "*Broca's Brain*", Balletine Books, (1993), p.234-238.

[8] 2004'te, Londra'daki British Museum'da, müze kataloglarında M.E.Özel tarafından yapılan taramalarda bu yönde bir bilgiye rastlanmıştır.

[9] Aykut A.S.(çeviri ve yorum), *Ibn Batuta Seyahatnamesi*, Yapı Kredi Yayınları, (2000). p. 418-420.

[10] http://meteoriticalsociety.org

[11] Jarosewich, E. 1990, "*Chemical Analyses of Meteorites: A Compilation of Stony and Iron Meteorite Analyses*". Meteoritics, 25, 323-337, 1990.

[12] Wasson 1967, Wasson 1989, mentioned by Jarosewich; 1999 (yage).

[13] Ketin, İ., 1993. *Genel Jeoloji*, İTÜ Basımevi, s. 564.

[14] www-curator.jsc.nasa.gov/outreach/expmetmys/slideset/slides35-42.cfm

[15] Prof Özel'in göktaşı koleksiyonunda olan bu demir-nikel göktaşı örneği Mesut Kaşıkçı ile yapılan değişim sonucu elde edilmiştir.

[16] Nittler, L.R., McCoy, T.J., Clark, P.E., Murphy, M.E., Trombkal, J.I., Jarosewich, E., 2003. "*Bulk Element Compositions of Meteorites: A.*

Guide For Interpreting Remote-Sensing Geochemical Measurements of Planets and Asteroid, Antarctic Meteorite Research".

[17] Grandy, M.M., 2000. *Catalogue of Meteorites*, 5th Edition, University of Cambridge.

[18a] Kocahan, Ö., Özel, M.E, Şengül, E.,2005, "*Meteorite Impact Crater Inventory of Turkey*", 2nd International Conference on Recent Advances in Space Technologies – RAST, (9-11 Haziran 2005), 710 – 713.

[18b] Şengül, E., Kocahan, Ö., Özel, ME, 2005,"*Chemical analysis of some meteorite claims in Turkey*", 2nd International Conference on Recent Advances in Space Technologies (RAST), (9-11 Haziran 2005), 714 – 716.

[19] Weisberg et al., (editor), s. 1570, International Meteoritical Society Bulletin, issue 94, 2008, TURKEY, Didim 37d 21m 6.2s N, 27d19m47.9s E, Didim Meteorite fall 1 Feb 2007, 5:30 pm, Ordinary Condrite (H3-5 regolith breccia) with history, physical characteristics, petrography, mineral composition and classification (reported by ME Özel, Ö Kocahan and C C Komorowski et al.).

[20] Özel, ME, Saygaç, T., 2005, 'Gökyüzünü Tanıyalım', TUBITAK Populer Bilim Yayınları, no 47.

[21] "SonotaCo Meteor Yağmurları Ağına, *www.bulutsu.org/ggg* adresinden ulaşılabilmektedir.

[22] [2] www.encyclopedia-of-meteorites.com/photos

TEŞEKKÜRLER

(1) Tablo 3'teki No:1 Edremit ve No:2 Alaçatı göktaşı adayları ile, No:3 Salihli volkanik kayacı ve No:4 Bursa göktaşının göktaşının kimyasal analizleri KALE MADEN A.Ş.'nin Bayramiç'teki laboratuarlarında gerçekleştirilmiştir. Bu amaçla, NETZSCH firmasının 409 EP model STA (her zaman ısıl çözümleyici) cihazı kullanılmıştır. Bu konudaki yardımları için Kimyager Yasemin Erçetin Akyar'a çok teşekkürler.

(2) Didim'e düşen göktaşlarından D1 ve D2, örnekleri ile Ege Üniversitesi koleksiyonundan alınan Bursa göktaşı örneğinin jeokimyasal ve petrografik incelemeleri Ankara Üniversitesi Biyoloteknoloji Enstitüsü Enstrumental Analiz Biriminde Doç. Dr. Yusuf Kağan Kadıoğlu tarafından yapılmıştır. Kendisine teşekkürler.

(3) Meteor örneklerimizin x-ışın ile kristallografik analizlerini gerçekleştiren ODTÜ Fizik Bölümü Kristallografi Laboratuarına ve Yöneticisi Prof. Hüsnü Özkan'a yardımları için teşekkürler.

(4) Prof Abdullah Kızılırmak Kolleksiyonundan bazı meteoritlerden analiz amaçlı örnekler alınmasına izin veren ve çalışmanın başlamasına çok önemli katkıları olan Ege Üniv. Uzay ve Astronomi Böl. Başkanlığına teşekkürler.

(5) Bu metnin sunuluşu ve basımı arasında geçen sürede, metinde bahsedilen TUBITAK Temel Bilimle Araştırma Grubu'na sunulmuş durumdaki Türkiye Meteor Araştırmaları Proje'miz, (Ocak 2011 itibariyle) **herhangi bir gerekçe gösterilmeden** reddedilmiştir. TUBITAK'a ve TBAG'e, ülkemizde meteor incelemelerinin ele alınmasını 'bir başka bahara bıraktığı' için de (herhalde) teessüflerimizi bildirmeliyiz! (Reddedilen Proje, Tekirdağ Namik Kemal Üniversitesi'nde bir Meteor Araştırma Laboratuarı kurulmasını ve Paris Doğa Tarihi Müzesi (MNHN) ile yapılan anlaşma gereği, bu alanda yetiştirilmek üzere, lisansüstü öğrenci gönderilmesini öngörmekteydi. Proje bu konuda eğitimli -104T327 nolu projede görev almış- NKÜ Fizik Böl. öğretim üyesi Y.Doç.Dr Özlem Kocahan'ın koordinasyonunda, bu tebliğ yazarının da uzman araştırmacı olarak katılması planlanarak sunulmuştu.)

TABLOLAR

Tablo 1. "International Society for Meteoritics and Planetary Science" veri tabanında yer alan Türkiye'deki göktaşlarının listesi [10]. Burada bulunduğu yere bağlı olarak yapılan isimlendirme ile düştüğü (veya bulunduğu) yıl verilmekte, tipi ve ele geçen kütlesi (gram olarak) verilmektedir.

No	İSİM	DURUM	YIL	YER	TİP	KÜTLE (g)
1	Adalı (Adalia)	Teyitli	1883	Antalya	Taşıl (Eucrite)	1
2	Aydın (Aidin)	Şüpheli	1340	Aydın	Şüpheli	
3	Akyumak	Şüpheli	1981	Ağrı	Demir Göktaşı (IVA)	50
4	Birgi	Şüpheli	1332	İzmir	Şüpheli-Demir	50,8
5	Bursa	Teyitli	1946	Bursa	Taşıl-Düzenli Kondrit	25

					(ordinary-L)	
6	Çanakkale	Teyitli	1964	Çanakkale	Taşıl-Düzenli Kondrit (ordinary-L)	4
7	Karataş (Caratash)	Teyitli	1902	İzmir	Taşıl-Düzenli Kondrit (ordinary-LL)	8
8	İstanbul (Constantinople)	Şüpheli	1805	İstanbul	Şüpheli-Taşıl	
9	Domaniç (Domanitch)	Teyitli	1907	Bursa	Taşıl-Düzenli Kondrit (ordinary-L)	438
10	Efes (Ephesus)	Şüpheli		İzmir	Şüpheli	
	İbrişim	Teyitli	1949	Niğde	Taşıl	
12	Kayakent	Teyitli	1961	Eskişehir	Demir (IIIAB)	85
13	Magnezya (Magnesia)	Teyitli	1899	Aydın	Demir	5
14	Seydiköy (Sediköy)	Teyitli	1917	İzmir	Taşıl-Düzenli Kondrit (ordinary-L)	240
15	Sivas	Teyitli	1989	Sivas	Taşıl-Düzenli Kondrit (ordinary-H)	40

Tablo 2. 1999-2000 arasında yeryüzüne düşen ve ele geçen 900 civarında göktaşı üzerinde yapılan istatistiksel sınıflama ve oranlama sonuçları [17].

		Tür	Düşenlerin sayısı	Düşenlerin oranı
Taşıl Meteoritler	**Kondritler**	Karbonlu Kondritler (CL,CM,CO,CV)	36	3,8
		Yaygın (ordinary) Kondritler (H,L,LL)	737	77,1
		Enstantite Kondritler (EH,EL)	14	1,5
		Diğer Kondritler	32	3,3
	Akondritler	HED'ler	53	5,5
		SNC'ler	4	0,4
		Diğer Akondritler	20	2,1
Taşıl-Demir Meteoritler			12	1,3
Demir Meteoritler			48	5.4
Toplam Taşıl Meteoritler			896	93.3

Tablo 3. Krater ve Meteorit Çalışma Gurubu (KMÇG) tarafından incelenen ve toplanan göktaşı ve göktaşı adayları listesi

No	**İsim**	**Ağırlık**	**Bulunduğu Yerin Koordinatları**	**Kim Tarafından Bulunduğu**	**Düşme Tarihi**
1	Edremit Örneği	15,58 g	Edremit Çıkrıkçı Köyü (Koordinat bilgisi alınmadı)	İsmail İtir	08.2004
2	Alaçatı Örneği	49,35 g	Temel kazısı çalışmalarında ortaya çıkan küresel yapının bir göktaşı olduğu iddiası üzerine buluntu yeri ME Özel, Ö.Kocahan ve O.Demircan tarafından ziyaret edilerek 2004 yılında karşılaştırma amacıyla örnek alınmıştır.		
3	Salihli Volkan Kayacı	90,23 g	Özel tarafından 2004 yılında Demirköprü barajı civarındaki volkanik kayaçlardan alınan örnek. (Karşılaştırma amacıyla, yerel kayaç örneği olarak kullanılmıştır).		
4	Bursa Göktaşı	9, 84 g	Ege Üniversitesi Koleksiyonundan alınan örnek parça, karşılaştırma amacıyla kullanılmıştır		

5	Didim 1	210 g	37^0 21’ 10,0” N 27^0 19’ 30,6” E	Abdullah Arıtürk	01.02.2007 Saat 17:30
6	Didim 2	846 g	37^0 21’ 17,2” N 27^0 19’ 42,4” E	Hayati Ertuğrul	01.02.2007 Saat 17:30
7	Didim 3	2340 g	37^0 21’ 06,2” N 27^0 19’ 47,9” E	Hayati Ertuğrul	01.02.2007 Saat 17:30
8	Fethiye 1	2560 g	36^0 32’ 31,0” N 29^0 25’ 05,6” E	Rabia Saadet	03.03.2008 Saat 11:00 – 12:00
9	Fethiye 2	1700 g	36^0 32’ 39,9” N 29^0 24’ 49,9” E	Fethiye Kaymakamlığı	03.03.2008 Saat 11:00 – 12:00
10	Fethiye 3	1500 g	36^0 32’ 35,4” N 29^0 24’ 20,0” E	Fethiye Jandarma Komutanlığı	03.03.2008 Saat 11:00 – 12:00
11	Arjantin	80 g	27^0 39’ S 61^0 44’ W	Göktaşı Değişimi (Mesut Kaşıkçı)	2007

EK-1 Paris Doğa Tarihi Müzesi yöneticileri ve akademisyenlerince imzalanan işbirliği ve araştırmacı değişimini mektubu.

MUSEUM NATIONAL D'HISTOIRE NATURELLE
Laboratoire de Minéralogie
& Cosmochimie du Muséum

LMCM - UMR 7202 CNRS
Case Postale 52 - 57 rue Cuvier - 75005 PARIS
Tél. : 33 (1) 40 79 35 38 - e.mail : robert@mnhn.fr - Fax : 33 (1) 01 40 79 57 72

François ROBERT
Directeur de l'UMR 7202 - LMCM

Professor Mehmet Emin Özel
Cag university
Dept of Mathematics and Computer Sciences
Tarsus-Mersin
TURKEY

To whom it may concern,

As the laboratory of *Minéralogie et Cosmochimie du Muséum National d'Histoire Naturelle in Paris* we are ready to cooperate with the groups and researchers under the coordination and/or responsibility of Prof. Mehmet Emin ÖZEL of Cag University (Tarsus-Mersin). The extent of this cooperation and joint work will include the following areas:

(1) Training of young researchers in Paris for short terms (up to 3 months at a time for at most 2 researchers at a time) with the aim of learning the identification of meteorite samples based on their chemistry, mineralogy and petrographical textures. The researchers and engineers in Paris will ensure a free training for students and will provide a free access to our available instruments. The monthly student's remuneration in Paris remains the responsibility of Prof. Mehmet Emin ÖZEL.

(2) Postdoctoral positions - paid by the Museum - for young and/or senior scientists in the area of the meteorite collections for periods of 3 months.

(3) Advanced chemical, mineralogical and petrographical analysis of meteorites collected in Turkey or abroad through use of advanced and expensive techniques not available in Turkey or not reachable by our partner group. If interesting for the Paris collection, fragments of the meteorites collected in Turkey will be given to the Museum – in general this represents about 10% for samples exceeding 200 gr. and 20 gr. for smaller samples. Such donations for research is of course subject to discussions and mutual agreement.

(4) Joint publications of meteorites whose analysis has been completed during our joint efforts

Catherine CAILLET & François ROBERT
Paris le 20/02/09

AYRIK ÖRTEN ÇİFT YILDIZLAR
Örnek Uygulamalar ve Bazı Temel Bağıntılar

Faruk Soydugan[1,2⋆], Esin Soydugan[1,2], Selçuk Bilir[3], Mehmet Tüysüz[1,2], Esma Yaz[3], Tunç Şenyüz[2], Zeki Eker[4,5] ve Osman Demircan[1,2]

[1] Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fizik Bölümü, Çanakkale
[2] Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Astrofizik Araştırma Merkezi ve Gözlemevi
[3] İstanbul Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Beyazıt, İstanbul
[4] TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi, Antalya
[5] Akdeniz Üniversitesi, Fizik Bölümü, Antalya

Özet Bu çalışmada, üç ayrık örten çift yıldıza (V335 Ser, XY Cet ve FL Lyr) ilişkin tayfsal ve fotometrik uygulamalarla bu tür çift yıldızların temel parametre dağılımları ve bu parametreler arasındaki ilişkiler sunulmaktadır. İlk olarak, tayfları Catania Astrofizik Gözlemevi'nde (İtalya) alınan V335 Ser sisteminin bileşenlerinin dikine hızları ölçülmüş ve yörünge çözümleri yapılmıştır. Bunun yanında, XY Cet, FL Lyr ve V335 Ser yıldızlarının ışıkölçüm gözlemleri Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Gözlemevi'nde yapılarak ışık eğrileri elde edilmiştir. Böylece, üç sistem için bu çalışmada elde edilen ve literatürden bulunan veriler, birlikte analiz edilerek bileşen yıldızların mutlak parametreleri hesaplanmıştır. Ayrıca, ayrık örten çift yıldızların literatürden toplanan verileriyle ayrıntılı bir katalog oluşturulmuştur. Bu veriler kullanılarak, 178 ayrık dizge için mutlak parametre dağılımları belirlenmiş, bileşenlerin HR diyagramındaki dağılımları incelenmiş ve kütle-ışıtma bağıntısı yenilenmiştir.

1 Giriş

Evrendeki yıldızların en az %50 veya daha fazlasının çift-çoklu yıldız sistemi olması, çift yıldız araştırmalarının yapılması gerekliliği için önemli bir neden olsa da, bu alanın esas önemi, bu tür dizgelerden bazılarının, yıldızların en temel iki parametresi olan kütle ve yarıçapın en hassas belirlebildiği kaynaklar olmasıdır. Çift yıldızlar farklı ölçütlere göre sınıflandırılmışlardır. Bunlardan biri de Kopal (1959) tarafından yapılan Roche geometrisine göre olan sınıflamadır. Buna göre, bileşenler Roche şişimlerinin henüz doldurmamışlarsa, bu tür çift yıldızlara "ayrık yıldızlar" adı verilmiştir. Bu çalışmada da, sadece ayrık dizgeler konu edilecektir.

Ayrık örten çift yıldızlar, genellikle bileşenleri yakın fiziksel ve geometrik özellikleri sahip anakol yıldızları olan dizgelerdir. Işık eğrileri, tutulmalar dışında hemen hemen değişim göstermez iken, dikine hız eğrileri genellikle yakın genliklere sahiptir. Bu temel özellikleri, onların ışık eğrileri ve dikine hız eğrilerinde

⋆ fsoydugan@comu.edu.tr

yakınlık etkilerinin çok küçük olması anlamına gelir. Bu durum gözlem verilerinin analiziyle sistem ve bileşen parametrelerine daha duyarlı olarak ulaşmamızı sağlar. Son yıllarda, ışık eğrilerinde mili kadir ve dikine hızlarda 1 km/s düzeyindeki gözlem duyarlılıkları ileri analiz teknikleri ile birleştirilince, özellikle bu tür ayrık örten çift yıldızların, temel parametreleri olan kütle ve yarıçap değerlerinin yüzde birkaç (genellikle 1-5 arası) hassasiyetle belirlenmesini sağlamıştır. Bu şekilde, yıldız yapı ve evrim modellerinin denetlenmesi için yeterli duyarlılıkta veri birikmesi başlamıştır.

Bu çalışmada öncelikle, V335 Ser, XY Cet ve FL Lyr ayrık dizgelerinin mutlak parametrelerinin belirlenmesi, yaşları, Galaktik yörüngeleri incelenmiştir. İlerleyen bölümlerde ise, genel olarak ayrık örten çiftler kapsamında, uzaklıklarının belirlenmesi için bir yöntem, mutlak parametre dağılımları, kütle-ışıtma bağıntısı ve sonuçlar yer almaktadır.

1.1 Örnek Uygulamalar

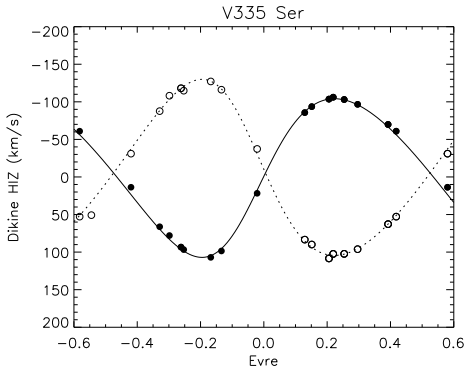
V335 Ser. Bu sistem, HIPPARCOS uydusu tarafından keşfedilmiş parlak Algol türü bir örten çift yıldızdır. Sistemin basık yörüngeye sahip bir Algol dizge olduğu ilk kez Bastian ve Born (1997) tarafından ortaya konmuştur. Bastian ve Born (1998), sisteme ilişkin ilk duyarlı ışık elemanlarını da vererek, yörünge dönemini P=3.449896 gün olduğunu belirlemişlerdir. Yayınlanmış birkaç minimum zamanının dışında sisteme ilişkin ayrıntılı bir fotometrik ve tayfsal çalışması bulunmamaktadır.

Sistemin tayfsal gözlemleri, İtalya'nın Catania şehrinde bulunan INAF-Catania Astrofizik Gözlemevi'ndeki 91 cm Cassegrain türü teleskoba bağlı echelle tayf çekeriyle yapılmıştır. 300 çizgi/mm echelle çapraz yayma düzeneğine sahip tayfçeker ile orta çözünürlüklü tayflar elde edilmiştir. Gözlemler 19 tayf dizisi üzerine 4300-6650Å dalgaboyu aralığında yapılmıştır. Tayfsal çözümleme gücü ortalama olarak 22000 yöresindedir. V335 Ser'in dikine hız ölçümleri, aynı gözlem sezonunda gözlenen Vega (A0V) ve 59 Her (A3IV) standart yıldızları kullanılarak *IRAF* yazılımında yer alan ve çapraz eşleştirme yöntemini kullanan *fxcor* programıyla yapılmıştır. Belirlenen dikine hız değerleriyle sistemin yörünge çözümü ilk kez yapılarak yörünge parametreleri belirlenmiştir (bakınız Şekil 1). Buna göre sistemin, kütle oranı yaklaşık 0.90 ve yörünge basıklığı e=0.14 olarak belirlenmiştir.

V335 Ser'in ışıkölçüm gözlemleri ise, Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Gözlemevi'nde 30 cm çaplı Schmidt-Cassegrain türü teleskoba bağlı SSP5 fotometresiyle B ve V filtreleri kullanılarak 2009 ilkbahar gözlem sezonunda yapılmıştır. Gözlemlerde GSC 353 87 yıldızı mukayese ve HIP 78167 yıldızı da denet yıldızı olarak kullanılmıştır. Işık eğrisinde ikinci minimum 0.5 evrede olmayıp bu da sistemin eksen dönmesi gösterdiğini ortaya koymaktadır. V335 Ser'in ışık eğrisi Wilson-Devinney (WD) programıyla (van Hamme ve Wilson 2003) çözülmüş olup çözüm sırasında birinci bileşenin sıcaklığı (A4 tayf türüne karşılık) 8640 K olarak (Pickles 1998) kabul edilmiştir.

İlgili yıldızın yörünge çözümleriyle ışık eğrisi analizi sonucu elde edilen parametreler kullanılarak, bileşenlerin mutlak parametreleri belirlenmiş ve Çizelge 1'de

listelenmiştir. Ayrıca, sistemin maksimum V parlaklığı SIMBAD veritabanından 7.48 kadir alınarak ve bileşen sıcaklıklarına uygun bolometrik düzeltmeler Flower (1996) çalışmasından belirlenerek V335 Ser'in uzaklığı 179 pc olarak hesaplanmıştır. Ayrıca bu uzaklık değeri, Bilir ve diğ. (2008) tarafından üretilen ve renklere bağlı olarak verilen mutlak kadir kalibrasyonundan (bakınız Bölüm 2.1) hesaplanan 177 pc'lik değer ile de oldukça uyumludur.



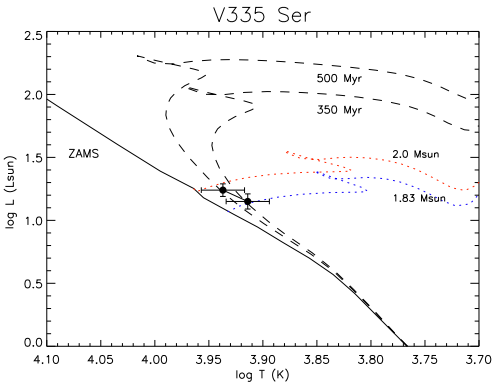
Şekil 1. V335 Ser'in bileşenlerinin dikine hız eğrileriyle (içi dolu daire birinci, içi boş daire ikinci bileşen) yörünge çözümünden hesaplanan kuramsal eğrilerin uyumu.

V335 Ser'in HR diyagramındaki yeri Şekil 2'de gösterilmekte olup bileşenlerinin her ikisinin de anakol yıldızı olduğu açıktır. Yine aynı diyagramda, bulunan kütle değerlerine uygun yaklaşık evrim yollarıyla (Girardi ve ark. 2000) bileşenlerin parametrelerinin uyumlu olduğu görülmektedir. Bu şekilde ayrıca, Güneş bolluğu için, eş-yaş eğrileri çizilmiş (Girardi ve ark. 2000) ve sistemin yaklaşık olarak 425 Myıl yaşında olabileceği öngörülmüştür. Bunun yanında, V335 Ser'in Gökada merkezi etrafındaki yörüngesinin özellikleri de belirlenmiş ve Tablo 2'de listelenmiştir. Bu çizelgede, R_p ve R_a, yıldızın Gökada merkezine en yakın ve en uzak olduğu noktaların uzaklığı, T, Gökada merkezi etrafında dolanma dönemi, Z_{mak} Gökada düzleminden ayrılabileceği en büyük uzaklık, e_p ve e_v ise sırasıyla Gökada düzlemindeki ve dik doğrultudaki yörünge basıklığını vermektedir. V335 Ser'in dinamik hesapları (Z_{mak}=0.17 kpc ve e_v=0.02) sistemin büyük bir olasılıkla ince diske ait olduğunu göstermektedir.

XY Cet. Dizgenin (HD 18597, HIP 13937, BD +02 460), örten çift sistem olduğu ilk kez Strohmeier ve Knigge (1961) tarafından bulunmuştur. Morrison ve Morrison (1968) ilk fotoelektrik gözlemlerini yaparak yörünge dönemini, P = 2.780712 gün olarak belirlemişlerdir. Işık eğrisi analizi yapılarak her iki bileşenin birbirine oldukça benzer yıldızlar olduğu belirtilmiştir. Popper (1971), XY Cet'in her iki bileşeninin metallik çizgili olduğunu ortaya koymuştur. Sisteme

Çizelge 1. V335 Ser, XY Cet ve FL Lyr ayrık dizgelerinin mutlak parametreleri.

Parametre	**V335 Ser**	**XY Cet**	**FL Lyr**
M_1 ($M_\odot$)	2.04±0.04	1.75±0.03	1.21±0.02
M_2 ($M_\odot$)	1.84±0.05	1.66±0.04	0.96±0.02
R_1 ($R_\odot$)	1.85±0.04	2.00±0.02	1.31±0.01
R_2 ($R_\odot$)	1.87±0.03	1.71±0.02	0.95±0.02
Log g_1 (cgs)	4.21±0.02	4.08±0.02	4.29±0.01
Log g_2 (cgs)	4.16±0.03	4.19±0.03	4.46±0.02
T_1 (K)	8640	8200	6152
T_2 (K)	8203±200	7852±150	5118±200
M_{bol_1} (mag)	1.66±0.12	1.72±0.10	3.89±0.13
M_{bol_2} (mag)	1.87±0.14	2.26±0.11	5.39±0.16
Log L_1 ($L_\odot$)	1.24±0.05	1.21±0.04	0.35±0.05
Log L_2 ($L_\odot$)	1.15±0.06	1.00±0.05	-0.26±0.07



Şekil 2. V335 Ser'in bileşenlerinin HR diyagramındaki konumları, bileşen kütlelerine karşılık çizilen evrim yollarıyla eş-yaş eğrilerinin gösterimi.

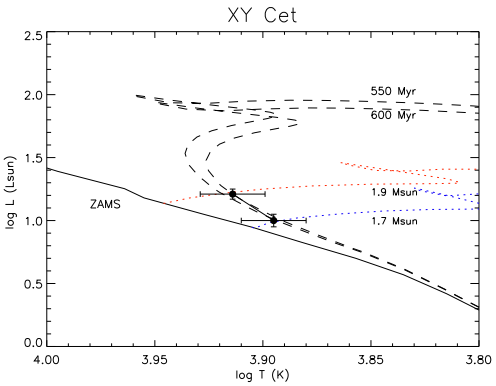
ilişkin bugüne kadar tek tayfsal çalışma Popper (1971) tarafından yapılmış ve bu çalışmada Morrison ve Morrison (1968) tarafından bulunan ışık eğrisi analiz sonuçları da kullanılarak bileşenlerin ilk kez kütle ve yarıçap değerleri hesaplanmıştır.

Sistemin fotometrik gözlemleri Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Ulupınar Gözlemevi'nde yapılmıştır. Gözlemlerde, 40cm çaplı Cassegrain-Schmidt türü teleskop ve buna bağlı SBIG ST 10X-M CCD kamera kullanılmıştır. Gözlem verisi, B, V, R_c ve I_c filtreleriyle elde edilmiştir. Her bir filtre için ortalama gözlemsel hata yaklaşık 0.01 kadirdir. XY Cet'in ışık eğrilerinin çözümünde, V335 Ser için izlenen yöntem kullanılmıştır. Çözüm sırasında, baş yıldızın yüzey sıcaklığı 8200 K (Ramella ve ark. 1980) olarak sabit tutulmuştur. XY Cet'in BVR_cI_c filtrelerindeki ışık eğrilerinin eş-zamanlı çözümünden elde edilen fotometrik parametreler ile Popper (1971) tarafından elde edilen yörünge çözümü bir-

leştirilerek sistemin bileşenlerinin mutlak parametreleri hesaplanmış ve Çizelge 1'de verilmiştir. Sonuçlar sistemin birbirine benzer iki anakol yıldızından meydana geldiğini doğrulamaktadır. Sistemin bileşenlerinin HR diyagramındaki konumları ve bulunan kütle değerleri kullanılarak oluşturulan evrim yolları (Girardi ve ark. 2000) Şekil 3'te gösterilmektedir. Ayrıca aynı grafikte, Güneş bolluğu kullanılarak, eş-yaş eğrileri çizildiğinde, XY Cet'in yaşının yaklaşık olarak 575 Myıl olduğu tahmin edilmektedir. XY Cet'in Gökada merkezi etrafındaki göreli yörüngesinin parametreleri belirlendiğinde (Çizelge 2), V335 Ser'e benzer olarak, Galaktik diskten çok fazla ayrılmadan (0.21 kpc) çembere yakın bir yörüngede hareket ettiği görülmektedir. Bu dinamik sonuçlar XY Cet'in de bir ince disk yıldızı olduğu düşüncesini güçlendirmektedir.

Çizelge 2. V335 Ser, XY Cet ve FL Lyr'ın Gökada merkezi etrafındaki yörüngelerine ilişkin parametreler.

Parametre	**V335 Ser**	**XY Cet**	**FL Lyr**
R_a (kpc)	9.06	8.84	8.22
R_p (kpc)	7.73	7.83	6.41
T (Myıl)	149	148	131
Z_{mak} (kpc)	0.17	0.21	0.09
e_p	0.08	0.02	0.01
e_v	0.02	0.06	0.12



Şekil 3. XY Cet'in bileşenlerinin HR diyagramındaki konumları, evrim yollarıyla eş-yaş eğrilerinin (Girardi ve ark. 2000) gösterimi.

FL Lyr. Sistem (HD 179890, HIP 94335, BD +46 2641), Algol türü bir örten çift yıldız olarak sınıflanmış olup maksimum görünen parlaklığı V≈9.33 kadir ve bileşenlerin tayf türleri ise F8 ve G8 olarak verilmektedir (Popper ve ark. 1986). Dizgenin yörünge dönemi ise Kreiner (2004) tarafından 2.1781535(3) gün olarak hesaplanmıştır. Sisteme ilişkin tek ayrıntılı fotometrik ve tayfsal çalışma Popper ve ark. (1986) tarafından yapılmıştır. Bu çalışmada, bileşenlerin eş-dönmeye sahip olduğu bulunmuş ve mutlak parametreleri ilk kez belirlenmiştir. Popper ve ark. (1986), sistemin uzaklığını ise 140 pc olarak belirlemişlerdir. Bu uzaklık değeri, Bilir ve ark. (2008) tarafından yapılan ayrık yıldızların uzaklık kalibrasyonu da kullanılarak hesaplandığında yaklaşık aynı değere ulaşılmıştır.

FL Lyr'ın ışıkölçüm gözlemler, Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Ulupınar Gözlemevi'nde 40cm çaplı Schmidt-Cassegrain türü teleskobuna bağlı SBIG STL-1001E CCD kamerayla BVR_cI_c filtreleri kullanılarak yapılmıştır. Tüm bandlardaki ışık eğrileri eş-zamanlı olarak Wilson-Devinney (van Hamme ve Wilson, 2003) yazılımı yardımıyla çözülerek sistemin bileşenlerinin fotometrik parametreleri elde edilmiştir. Çözüm sırasında, baş yıldızın yüzey sıcaklığı T_1=6152 K (Molenda-Zakowicz ve ark. 2007) olarak sabit tutulmuştur.

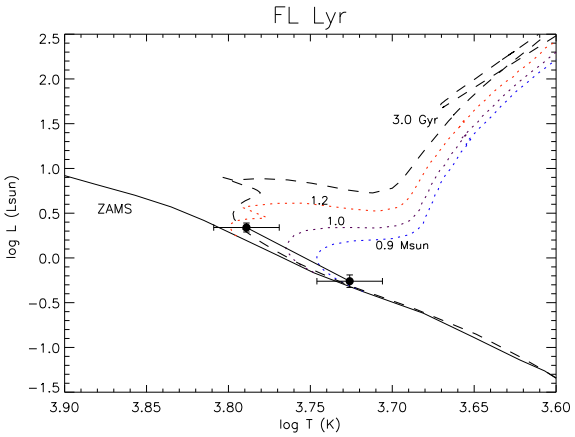
Çalışılan sistemin yayınlanmış tek yörünge çözümü sonucunda bulunan $m_1 \sin^3 i$, $m_2 \sin^3 i$ ve $a \sin i$ parametreleri Popper ve diğ. (1986)'den alınarak bu çalışmada elde edilmiş ışık eğrisi analizi sonuçlarıyla birleştirildi ve Çizelge 1'de verilen mutlak parametreler hesaplandı. Bulunan parametrelerin, Molenda-Zakowicz ve ark. (2007) tarafından verilen sonuçlar ile oldukça uyumlu olduğu görülmektedir.

FL Lyr'ın mutlak parametreleri ve bileşenlerinin HR diyagramındaki yerleri (Şekil 4), sistemin iki anakol yıldızından oluşmuş ayrık bir dizge olduğunu açıkça göstermektedir. Şekil 4'te ayrıca bileşen kütlelerine uygun evrim yollarının, bileşenlerin HR'deki yerleri ile uyumu gösterilmektedir. Bunun yanında, Güneş bolluğu için çizilen yaklaşık 3 Gyıl eş-yaş eğrisi görülmektedir. Geri tayf türlerinde, özellikle bileşenlerin metal bolluğu da bilinmiyorsa, eş-yaş eğrileriyle sistemin yaşının belirlenmesinin kolay olmadığı açıktır. FL Lyr'ın, Gökada merkezi etrafındaki yörüngesi belirlenmiş ve parametreleri Çizelge 2'de verilmiştir. Buradan, sistemin Gökada merkezi etrafında yaklaşık 131 milyon yılda dolandığı ve Gökada düzleminden sadece 0.09 kpc ayrıldığı görülmektedir. Dinamik sonuçlar, V335 Ser ve XY Cet'e benzer olarak, FL Lyr'ın da olası bir ince disk yıldızı olduğunu ortaya koymaktadır.

2 Ayrık Yıldızlara İlişkin Bazı Temel Bağıntılar ve Mutlak Parametre Dağılımları

2.1 Uzaklık kalibrasyonu

Bu çalışmada, temel mutlak parametreleri fotometrik ve tayfsal çalışmalar ile duyarlı olarak belirlenmiş ve göreli paralaks hatası 0.15'den küçük olan 44 ayrık yıldızın parametreleri literatürden toplanmıştır. Öncelikle renkler uygun denklemler yardımıyla kızarmadan arındırılmıştır (Bilir ve ark. 2008). İlgili sistemler için belirlenen optik (BV) ve kızıl-öte (JHK_s) bölgedeki renkler yardımıyla



Şekil 4. FL Lyr'in bileşenlerinin HR diyagramındaki konumları, evrim yolları ile eş-yaş eğrilerinin (Girardi ve ark. 2000) gösterimi.

aşağıdaki verilen denklem biçimleri kullanılarak mutlak parlaklık kalibrasyonları elde edilmiştir.

$$M_V = 5.908(B-V)_0 + 0.204 \quad (1)$$

$$M_J = 5.228(J-H)_0 + 6.185(H-K_s)_0 + 0.608 \quad (2)$$

Elde edilen kalibrasyon denklemleri, B4-K7 tayf türleri arasında geçerlidir. Bu çalışma, Bilir ve ark. (2008) tarafından yayınlandıktan sonra yeni çalışılan çok sayıda ayrık sistemin farklı yollardan bulunan uzaklık değerleri bu kalibrasyonlarla uyumlu sonuçlar vermiştir (örneğin; LV Her (Torres 2009) ve V335 Ser (bu çalışma)).

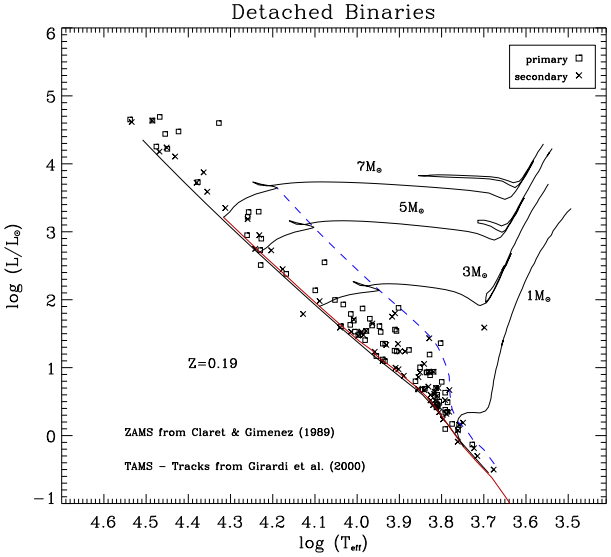
2.2 Ayrık yıldızların mutlak parametre dağılımları

Bugüne kadar literatürde, ışıkölçüm ve tayf analizleri sonucu mutlak parametreleri bulunup yayınlanan sistemlerden 178 tanesi ilgili tüm parametreleri toplanarak derlendi ve ayrıntılı bir ayrık yıldızlar kataloğu oluşturuldu (Bilir ve ark. 2010). Bu sistemlerden, yaklaşık 150 tanesinin bileşenlerinin kütle ve yarıçap değerlerindeki hataların %5'den daha küçük olduğu görüldü. Ayrık dizgeler ve bileşenlere ilişkin kütle oranı (q), kütle, yarıçap, ışıtma ve sıcaklık parametrelerinin ortalama değerleri Çizelge 3'te verilmektedir. 178 ayrık dizgenin bileşenlerin HR diyagramındaki dağılımları ise Şekil 5'te gösterilmektedir. Şekilde, birkaç dev bileşenli sistem dışında, ayrık dizgelerin hemen hemen tümünün anakol bandı içinde yer aldığı görülmektedir. Farklı mutlak parametreler kullanılarak oluşturulan diyagramlarda da bu sonuç doğrulanmaktadır.

Çift yıldız araştırmalarında temel bağıntılardan biri de kütle-ışıtma bağıntısıdır. Ayrık dizge bileşenlerinden 1-7 $M_{\odot}$ kütle aralığında bulunanlar kullanılarak oluşturulan log L-log M dağılımında bu ilişki, L $\propto$ M$^{4.05}$ olarak belirlendi. Ayrıca, yörünge açısal momentumuyla toplam kütle arasında ise J $\propto$ M$^{1.74}$ bağıntısı elde edildi (Bilir ve ark. 2010).

Çizelge 3. Ayrık yıldızların bazı temel parametrelerinin ortalama değerleri

<q>	$< M_1 > (M_{\odot})$	$< R_1 > (R_{\odot})$	$< L_1 > (L_{\odot})$	$< T_1 > (K)$
	$< M_2 > (M_{\odot})$	$< R_2 > (R_{\odot})$	$< L_2 > (L_{\odot})$	$< T_2 > (K)$
0.84	3.86	2.85	7590	10740
	2.97	2.10	4020	9680



Şekil 5. Ayrık dizge bileşenlerinin HR diyagramındaki dağılımları.

3 Özet ve Sonuçlar

Ayrık dizgeler üzerine yapılmış bu çalışma, V335 Ser, XY Cet ve FL Lyr sistemlerine ilişkin veri analizi ve mutlak parametrelerinin belirlenmesini içeren uygulamalarla başlayıp bu tür sistemlerin temel özelliklerinin derlenmesiyle son bulmuştur. Bu çerçevede, sonuçlar aşağıdaki gibi sıralanabilir:

- Bugünkü gözlem teknikleriyle ayrık sistemlerin; ışık eğrilerinde mili kadir ve dikine hız eğrilerinde 1 km/s mertebesinde duyarlılığa ulaşılmaktadır.

- Ayrık yıldızların kütle ve yarıçapları %1-3 duyarlılıkla elde edilebiliyor olup kuramsal modellere önemli kaynak oluşturmaktadırlar. Şu anda yaklaşık 125 sistemin kütle ve yarıçapları bu duyarlılıkla bilinmektedir.

- Özellikle kızıl-öte renklerde duyarlı çalışan uzaklık kalibrasyonu uzaklık belirlemede kullanılabilir.

- Eş-yaş eğrileri metal bolluklar da dikkate alınarak kullanılmalıdır.

- Bilir ve ark. (2010)'nın kinematik çalışması, ayrık yıldızların önemli bir bölümünün genç-ince diske ait olduklarını ve kinematik yaşlarını ise 1.27 Gyıl olduğu göstermiştir.

Bu tür çalışmalarda çok disiplinli araştırmalara ihtiyaç duyulduğu görülmektedir. Ayrık yıldızlara ilişkin ilerideki çalışmalar, mutlak parametrelerin belirlenmesi, kalibrasyonlar, yaş ve metal bolluğu tayini, Galaktik kinematik ve dinamik hesapları ve yörünge evrimini kapsayacak şekilde planlanmalıdır.

4 Teşekkür

Bu çalışma TÜBİTAK - 106T688 numaralı projeyle desteklenmiştir.

Kaynaklar

Bastian, U., Born, E.: The Variability Type and Period of HD 143213. IBVS, **4536**, (1997)

Bilir, S., Ak, T., Soydugan, E., Soydugan, F., Yaz, E., Filiz Ak, N., Eker, Z., Demircan, O., Helvacı, M.: New Absolute Magnitude Calibrations for Detached Binaries, AN, **329**, (2008), 835-844

Bilir, S., Soydugan, F., Soydugan, E., Eker, Z.: Ayrık Örten Çift Yıldızların Kinematiği ve Yörünge Evrimleri, TÜBİTAK - 106T688 Nolu Proje Raporu (2010)

Claret, A., Gimenez, A.: A detailed grid of evolutionary stellar models during hydrogen burning phases, A&AS, **81**, (1989), 1

Flower, P. J.: Transformations from Theoretical Hertzsprung-Russell Diagrams to Color-Magnitude Diagrams: Effective Temperatures, B-V Colors, and Bolometric Corrections, ApJ, **469**, (1996), 355-365

Girardi, L., Bressan, A., Bertelli, G., Chiosi, C.:Evolutionary tracks and isochrones for low- and intermediate-mass stars, A&AS, **141**, (2000), 371

Kopal, Z.: Close Binary Systems. London: Chapman & Hall (1959)

Kreiner, J. M.: Up-to-Date Linear Elements of Eclipsing Binaries, AcA, **54**, (2004), 207-210

Molenda-Zakowicz, J., Frasca, A., Latham, D. W., Jerzykiewicz, M.: Spectroscopic Study of Kepler Asteroseismic Targets, AcA, **57**, (2007), 301-321

Morrison, D., Morrison, N. D.: A Photometric Study of BV 357, AJ, **73**, (1968), 777-780

Pickles, A. J.: A Stellar Spectral Flux Library, PASP, **110**, (1998), 863-878

Popper, D. M.: Some Double-Lined Eclipsing Binaries with Metallic-Line Spectra, ApJ, **169**, (1971), 549-562

Popper, D.M., Lacy, C.H.S., Frueh, M.L., Turner, A.E.: Properties of Main-Sequence Eclipsing Binaries - Into the G Stars with HS Aurigae, FL Lyrae, and EW Orionis, AJ, **91**, (1986), 383-404

Ramella, M., Giuricin, G., Mardirossian, F., Mezzetti, M.: Revised Photometric Elements of the Eclipsing Binaries XY Cet and V380 Cyg, Ap&SS, **71**, (1980), 385-392

Strohmeier, W., Knigge, R.: Mitteilungen Veranderliche des Bamberger Himmelsuberwachung, Bamberg Veroeffentlichungen der Remeis-Sternwarte, **5**, (1961), 10-11

Torres, G., Sandberg, L., Claud, H., Claret, A.:Absolute Properties of the Highly Eccentric Eclipsing Binary Star LV Herculis, AJ, **138**, (2009), 1622

van Hamme, W., Wilson, R. E.: Stellar Atmospheres in Eclipsing Binary Models, ASP Conference Proceedings, Edited by Ulisse Munari., **Vol. 298**, (2003), p.323

Rölativistik Çift Yıldızlar:
Gravitasyonel Dalgalar

Kadri Yakut*

Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, İzmir

Özet Bu çalışmada, karadelik, nötron yıldızı, beyaz cüce ve dejenere olmayan bileşenli dizgelerden oluşan rölativistik ve rölativistik olmayan etkileşen çift yıldız sistemlerinin evrimlerinde çekim dalgaları ve manyetize olmuş yıldız rüzgarları ile madde kaybı yoluyla açısal momentum kayıp mekanizmalarının çift dizgenin evrimindeki önemi tartışılmıştır. Bu kapsamda başta çekim dalgalarının çift dizgenin evrimi üzerindeki etkisi olmak üzere açısal momentum kayıp mekanizmaları ve kayıpların zaman ölçekleri Hubble zamanı referans alınarak incelenmiştir.

1 Giriş

Tek bir yıldızın evrimi, başta kütle olmak üzere kimyasal bolluk, karışım uzunluğu gibi parametrelere bağlı iken çift yıldızların evrimi ise kütle, kimyasal bolluk ve karışım uzunluğuna ek olarak çifti oluşturan yıldızların toplam kütlesine, kütle oranına ve yörünge dönemine bağlıdır. Çift yıldız evrimi çalışılırken başlangıç kütleleri, kütle oranı ve döneme kuvvetle bağlı olduğundan ayrık birer yıldız evrimi gibi elle almak (özellikle de yakın çift dizgeler için) bizi yanlış sonuçlara götürür. Yakın çift yıldızın evriminin bazı evrelerinde nükleer evrim baskın ve önemli iken bazı evrelerinde ise açısal momentum kaybı ve/veya bileşenler arasında kütle transferi önemli olur. Bileşen kütleleri 1.19 $M_{\odot}$ ve 0.94 $M_{\odot}$, dönemi 0.75 gün olarak evrimleşen geri tür ayrık yakın bir çift dizge korunumsuz kütle kayıp mekanizması ile evrimleşerek yaklaşık 2 milyar yıl sonra yarı-ayrık bir çift dizge ve kabaca 100 milyon yıl sonra da değen bir çift dizge durumuna geçer. Değme durumuna vardığında ise birinci bileşenin kütlesi 0.88 $M_{\odot}$, ikinci bileşenin kütlesi 0.91 $M_{\odot}$ ve yörünge dönemi ise 0.28 gün olur (Yakut & Eggleton, 2005).

Başlangıç kütlesine bağlı olarak yıldız evrimi sıkışık gök cisimleri olarak bilinen beyaz cüce, nötron yıldızı veya karadelik ile son bulur. Bu gök cisimleri bize sıkışık madde fiziği çalışmanın yanısıra yüksek değerlerdeki enerji, manyetik alan ve dönmeleri ve bunların sonuçlarını çalışma olanağı sağlar. Sıkışık gök cisimleri eğer bir çift dizge üyesi ise onların fiziksel parametrelerini belirleyebilme olanağının yanısıra çekim dalgaları ile evrimlerini de çalışma olanağı sağlarlar (Yakut, Kalomeni, Tout, 2008).

Genel rölativite kuramını çalışmanın bir yolu da rölativistik çift yıldızları çalışmaktır. Rölativistik çift yıldızlar çekim dalgaları ile evrimin *önemli* olduğu

* kadri.yakut@ege.edu.tr

dizgelerdir. Bu önem derecesi genllikle Hubble zamanı mertebesinde olan zaman ölçeklerinde kabul edilir. Bazı düşük ve büyük kütleli x-ışın çiftlerini de kapsayan bu çift dizgeler karadelik, nötron yıldızı ya da bir beyaz cüce bileşeni olan çiftlerdir. Çift sıkışık gök cisimleri de bu grubun önemli adaylarındadır. Bu dizgelere ek olarak birbirine çok yakın ve büyük kütleli değen dizgeleri de bu sınıfın üyesi olarak gösterelebiliriz. Bu sistemlerde evrimin tamamı ya da bazı aşamalarında çekim ışıması yolu ile açısal momentum kaybı önemlidir.

2 Rölativistik Çift Dizgeler

Özellikle de son yirmi yıldaki gözlemsel astrofizikte yapılan hassas çalışmalar bize yakın çift dizgeler ve birçok x-ışın çift dizgesinin fiziksel parametrelerini belirleme olanağını sunmuştur. Bu sistemlerin parametrelerini kullanarak çift yıldız evrimi modellerimizi, genel rölativite, yörünge evrimi ve yüksek enerji bölgesindeki kuramlarımızı test etme olanağı sağlamıştır. Yakut, Kalomeni ve Tout (2008) gözlenmiş olan bu sistemleri toplamış ve hedef dizgelerin kütle dağılımını Tablo 1 de gösterildiği gibi vermiştir.

Çizelge 1. Rölativistik çift dizgelerde sıkışık gök cisimlerin kütle dağılımları. Burada KD, NY, BC, Y ve n kısaltmaları sırası ile, karadelik, nötron yıldızı, beyaz cüce, dejenere olmayan yıldız ve örnek sayısı anlamında kullanılmıştır.

			M_1		M_2	
Tip		n	max.	min.	max.	min.
HMXRB	KD+Y	6	23.1	6.0	70	6.5
	NY+Y	11	2.4	1.0	58	8.8
LMXRB	KD+Y	13	14	4.0	2.7	0.37
	NY+Y	6	1.8	1.4	2.3	0.4
NLCV	BC+Y	39	1.4	0.3	1.1	0.05
mCV	BC+Y	10	0.8	0.4	0.5	0.1
PreCV	BC+Y	21	0.84	0.39	0.93	0.1
DD	NY+NY	8	1.6	1.14	1.4	1.05
	NY+BC	9	2.1	1.27	1.3	0.16
	BC+BC	10	0.7	0.32	0.7	0.29
AMCVn	BC+BC	5	0.98	0.59	0.13	0.011

Tablo 1 de elde edilmiş olan bu değerler bize sıkışık gök cisimlerinin kütle aralığını ortaya koymaktadır. Dönemlerini de dikkate aldığımızda bu sistemler bize çekim ışıması ile enerji kaybı hakkında bilgi verecektir.

3 Açısal Momentum Kaybı

Gözlemsel astrofizikte en hassas şekilde belirlediğimiz parametrelerden biri çift dizgenin yörünge dönemidir. Yörünge dönemindeki olası değişmeler bize değişimin kaynağı hakkında bilgi verir. Açısal momentum kaybı dönem değişimi olarak karşımıza çıkacaktır. Bir çift dizgede açısal momentum kaybı, manyetik frenleme (manyetize olmuş yıldız rüzgarları (MSW) yolu ile, korunumlu/korunumsuz

kütle kaybı, çift sistemin yörüngesini bozan üçüncü bir cisim ve/veya gravitasyonel dalgalar (GRR) ile olabilir. Bu etkiler ayrıntılı olarak Yakut ve Eggleton (2005) te tartışılmıştır. Tablo 1 de verilen rölativistik çift adaylar genlede MSW ve GRR yolu ile açıcal momentum kaybederler.

Bir çift sistemin toplam açısal momentumu hem yıldızın dönmesinden kaynaklı spin açısal momentumu (H^s)hem de dolanmasından kaynaklı yörünge açısal momentumun (H^o) toplamıdır (H^t). Yakın bir çift dizgede spin açısal momentumu Denklem 1 ile gösterildiği gibi hesaplanır.

$$H_{\rm i}^{\rm s} = I\omega = k^2 R_i^2 M_i \omega_i, \tag{1}$$

Denklem 1 de, i ilgili bileşeni, I atalet momenti, ω dönme hızı, k^2 gyroton yarıçapı, R yarıçap ve son olarak M bileşenin kütlesini göstermektedir. Benzer şekilde toplam yörünge açısal momentumu ise Denklem 2 deki gibi hesaplandı.

$$H_{\rm t}^{\rm o} = M_1 M_2 \sqrt{\frac{Ga(1-e^2)}{M}} = 111 q (1+q)^{-2} (\frac{M_t}{M_\odot})^{-5/3} (\frac{P}{\rm day})^{1/3} \sqrt{1-e^2}\ (M_\odot R_\odot^2/{\rm day}) \tag{2}$$

Burada G genel çekim sabiti , a çift dizgenin yarı-büyük eksen uzunluğu ve $q(=\frac{M_2}{M_1})$ bileşen yıldızların kütleler oranını göstermektedir.

3.1 Manyetik Frenleme

Özellikle geri tür bileşene sahip rölativistik çift dizgelerde yıldız rüzgarı ile madde ve dolayısı ile momentum kaybı önemlidir. Güneş örneğinde kütle kaybı 10^{-14} $M_\odot$ yr^{-1} mertebesinde iken yakın çift dizgelere bu değer 10^{4-7} kat daha fazladır. Güneş'in ortalama dönme dönemi yaklaşık 27 gün iken yakın çift sistemlerde yörünge ile sekronize olmuş yıldız dönmesi bir günden küçük değerlerdedir. Bu da differansiyel dönmenin, konveksiyonun daha önemli olması ve dolayısı ile konvektif katmandaki manyetik alanın oluşumunu ve dinamonun etkin olması anlamına gelir. Bu etkinin fazlalığıda madde kaybını artırıcı bir etki doğurur.

Yıldız aktivitesinin önemli olduğu birçok gözlemsel çalışmalar mevcuttur ve bu etki kendini ışık değişimlerinde O'Connell etkisi olarak gösterir (Milone 1968). Gözlenmiş olan bir çok rölativistik çift dizgenin geri tür bileşen yıldızı ($M < 1.5$ $M_\odot$) bulunmaktadır. Bu nedenle bu sistemler incelenirken bu etkiyi de dikkate almalıyız. Skumanich (Skumanich 1972, Smith 1979) ilişkisinden başlayarak yıldız rüzgarları ile açısal momentum kaybını ve onun zaman ölçeğini şu şekilde türetebiliriz (Yakut, 2011).

$$\left(\frac{dH}{dt}\right)_{\rm MSW} = -1.6 \times 10^{-30} M_2 R_2^4 \omega^3. \tag{3}$$

$$\tau_{MSW} = 14 (\frac{M}{M_\odot})^{2/3} (\frac{R_2}{R_\odot})^{-4} (\frac{P}{\rm day})^{10/3} (1+q)^{-1} (1-e^2)^{1/2} \times {\rm Gyr}. \tag{4}$$

Burada yarıçap belirlenirken, eğer bileşen yıldız Roche-lobunu doldurmuş ise onun yarıçapı Eggleton (1983) tarafından verilen

$$R_2 = R_{\rm L} = a\frac{0.49q^{2/3}}{0.6q^{2/3} + \ln(1+q^{1/3})}. \quad (5)$$

denklem ile hesaplanır.

3.2 Gravitasyonel Işıma

Özelikle sıkışık iki yıldızdan (KD+KD, KD+NY, NY+NY, *vb.*) oluşan çift dizgeler gravitasyonel ışıma yayınlayarak dizgeden açısal momentum taşırlar. Çift dizgenin biçimi ve enerjisi aşağıdaki denklemler ile belirlenir.

$$r = \frac{a(e^2-1)}{1+e\cos\nu} \qquad \text{ve} \quad E = \frac{-GM_1M_2}{2a}. \quad (6)$$

Çift dizgenin yarı-büyük eksen uzunluğunun zamanla değişim oranı (Landau & Lifshitz, 1951) ve buradan yolla çıkarak açısal momentum kayıp oranı ve onun zaman ölçeği aşağıdaki denklemlerde olduğu gibi elde edilir (Yakut, 2011).

$$\frac{da}{dt} = -\frac{64}{5}\frac{G^3}{c^5}\frac{M_1M_2}{a^3}(M_1+M_2), \quad (7)$$

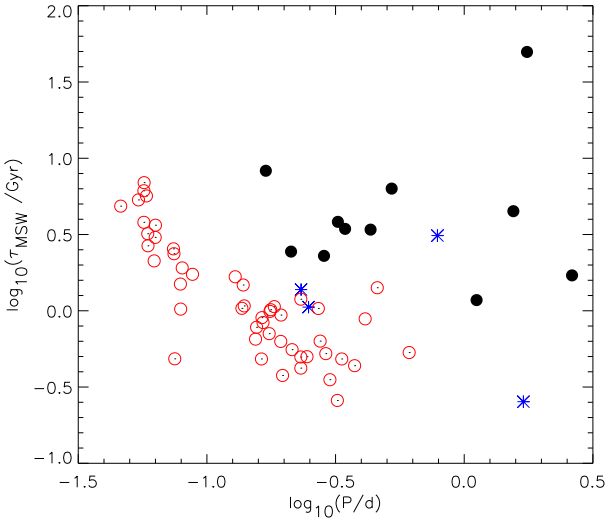
$$\left(\frac{dH}{dt}\right)_{GR} = -3.44\times10^{44}(M_1M_2M^{-1/3})^2P^{-7/3}f(e) \quad (8)$$

$$\tau_{GR} = 376.4q^{-1}(1+q)^2M^{-5/3}P^{8/3}(1-e^2)^{3/2}(1+\frac{7}{4}e^2)^{-1}\text{Gyr}. \quad (9)$$

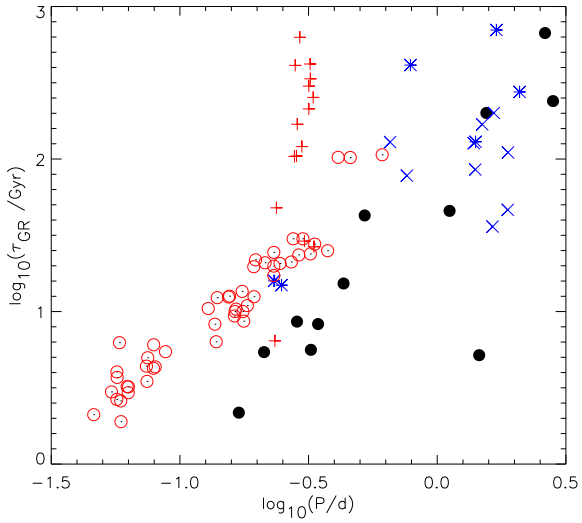
4 Sonuç ve Tartışmalar

Seçilen rölavistik olmayan ve rölativistik çift dizgelerdeki açısal momentum kayıp zaman ölçeği Şekil 1 - 3 gösterilmiştir. Şekil 1 bileşenlerinden biri dejenere olan yıldızlardan oluşan sistemlerin MSW ile evrimini gösterirken, Şekil 2 aynı sistemlerin GRR zaman ölçeğini göstermektedir. Benzer biçimde Şekil 3 her iki bileşeni de dejenere sistemlerin GRR ile açıcal momentum kayıp zaman ölçeğini göstermektedir. Bu şekiller bize çift sistemin evriminde hangi mekanizmanın baskın olduğunu göstermektedir (*bkz.* Yakut 2010a, Yakut 2010b,). Şekillerde özetlendiği gibi bazı sistemlerde, özellikle de AM Cvn sistemlerinde GRR ile evrim oldukça önemli iken bazı sistemler de ise GRR zaman ölçekleri oldukça büyüktür. Örneğin XTE J1118+480, J0737-3039AB, J1141-6545 sistemlerinde baskın mekanizma GRR iken 4U 0540-69 sisteminde MSW dir. Burada şunu da belirtmeliyiz ki daha ayrıntılı çalışma devam etmektedir ve bu grafikler ve sistemler takip eden çalışmada (Yakut, 2011) ayrıntılı olarak ele alınacaktır.

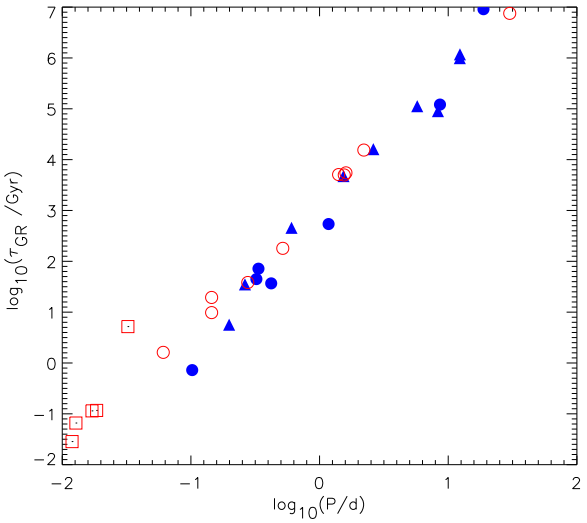
Einstein'nın genel görellik kuramının çıkarımlarından biri de bir çift dizgeden (galaksiler, yıldızlar veya gezegenler) gravitasyonel dalgalar yayınlanmasıdır.



Şekil 1. $\log \tau_{\rm MSW}$ *vs.* logP diyagramı. Daire, yıldız ve içi dolu daireler sırası ile beyaz cüce, nötron yıldızı ve karadelik bileşenleri göstermektedir.



Şekil 2. $\log \tau_{\rm GR}$ – logP diyagramı. Daire, yıldız ve içi dolu daireler sırası ile beyaz cüce, nötron yıldızı ve karadelik bileşenleri, + ve x sembolleri ile LTCB ve HTCB sistemleri gösterilmiştir.



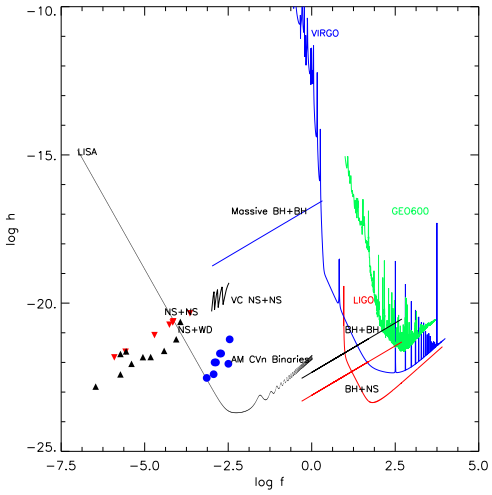
Şekil 3. Dejenere çift yıldızlar için log $\tau_{\rm GR}$ – logP diyagramı. Daireler, içiboş kareler, içi dolu daireler ve üçgenler sırası ile BC+BC, KD+KD (AMCVn), NY+NY and NY+BC sistemlerini göstermektedir.

Gravitasyonel dalgaların ölçümü için günümüzde çeşitli projeler (VIRGO, LIGO, LISA *vb.*) geliştirilmiştir. Gravitasyonel dalgaları yolu ile dönem değişimi ilk kez PSR B1913+16 çift pulsarın gözlemlerinden görülmüştür (Taylor ve Weisberg, 1982). Bileşenlerin kütlesi, dönemi ve uzaklığı bilenen sistemlerin gravitasyonel dalgalarının genliği h parametresi ile temsil edilir. Gözlenmiş olan sistemlerin h değerleri hesaplanarak Şekil 4 te frekansa karşı çizilmiştir. Şekilde ayrıca gravitasyonel dalgalarının ölçümü için geliştirilen projelerde kullanılan gözlem aletlerin sınır değerleri de gösterilmiştir. Buna göre özelikle AM CVn sistemleri başta olmak üzere birçok rölativistik sistemin, özellikle LISA ile, gözlenmesi önümüzeki yıllarda planlanmaktadır (Köse & Yakut 2010c).

Teşşekkür
Bu çalışma TÜBİTAK (Pr.No: 109T047), TÜBA ve Ege Üniversitesi Fen Fakültesi tarafından desteklenmiştir.

Kaynaklar

Eggleton, P. P., 1983, ApJ, 268, 368
Köse, O. & Yakut, K., 2010c, baskıda
Landau, L. D.& Lifshitz, E. M., The classical theory of Fields, 1951, Pergamon Press, Oxford.
Milone E. F., 1968, AJ, 73, 708
Skumanich, A. 1972, ApJ, 171, 565
Smith, M. A., 1979, PASP, 91, 737



Şekil 4. log h-f diagramı. Seçilen bazı rölativistik sistemler ve AM CVn sistemleri farklı gözlem projelerinin aletsel sınır değerleri ile karşılaştırmalı olarak gösterilmiştir. Şekilde olası küçük dönemli nötron (NS+NS) ve karadelik çiftleri (BH+BH) gösterilmiştir.

Taylor J. H., Weisberg J. M., 1982, ApJ, 253, 908
Yakut, K. & Eggleton, P.P., 2008, ApJ, 629, 1055
Yakut K., Kalomeni B., Tout C. A., 2008, mqw..conf
Yakut, K., 2010a, baskıda
Yakut, K., 2010b, baskıda
Yakut, K., 2011, hazırlık aşamasında

XVII. Ulusal Astronomi Kongresi

Sözlü Sunumlar

Dev Yıldızlar için 2MASS, SDSS ve BVI Fotometrik Sistemleri Arasındaki Dönüşümler

AK Serap[1⋆], YAZ Esma[1], BİLİR Selçuk[1], KARAALİ Salih[2], COŞKUNOĞLU Başar[1] ve CABRERA-LAVERS Antonio[3]

[1] İstanbul Üniversitesi
[2] Beykent Üniversitesi
[3] Astrofizik Enstitüsü, Spain

Özet Bu çalışmada, geç tayf türündeki dev yıldızlar için 2MASS, Johnson-Cousins ve SDSS fotometrik sistemleri arasındaki renk dönüşüm formülleri verilmiştir. 2MASS, SDSS ve Johnson-Cousins fotometrik verileri, sırası ile, Cutri ve diğ. (2003), Ofek (2008) ve van Leeuwen'den (2007) alınmıştır. Dev yıldız örneği, Cayrel de Strobel ve diğ.'nin (2001) tayfsal kataloğundaki yıldızların yüzey çekim ivmelerine sınırlama ($2 <$ log (g/cm s^{-2}) < 3) getirilerek elde edilmiştir. En yüksek fotometrik veri kalitesine sahip olan yıldızlar seçilmiş ve kızarmadan arındırılmıştır. 2MASS, Johnson-Cousins ve SDSS fotometrik sistemleri arasındaki renk dönüşümleri hem metal bolluğunun bir fonksiyonu hem de metal bolluğundan bağımsız olarak elde edilmiştir. Geç tayf türünden dev yıldızlar için üretilen renk dönüşüm formülleri, göreceli olarak yakın uzaklıklarda bu yıldızların SDSS parlaklıkları doymuş olduğundan, uzay yoğunluklarının hesabında kullanılan mutlak parlaklıklar ve uzaklıkların belirlenmesine olanak sağlayacaktır.

⋆ akserap@istanbul.edu.tr

Güneş civarındaki kataklismik değişenlerin galaktik yörüngeleri

AK Tansel[1⋆], BİLİR Selçuk[1], AK Serap[1], COŞKUNOĞLU Kadri Başar[1], ÇAKMAK Hikmet[1] ve EKER Zeki[2]

[1] İstanbul Üniversitesi
[2] TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi

Özet Kataklismik değişenlerin galaktik dağılımları ve kinematik özellikleri yakin zamandaki veriler kullanılarak Ak ve ark. (2009, 2010) tarafından irdelenmiştir. Bu calismada kataklismik degisenlerin populasyon sınıfları guvenilir bir yontemle bulunmaya calisilacaktir.

⋆ tanselak@istanbul.edu.tr

Anizotropik Evrenlerde de Sitter Genişlemesi

AKARSU Özgür⋆, ve KILINÇ Can Battal

Ege Üniversitesi

Özet Matematiksel olarak vakum enerjisine özdeş olan kozmolojik sabit evrenin hem erken dönem hem de günümüzdeki hızlanması bağlamında gündeme gelmektedir. Homojen ve izotropik uzay-zamanlar çerçevesinde, Einstein alan denklemlerinin artı değerli kozmolojik sabitin varlığındaki çözümleri de Sitter genişlemesi olarak bilinen eksponansiyel bir genişleme doğurur. Böylesi bir genişleme özellikle standart Büyük Patlama modelinin birçok sorununa çözüm getiren enflasyon modellerinin anahtar girdisidir. Ne var ki, bu bildiride de gösterileceği gibi, evrenin uzaysal geometrisinde anizotropi olması kozmolojik sabitin (ya da kozmolojik sabit gibi davranan inflaton alanlarının ve karanlık enerjinin) eksponansiyel genişleme üretmesine izin vermez. Bunun bir nedeni, yapısını henüz çok iyi bilmediğimiz inflaton ve karanlık enerji adaylarının izotropik özellikte olduğu varsayımıdır. Oysa, bu varsayım gevşetildiğinde, yani inflaton ve karanlık enerjinin anizotropik özellikte olmasına izin verildiğinde, uzaysal anizotropisi olsa da evrenin de Sitter genişlemesi sergilemesi olanaklı olmaktadır.

⋆ ozgur.akarsu@mail.ege.edu.tr

Delta Scuti Türü Değişen DD UMa'nın Kimyasal Bolluk Analizi

Aslı Elmaslı Akçar[1⋆], Berahitdin Albayrak[1] ve Luca Fossati[2]

[1] Ankara Üniversitesi Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 06100 Tandoğan, Ankara
[2] Department of Physics and Astronomy, Open University, Walton Hall, Milton Keynes MK7 6AA, UK

Özet Delta Scuti türü değişen yıldız olan DD UMa'nın yüksek çözünürlüklü tayfsal verisi Okayama Astrophysical Observatory'de (Japonya) elde edildi. Bu gözlemsel veriye ek olarak, Observatoire de Haute-Provence (Fransa) ELODIE arşiv verisi de analizde kullanıldı.
DD UMa, Delta Scuti türü değişen yıldızlar içinde yüksek ekvatoryal dönme hızına (vsin$i$= 188 km/sn) sahip olup bu nedenle tayfsal verisinde örtüşmeyen (unblended) çizgi bulunmamaktadır. Bu çalışmada, yüksek dönme hızına sahip bir yıldızın kimyasal bolluk analizi gerçekleştirilerek sonuçları literatürde az sayıda bulunan diğer Delta Scuti yıldızların kimyasal bolluk değerleri ile mukayese edildi.

1 Delta Scuti Yıldızları

Bu türden yıldızlar, H-R diyagramının kararsızlık kuşağının klasik Cepheid bölgesinde, A2-F0 V ve A3-F5 III Kurtz (2000) tayf türleri arasında konumlanan, kısa dönemli (0.33-6 saat) zonklayan değişen yıldızlardır. Delta Scuti yıldızlarının kütleleri 1.5 ile 2.5 $M_{\odot}$ ve dönme hızları (vsin$i$) 0 ile 250 km/sn aralığındadır. Çapsal ve çapsal olmayan basınç *(p)* ve çekim *(g)* modlarında zonklama yapmaktadırlar.

Zonklama dönemleri kısa olan bu yıldızların literatürde yer alan araştırmaları, genelde fotometrik ve tayfsal olarak zonklama frekanslarının incelenmesi, gerçek frekansları ile zonklama modlarının belirlemesi ve iç yapılarının anlaşılmasına yönelik zonklama modellerinin üretilmesinden oluşmaktadır. Delta Scuti yıldızları için üretilen zonklama modellerinin girdi parametrelerinden biri yıldızın atmosfer parametresi (etkin sıcaklık ve yüzey çekim ivmesi) iken diğeri metal bolluğudur (Z). Bu yıldızların zonklama modellerinin güvenirliği bir bakıma hassas atmosfer parametrelerine ve metal bolluğu değerlerine bağlıdır.

Samanyolu Gökadası'nda toplamda 803 tane (Rodriguez et al. 2000 ve Soydugan et al. 2006) ve Samayolu dışındaki galaksilerde ise toplamda 2940 tane (Mateo et al. 1998, Kaluzny et al. 2003, Soszynski 2009, DiFabrizzo et al. 2005, Kaluzny et al. 2006, Baldacci et al. 2005, Poretti et al. 2008, Greco et al. 2009, Musella et al. 2009, Moretti et al. 2009, Poleski et al. 2010) Delta Scuti türü değişen

⋆ elmasli@ankara.edu.tr

yıldız keşfedildi. Gökadamız Delta Scuti yıldızları arasından sadece 18'inin yani % $\sim$ 2.24 bugüne kadar detaylı bolluk analizi çalışması yapılmıştır. Delta Scuti yıldızların zonklama doğasının ve iç yapısının daha iyi anlaşılabilmesi için literatürde bu tarz çalışmaların sayısının artması gerekmektedir.

1.1 DD UMa

Literatürde ilk kez 18 UMa adıyla Allengheny Observatory'deki tayfsal çift yıldız gözlem listesinde yer almıştır (Schesinger 1914). Abt (1965) Aralık 1959-Nisan 1961 tarihleri arasında 13 gecede elde ettiği radyal hız değerlerinde bir değişim görmediğinden DD UMa'nın tayfsal bir çift değil, tek yıldız olduğunu belirtmiştir.

Percy (1973) Delta Scuti yıldızlarının fotometrik ışık eğrilerini elde ederken, HR 3775 yıldızı için mukayese yıldızı olarak 18 UMa'yı kullanmıştır. Gözlemlerin analizi sonucunda mukayese yıldızının $\sim$ 3 saat dönemli $0^m.03$ kadir genlikli değişim gösterdiğini fark edip Delta Scuti türü değişen bir yıldız olduğunu ilk kez belirtir. 1979 yılında Kholopov et al. (1978) 64. değişen yıldız isimlerdime çalışmasında 18 UMa'yı DD UMa olarak adlandırmıştır.

DD UMa'ya ilişkin ışık ölçümü ve tayfsal çalışmaların sayısı sınırlıdır. Zonklama dönemini kapsayan bir ışık eğrisi ve/veya analizi bulunmamaktadır. Tayfsal olarak ise Russell (1995)'ın Delta Scuti yıldızlarının lityum bolluğu araştırmasında ve Takeda et al. (2007)'nın A türü yıldızları için Sodyum bolluğu incelemesinde yer almaktadır.

2 Gözlemler ve Analiz Yöntemi

DD UMa, Okayama Astrophysical Observatory'deki (NAOJ, Japonya) 1.88 m'lik teleskoba bağlı yüksek çözünürlüklü High Dispersion Echelle Spectrograph (HIDES) tayfçekeri ile 27 Şubat-5 Mart 2009 tarihleri arasında gözlendi. HIDES tayfçekeri ile 3830-5600 Å dalgaboyu aralığında R=47.000 ve S/N oranları 100 ile 350 arasında değişen veriler elde edildi. HIDES tayfsal verisini aletsel etkilerden arındırmak için IRAF programı ile bias, flat ve saçılmış ışık düzeltmesi gerçekleştirildi. Daha sonra Th-Ar lambaları ile elde edilen kalibrasyon tayfları ile gözlenen tayflara dalgaboyu kalibrasyonu yapıldı. Ardından gözlemcinin konumuna göre radyal hız düzeltmesi gerçekleştirildi. Son olarak tayfsal verisinin analize uygun hale getirilmesi için tüm tayflar IDL programı altında çalışan 'Continuum normalisation program'ı (Kochukhov 2007) ile sürekliliğe normalize edildi.

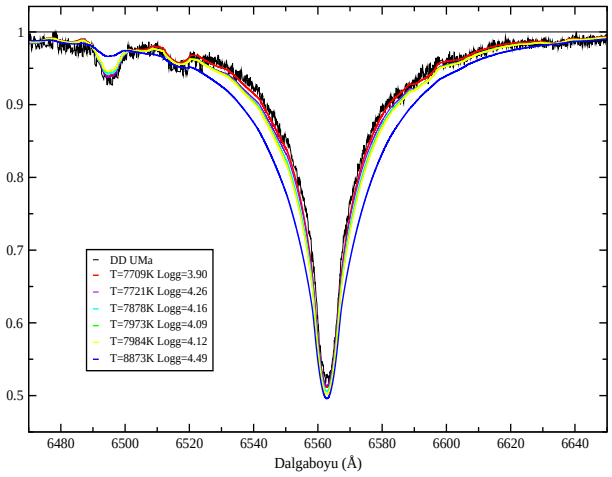
NAOJ verilerine ilave olarak, Observatoire de Haute-Provence'deki 1.93 m'lik teleskoba bağlı ELODIE tayfçekeri ile daha önceden elde edilmiş DD UMa yıldızının ELODIE arşiv veriside (http://atlas.obs-hp.fr/elodie/) bu çalışmada kullanıldı. ELODIE tayfçerinin dalgaboyu aralığı 3850-6800 Å ve çözünürlüğü ise R=42.000'dir. Bu verinin sürekliliğe normalizasyonu da 'Continuum normalisation program'ı ile gerçekleştirildi.

2.1 Atmosfer Parametrelerinin Belirlenmesi

DD UMa yıldızının yüzey sıcaklığı ve çekim ivmesine ilişkin başlangıç değerlerini belirlemek için öncelikle fotometrik gözlemlerden yararlanıldı. Fotometrik yöntemler ile atmosfer parametrelerini belirlemek için TEMPLOGG (Rogers 1995) yazılım kodunun arayüzü kullanıldı. SIMBAD Astronomik Veri Tabanı (http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/) WEB sayfası aracılığıyla DD UMa yıldızının Strömgren, Johnson ve Geneva filtreleri için hesaplanmış fotometrik gözlem değerleri alınarak TEMPLOGG programı aracılığıyla bu farklı kalibrasyonlar için ayrı ayrı atmosfer parametreleri hesaplandı. Tablo 1'de Strömgren, Johnson ve Geneva fotometrik sistemlerine ilişkin elde edilen atmosfer parametreleri listelenmiştir.

Tablo 1. Fotometrik gözlemleri esas alarak belirlenen atmosfer parametreleri

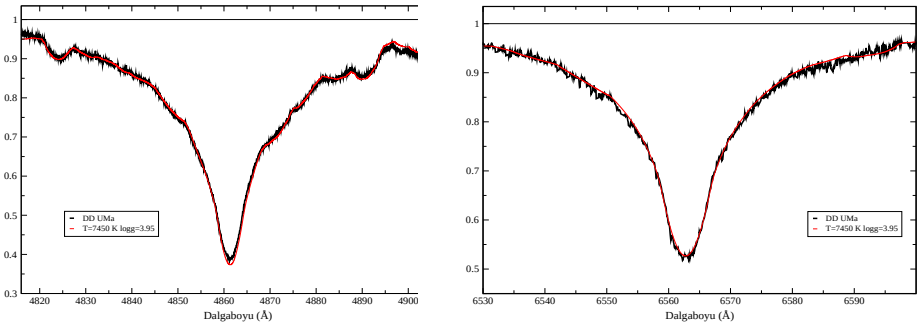
No	T(K)	Log$g$	Referans	Filtre	v_{mik}
1	*7709*	3.90	Napiwotzki (1993)	Strömgren	2.6
2	*7973*	*4.09*	Moon (1985)	Strömgren	2.6
3	*7878*	*4.16*	Balona (1984)	Strömgren	2.6
4	*7984*	*4.12*	Ribas (1997)	Strömgren	2.6
5	8873	4.49	Castelli (1998)	Strömgren	2.3
6	*7602*	*4.21*		Johnson (B-V)	2.7
7	7261	-		Johnson (V-I)	2.8
8	*7721*	*4.26*		Geneva	2.6



Şekil 1. Tablo 1'deki atmosfer parametre çiftlerine göre üretilen sentetik tayfların gözlemsel H alfa çizgisi ile uyumu

Mikrotürbülans hızı, Pace et al. (2006)'ın Delta Scuti yıldızları için belirlediği bağıntı $v_{mik} = -4.7log(T_e) + 20.9$ ile hesaplandı. Tablo 1'deki tüm at-

mosfer parametre çiftleri (T ve log$g$) için LLmodels programı (Shulyak et al. 2004) yardımıyla atmosfer modelleri üretildi. Ardından IDL programında yazılan ATC.dev arayüzü ile 6400 -6740 Å aralığında herbir atmosfer parametre çifti için SYNTH3 programı (Kochukhov 2007) ile sentetik tayflar oluşturuldu. Fotometrik atmosfer parametre çiftleri için üretilen sentetik tayfların gözlemsel veri ile çakıştırılmış hali Şekil 1'de görülmektedir. Böylece, H alfa profilini temsil etmeye yakın olan sıcaklık ve log$g$ değerleri belirlendi ve Tablo 1'de italik olarak belirtildi. Tablo 1'de italik sıcaklık ve log$g$ değerlerinin ortalaması T = 7811 K ve log$g$=4.17 olarak hesaplandı. Bu ortalama atmosfer parametreleri ile gözlemsel H alfa profiline yapılan sentetik tayf çakıştırması sıcaklık değerinin belirli oranda azaltılması gerekliliğini işaret etmektedir. Bu nedenle log$g$=4.10 sabit tutularak (v_{mik}=2.7 km/sn ve Z=0.0) 7750 - 7350 K sıcaklık değerleri arasında 100 K'lık gridler ile H alfa profili için atmosfer modelleri üretildi ve H alfa profilini en iyi temsil eden sıcaklığın 7450 ±100 K olduğu belirlendi. Ardından, sıcaklık değeri sabit tutularak farklı logg değerleri ile H alfa profiline uyum arandı. İyonizasyon dengesi de dikkate alındığında DD UMa'nın atmosfer parametrelerinin T = 7450 ±100 K, log$g$=3.95 ±0.1 (v_{mik} =2.7 km/sn) hesap edildi (bkz. Şekil 2).

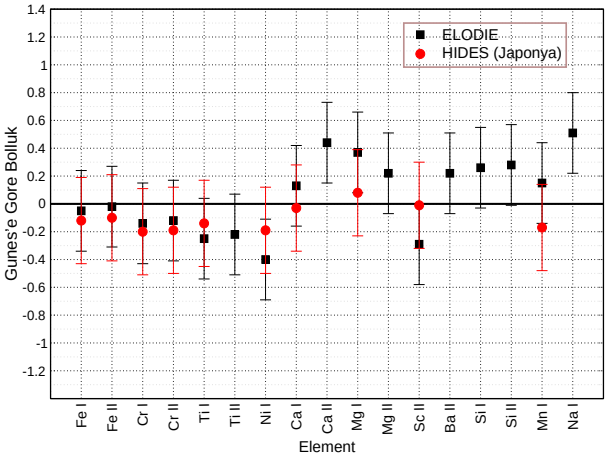


Şekil 2. Nihai atmosfer parametrelerine (T=7450 K ve log$g$=3.95) göre üretilen sentetik tayfların H alfa ve H beta çizgileriyle uyumu

2.2 Kimyasal Bolluk Analizi

Öncelikle DD UMa'nın ekvatoryal izdüşüm dönme hızı (vsin$i$) ve ortalama radyal hız (V_r) değerleri ELODIE ve HIDES tayfları için ayrı ayrı hesaplandı. vsin$i$ ve V_r değerlerini belirleyebilmek için, IDL programında yazılan *rotateOLEGnew* programındaki 'parameter fit' komutu ile gözlemsel tayfta seçilen temiz soğurma çizgilerine (blend olmamış) sentetik tayf çakıştırması yapıldı. ELODIE verisi için vsin$i$= 188 ±14 km/sn ve V_r = -15.28 ±1.86 km/sn ve HIDES verisi için ise vsin$i$= 186 ±11 km/sn ve V_r = -16.45 ±3.40 km/sn olarak belirlendi.

DD UMa gibi hızlı dönen yıldızların tayf çizgileri blend durumundadır. Bu nedenle çizgi tanısı ve seçimi sırasında çizginin çok örtüşmemiş olması, sürek-



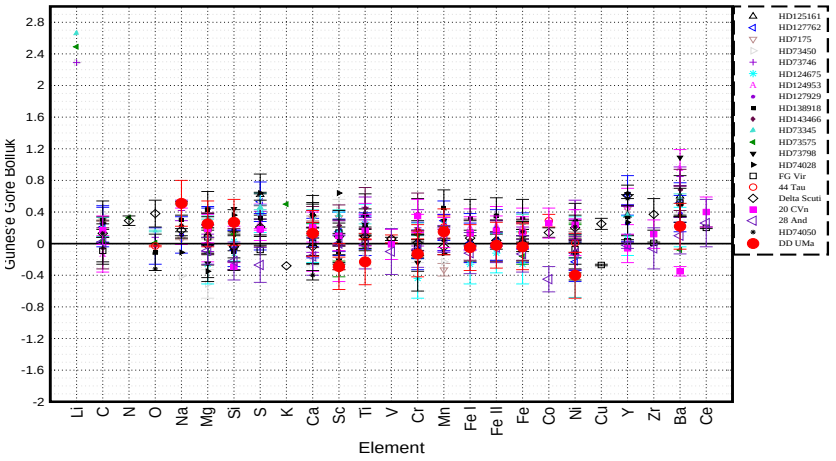
Şekil 3. DD UMa'nın HIDES ve ELODIE tayflarından hareketle ulaşılan sonuçların Güneş'e ilişkin değerlerle karşılaştırması

liliğinin iyi ölçülmüş ve çizgi parametrelerinin iyi tanımlanmış olmasına dikkat edildi. Çizgi seçimi için IDL programında Kochukhov (2007) tarafından geliştirilmiş *rotateMG* programı kullanıldı. Klasik kimyasal bolluk analizinde kullanılan eşdeğer genişlik ölçümü yardımıyla bolluk hesaplama yöntemi, çok hızlı dönen yıldızların tayfında, çizgi örtüşmesinin hat safhaya ulaşması nedeniyle, geçerliliğini yitirmektedir. Blend durumdaki çizgilerin kimyasal bolluk analizini gerçekleştirmek için atmosfer parametreleri iyi belirlenen gözlemsel veriye yönelik Sythn3 (Kochukhov 2007) programı ile sentetik modeller üretildi. Lispan programı (Stütz et al. 2006) ile seçilen belirli bir elementin tüm çizgilerine, sentetik tayf çakıştırması yapılarak ilgili atomik türün bolluk değeri hesaplandı. DD UMa için her iki tayfçekerin gözlemsel verisinden ilgili atomik tür için hesaplanan bolluk değerleri Tablo 2'de verildi. Şekil 3'de ise her iki tayfçeker ile elde edilen bolluk değerlerinin Güneş'e göre farkı görülmektedir. Böylece her iki tayfçeker ile elde edilen gözlemsel veriye ilişkin ulaşılan sonuç değerlerinin uyum içinde olup DD UMa yıldızının Güneş benzeri kimyasal kompozisyona sahip olabileceği tespit edildi.

3 Sonuç

DD UMa için metal bolluğu Z= 0.013 ±0.003 dex olarak ($Z_{\odot}$=0.0122, Asplund et al. 2005) hesaplandı. Şekil 3 ve Z değeri dikkate alındığında DD UMa yıldızının Güneş benzeri bir yıldız olduğu söylenebilir.

Literatürde 18 tane Delta Scuti yıldızının detaylı kimyasal bolluk analiz sonuçları bulunmaktadır (Yushchenko et al. 2005, Mittermayer & Weiss 2003, Adelman et al. 2000, Zima et al. 2007, Bruntt et al. 2008, Fossati et al. 2008a, Fossati et al. 2008b, Kılıçoğlu 2008). DD UMa'nın kimyasal bolluk analizi sonuçları



Şekil 4. Kimyasal bolluk analizi yapılmış tüm Delta Scuti yıldızlarının Güneş ile bir karşılaştırması

diğer Delta Scuti yıldızları ile Şekil 4'de karşılaştırıldı. Böylece Delta Scuti yıldızlarının bolluk değerleri ve hatalarıda dikkate alındığından bu yıldızların Güneş benzeri bolluk dağılımına sahip olduğu görülmektedir.

Tablo 2. DD UMa için hesaplanan element/iyon bolluk değerleri

ELODIE	**Bolluk**	**Hata**	**#**	**HIDES**	**Bolluk**	**Hata**	**#**
Fe I	-4.64	0.23	24	Fe I	-4.71	0.16	21
Fe II	-4.61	0.13	8	Fe II	-4.69	0.26	4
Cr I	-6.54	0.16	5	Cr I	-6.6	0.2	2
Cr II	-6.52	0.18	2	Cr II	-6.59	0.32	3
Ti I	-7.39	0.24	3	Ti I	-7.28	0.35	5
Ti II	-7.36	0.37	5				
Ni I	-6.21	0.12	7	Ni I	-6	-	1
Ca I	-5.60	0.39	10	Ca I	-5.76	0.01	2
Ca II	-5.29	-	1				
Mg I	-4.14	-	1	Mg I	-4.43	-	1
Mg II	-4.29	0.58	3				
Sc II	-9.28	0.32	4	Sc II	-9	-	1
Ba II	-9.65	0.45	3				
Si I	-4.27	-	1				
Si II	-4.25	0.07	3				
Mn I	-6.50	0.06	3	Mn I	-6.82	0.14	2
Na I	-5.36	0.14	2				

Kaynaklar

Abt H.A: The Frequency of Binaries among Normal A-Type Stars. ApJS **11** (1965) 429

Adelman, S.J., Çalışkan, H., Koçer, D., Çay, I.H., Gökmen, T.H.: Elemental abundance analyses with DAO spectrograms - XXIII. The superficially normal stars 28 And (A7III) and 99 Her (F7V). MNRAS **316** (2000) 514

Asplund, M., Grevesse, N., Sauval, A. J.: The Solar Chemical Composition. ASPC **336** (2005) 25

Baldacci, L., Rizzi, L., Clementini, G., Held, E. V.: Variable stars in the dwarf irregular galaxy NGC 6822: The photometric catalogue. A&A **431**(2005) 1189-1201

Balona L.A., Shobrook R.R.: A re-calibration of the luminosities of early-type stars - Its effect on the Cepheid luminosity scale. MNRAS **211** (1984) 375

Bruntt, H., De Cat, P., Aerts, C.: A spectroscopic study of southern (candidate) γ Doradus stars. II. Detailed abundance analysis and fundamental parameters. A&A **478** (2008) 487

Castelli, F.: Broad-Band Photometry from Kurucz's Models. MmSAI **69** (1998) 165-174

Di Fabrizio, L., Clementini, G., Maio, M., Bragaglia, A., Carretta, E., Gratton, R., Montegriffo, P., Zoccali, M.: Variable stars in the bar of the Large Magellanic Cloud: The photometric catalogue. A&A **430**,(2005) 603-628

Fossati, L., Kolenberg, K., Reegen, P., Weiss, W.: Abundance Analysis of Seven Delta Scuti Stars. A&A **485** (2008a) 257-265

Fossati, L., Bagnulo, S., Landstreet, J., Wade, G., Kochukhov, O., Monier, R., Weiss, W., Gebran, M.: The Effect of Rotation on the Abundances of the Chemical Elements of the A-type Stars in the Praesepe Cluster. A&A **483** (2008b) 891-902

Greco, C., Clementini, G., Catelan, M., Held, E.V., Poretti, E., Gullieuszik, M., Maio, M., Rest, A., DeLee, N., Smith, H.A., Pritzl, B. J.: Variable Stars in the Fornax dSph Galaxy. III. The Globular Cluster Fornax 5. ApJ **701** (2009) 1323-1335

Kurtz, D. W.: Pulsation of Chemically Peculiar and Pre-Main Sequence Stars in the Delta Scuti Instability Strip. ASPC **210** (2000) 287-308

Ribas, I., Jordi, C., Torra, J., Gimenez, A.: Biparametric calibrations of stellar mass, radius and surface gravity using uvby-Hbeta photometry. A&A **327** (1997) 207-214

Rodriguez, E., Lopez-Gonzalez, M. J., Lopez de Coca, P.: A revised catalogue of delta Sct stars. A&AS **144**, (2000) 469-474

Kaluzny, J., Rucinski, S.M.: Open Cluster LW 55 in the Large Magellanic Cloud. AJ **126**, (2003) 237-246

Kaluzny, J., Mochnacki, S., Rucinski, S.M.: Variable Stars in the Large Magellanic Cloud: Discovery of Extragalactic W UMa Binaries. AJ **131** (2006) 407-413

Kholopov, P. N., Kukarkina, N. P., Perova, N. B.: 64th Name-List of Variable Stars. IBVS **1581** (1978)

Kılıçoğlu, T.: Düşük Genlikli δ Scuti Yıldızı 20 CVn'nin Element Bolluk Çalışması. Ankara Üniversitesi Fen Bilimleri Enstitüsü, Yüksek Lisans Tezi (2008)

Kochukhov, O.: Spectrum synthesis for magnetic, chemically stratified stellar atmospheres.Physics of Magnetic Stars (2007) **109**, 11

Kurucz, R.: Kurucz CD-ROM, No. 13 (1993)

Mateo, M., Hurley-Keller, D., Nemec, J.: Dwarf Cepheids in the Carina Dwarf Spheroidal Galaxy. AJ **115**,(1998) 1856-1868

Mittermayer, P., Weiss, W. W.: Atmospheric properties and abundances of the delta Scuti star FG Virginis. A&A **407** (2003) 1097

Moon, T. T., Dworetsky, M. M.: Grids for the determination of effective temperature and surface gravity of B, A and F stars using uvby-beta photometry. MNRAS **217** (1985) 305

Moretti, M.I., Dall'Ora, M., Ripepi, V.. Clementini, G., Di Fabrizio, L., Smith, H.A., DeLee, N., Kuehn, C., Catelan, M., Marconi, M., Musella, I., Beers, T.C., Kinemuchi, K.: The Leo IV Dwarf Spheroidal Galaxy: Color-Magnitude Diagram and Pulsating Stars. AJ **699** (2009) L125-L129

Musella, I., Ripepi, V., Clementini, G., Dall'Ora, Ma., Kinemuchi, K., Fabrizio, L., Greco, C., Marconi, M., Smith, Horace A., Radovich, M., Beers, T.C.: Pulsating Variable Stars in the Coma Berenices Dwarf Spheroidal Galaxy. AJ **69** (2009) L83-L87

Napiwotzki, R., Shönberner, D., Wenske, V.: On the determination of effective temperature and surface gravity of B, A, and F stars using Stromgren UVBY beta photometry. **268** A&A (1993) 653

Pace, G., Recio-Blanco, A., Piotto, G., Momany, Y.: Abundance anomalies in hot horizontal branch stars of the Galactic globular cluster NGC 2808. A&A **452** (2006) 493-501

Percy, J. R.: A Search for Delta Scuti Stars. JRASC **67** (1973) 139

Poleski, R., SoszyNski, I., Udalski, A., SzymaNski, M. K., Kubiak, M., Pietrzyñski, G., Wyrzykowski, L., Szewczyk, O., Ulaczyk, K.: The Optical Gravitational Lensing Experiment. The OGLE-III Catalog of Variable Stars. VI. Delta Scuti Stars in the Large Magellanic Cloud. AcA **60** (2010) 1-16

Poretti, E., Clementini, G., Held, E.V., Greco, C., Mateo, M., Dell'Arciprete, L., Rizzi, L., Gullieuszik, M., Maio, M., Variable Stars in the Fornax dSph Galaxy. II. Pulsating Stars below the Horizontal Branch. ApJ **685**(2008) 947-957

Rogers, N. Y.: The OPAL Opacity Code: New Results Comm. Astroseismology (1995) 78

Russell, S. C.: Lithium Abundances in delta Scuti Stars and Their Relationship with the Lithium Dip. ApJ **451** (1995) 747

Schesinger, F. Spectroscopic Binaries under Investigation at Different Institutions. ApJ **39** (1914) 264

Shulyak, D., Tsymbal, V., Ryabchikova, T., Stütz, Ch., Weiss, W. W.. Line-by-line opacity stellar model atmospheres. A&A **428** (2004) 993-1000

Soszynski, I., Udalski, A., Szymaski, M. K., Kubiak, M., Pietrzyski, G., Wyrzykowski, Szewczyk, O., Ulaczyk, K., Poleski, R.: The Optical Gravitational Lensing Experiment. The OGLE-III Catalog of Variable Stars. III. RR Lyrae Stars in the Large Magellanic Cloud. AcA **59** (2009) 1-18

Soydugan, E., Soydugan, F., Demircan, O., İbanooğlu, C.: A catalogue of close binaries located in the δ Scuti region of the Cepheid instability strip. MNRAS **370** (2006) 2013-2024

Stütz, Ch., Bagnulo, S., Jehin, E., Ledoux, C., Cabanac, R., Melo, C., Smoker, J. V.: Abundance analysis of 5 early-type stars in the young open cluster IC 2391. A&A **451** (2006) 285-291

Takeda, Y., Kawanomoto, S., Honda, S., Ando, H., Sakurai, T.: Behavior of Li abundances in solar-analog stars. Evidence for line-width dependence. A&A **468** (2007) 663-677

Yushchenko, A., Gopka, V., Kim, Chulhee,; Musaev, F., Kang, Y. W., Kovtyukh, V., Soubiran, C.: The chemical composition of δ Scuti. MNRAS **359** (2005) 865-873

Zima, W., Lehmann, H., Stütz, Ch., Ilyin, I. V., Breger, M.: High-resolution spectroscopy of the δ Scuti star 44 Tauri: photospheric element abundances and mode identification. A&A **471** (2007) 237- 245

Açık Yıldız Kümelerinin CCD UBVRI Fotometrisi: NGC 6694, NGC6802a, NGC6866, NGC7062, NGC7142

AKKAYA İnci[1⋆], KARATAŞ Yüksel[2], SCHUSTER William John[3], ve MİCHEL Raul[3]

[1] Erciyes Üniversitesi
[2] İstanbul Üniversitesi
[3] Observatorio Astronómico Nacional, Universidad Nacional Autónoma de México

Özet Daha önce çok az çalışılmış NGC 6694, NGC6802a, NGC6866, NGC7062 ve NGC7142 açık yıldız kümlerinin San Pedro Martir Gözlemevi'nden alınmış CCD UBVRI verileri kullanılarak, bu kümelere ait kızarma, yaş ve uzaklık modülü gibi temel parametreleri belirlenmiştir. Schmidt-Kaler'a ait (U-B)-(B-V) iki renk diyagramından kümelerin kızarma değerleri sırasıyla NGC 6694, NGC6802a, NGC6866, NGC7062 ve NGC7142 için E(B-V) = 0.50, 0.82, 0.14, 0.48, 0.29 ve yine bu kümeler için tahmini metal ve ağır element bollukları da, ([Fe/H], Z) = (-0.27, +0.010), (-0.36, +0.008), (0.00, +0.019), (-0.20, +0.012), (-0.15, +0.013) olarak bulunmuştur. Bu Z bolluk değerlerinden hareketle küme yaşlarının ve uzaklık modüllerinin belirlenmesinde Marigo'ya ait yaş çizgileri kullanılmıştır. Gözlemsel kolun, (MS, TO, RGB), V-(B-V) düzleminde, yaş çizgileriyle çakıştırılmasından elde edilen, uzaklık modülleri ve güneş merkezli uzaklıkları ise ((V- MV)o, d (pc))=(11.00, 1585 pc), (11.30, 1820 pc), (11.10, 1660 pc) ve (10.7, 1380 pc), (11.3, 1820 pc) olup yine aynı şekilde elde edilen yaş değerleri ise (log(A), A) = (8.50, 0.32 Gyr), (9.00, 1.00 Gyr), (8.85, 0.71 Gyr) ve (9.00, 1.00 Gyr), (9.65, 4.47 Gyr) şeklindedir.

⋆ iakkaya@erciyes.edu.tr

PNe Tayf Gözlemleri

AKSAKER Nazım[1⋆], KIZILOĞLU Ümit[1], YERLİ Sinan Kaan[1], ÖZDEMİR Tuncay[2], SONBAŞ Eda[3] ve PARMAKSIZOĞLU Murat[4]

[1] Orta Doğu Teknik Üniversitesi
[2] İnönü Üniversitesi
[3] Adıyaman Üniversitesi
[4] TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi

Özet Bu çalışmada kuzey yarıküreden bazı gözlenebilirlik kriterleriyle seçilmiş küçük ($< 2\ ''$) gezegenimsi bulutsuların (PNe) orta çözünürlüklü tayflarının analiz sonuçları sunulmuştur. Bu tayflardan, salma çizgilerinin akı ve FWHM değerleri belirlenmiştir. Bu sonuçların yanında, incelenen kaynakların kütle, sıcaklık gibi fiziksel parametreleri de incelenmiştir. Tüm bu sonuçların literatür değerleri ile uyumlu olduğu görülmüştür. Tayflar, TUG'da RTT150 odak düzleminde, TFOSC kullanılarak, Kasım 2008'de alınmıştır.Veri analizleri IRAF ve IDL programları ile yapılmıştır.Çalışma bir gözlem projesiyle sürdürülüp 42 PNe gözlenerek H-Alfa, H-Beta, HeI6678, [OIII], [NII] ve [SII] salma çizgilerinin akı standartları, güney yarıküreden sonra, kuzey yarıküre için de hassas olarak ilk kez belirlenmiş olacaktır.Bu çalışma TÜBİTAK-BİDEB yurtiçi doktora sonrası burs programı ile desteklenmiştir.

⋆ aknazim@yahoo.com

ABELL 426 Kümesindeki Galaksilerarası Ortamın Kimyasal Kaynağı

Ebru Aktekin[1⋆], Fatma Gök[1], Murat Hudaverdi[2],
Nihal Ercan[3] ve Aytap Sezer[2]

[1] Akdeniz Üniversitesi, Fizik Bölümü, Antalya,
[2] TUBİTAK Uzay Araştırma Enstitüsü, Ankara
[3] Boğaziçi Üniversitesi, Fizik Bölümü İstanbul

Özet Bu çalışmada, A426 (z = 0,0179) galaksi kümesinin X-ışını analiz sonuçları verilmiştir. Çalışma, en son X-ışını uydusu olan SUZAKU, XIS (X-ray Imaging Spectrometer) verileri kullanılarak galaksilerarası ortamın doğası ve küme içerisindeki bolluk oranlarının hesaplanması ve teorik sonuçlarla karşılaştırılmasını kapsamaktadır. Elde edilen X-ışını tayfına uygulanan "en iyi uydurma (fit)" ile elde edilen sıcaklık değeri, kT= 4.21±0.03 keV olarak bulunmuştur. Bu değer Abell kümeleri için beklenen ortalama bir değerdir. Elde edilen diğer bir parametre metal bolluk değerleridir. Güneş biriminde olmak üzere, O = 0.55 ± 0.20, Mg = 0.41 ± 0.09, Si = 0.63 ± 0.06, S = 0.65 ± 0.09, Fe = 0.79 ± 0.07 değerleri elde edilmiştir. Metal bolluk değerleri, galaksilerden galaksiler arası ortama madde akımının nasıl oluştuğunun anlaşılması amacı ile kullanmaktadır. Teorik modellere göre galaksilerarası ortamdaki bolluk, galaksilerde oluşan SNe Ia veya SNe II patlamaları ile sağlanmaktadır. Bu çalışmada yapılan analizler sonucunda elde edilen değerler galaksilerarası ortamın SN tip Ia türü patlamalar ile beslendiğini göstermektedir.

1 GİRİŞ

Gökada kümeleri evrendeki en büyük yapılardır. Evreni en iyi temsil eden birimler oldukları için çalışılmaları evrenin oluşumunun ve kimyasal yapısının anlaşılması konusunda önemli ipuçları verecektir. Küme içinde, gökadalar (%10), sıcak X-ışın plazması (% 20) ve karanlık madde (% 70) bulunmaktadır. Sıcaklığı $10^7 \sim 10^8$ K, kütlesi: $10^{14} M_{\odot}$, yoğunluğu 1 parçacık/litre ve yarıçapı 1-2 Mpc civarındadır.

Yoğun galaksi kümeleri güçlü X-ışını kaynağıdır. Bu ışınımın ana kaynağının, kümenin gökadalararası ortamında tuzaklanmış olan sıcak, iyonlaşmış gazdan gelen ısısal frenlenme olduğu bilinmektedir.

Bilindiği üzere yıldızlararası ortama madde aktarımı Süpernova (SN) patlamaları ile olmaktadır. Galaksi kümelerinde de kümeiçi element bolluğunun, kümeye ait galaksilerde oluşan SN'ler ile oluştuğu düşünülmektedir. SN patlamaları temelde 2 tür element bolluğuna sebep olmaktadır. Bunlardan birincisi SN tip Ia patlamalarıyla oluşan Fe bolluğu ve SN tip II ile oluşan O,

⋆ eaktekin@akdeniz.edu.tr

Mg, Si ve S bolluğudur. Ortamdaki element bolluklarının Fe elementi bolluğuna oranına bakılarak galaksideki SN patlanmalarının cinsi belirlenebilmektedir (Iwamoto vd 1999).

2 SUZAKU: En Yeni X-Işını Uydusu

Japonya'nın 5. X-ışın uydusu Astro-E2, 2005 yılı Temmuz ayında yörüngeye fırlatılmıstır. Kısa süre sonra Asya mitolojisine göre güney gökkürenin muhafızı Anka kuşuna ithafen Suzaku olarak ismi değiştirilmiştir. 570 km yükseklikteki dairesel yörüngesini yaklaşık 96 dakikada tamamlamaktadır. Suzaku uydusu, geniş algı aralığı (0.3-600 keV, Chandra 0.1-10 keV), düşük gürültü kirliliği ve CCD enerji çözünürlüğüne ($\sim$6.5eV@6keV) sahiptir.

Suzaku uydusunun 3 adet eş-yönlü enstrümanı bulunmaktadır. HXD (Sert X-ışını Dedektörü) 10-600 keV algı aralığı (Kokubun vd 2007) ile uydunun görüş aralığını büyük ölçüde artırmaktadır ancak (Takahashi vd 2007) görüntüleme özelliğine sahip değildir. XIS (X-ışını görüntüleme tayfölçeri) dört adet görüntüleme CCD'si ortalama enerji çözünürlüğüne sahiptir (Koyama vd 2007). Her bir XIS, X-ışını teleskoplarının (XRT) odağına yerleştirilmiştir (Serlemitsos vd 2007). XRT, X-ışını teleskopudur. 20 kg ağırlığında aynalara ve 0.2-12 keV enerji görüş aralığına sahiptir. Açısal çözünürlüğü $1^{'}.8 - 2^{'}.3$ arası değerdedir.

SUZAKU, 4 X-ışın görüntüleme tayfölçerine sahiptir. X-ışın teleskoplarının odak düzleminde yer alan 4 XIS detektörü XIS0, 1, 2 ve 3 olarak adlandırılır. Herbir CCD, 1024×1024 piksele ve $18^{'} \times 18^{'}$ görüş alanına sahiptirler. XIS1 detektöründe arka aydınlatmalı, diğer detektörlerdeyse ön aydınlatmalı chip kullanılmıştır.

3 X-ışını Gözlem Verilerinin Analizi

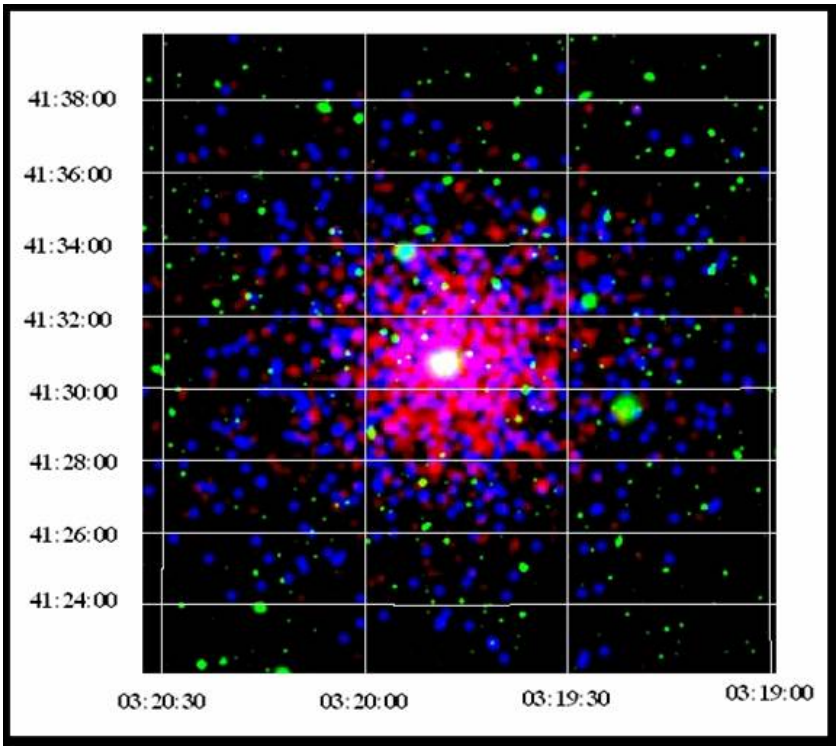
Perseus süper kümesinin en önemli kümelerinden olan A426'nın Suzaku uydusu X-ışını gözlemi 2006 yılından bu yana her yıl yapılmaktadır. A426'yı bu kadar değerli yapan ve sürekli gözlenmesini sağlayan, bize en yakın ve en parlak kümelerden biri olmasıdır. Bautz ve Morgan (1970) sınıflamasına göre 2. zenginlik sınıfındandır. Kümenin içerisinde 190 gökada bulunmaktadır.

Bu çalışmada 2006 yılı Ağustos ayında toplam 150 ks boyunca SUZAKU uydusu tarafından XIS ile alınan veriler kullanılmıştır (Gözlem no:101012010). Bu veriler XIS0, XIS1 ve XIS3 ile alınmıştır.

Suzaku uydusu verileri analiz öncesinde, tıpkı optik bant çalışmalarında yapılan önindirgeme işlemleri gibi, standart olarak temizlenmiş ve filtrelenmiştir. Filtreleme ve temizleme işlemleri için HEADAS software 6.04 ve tayf analizleri için XSPEC 12.5.1 versiyonları kullanılmıştır.

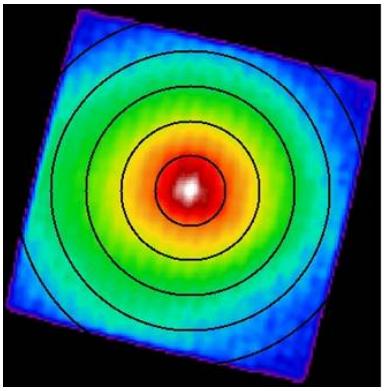
Kozmik ışınlar, güneş patlaması gibi dış etkilerin meydana getirdiği kirli veriyi temizlemek için değişim eğrisi oluşturulmuştur. Ortalama dağılım 2.7σ değerinin altında ve üstünde kalan alanlar çıkarılarak temizlenmiştir. Bu

şekilde oluşturulan GTI (Good Time Intervals) dosyası kullanılarak temizleme işlemi tamamlanmıştır. Bu temizlenmiş dosya ile kümenin 0.3-10 keV enerji aralığındaki, parlaklık haritalarına bakılmıştır. Ayrıca küme içerisinde O ve Fe bolluğunun hangi bölgelerde daha yoğun olduğunun anlaşılması için 300-1200 eV (O) ve 5000-8000 eV (Fe) aralıklarında parlaklık haritaları elde edilmiştir. Elde edilen görüntü Şekil 1'de görülmektedir.



Şekil 1. A426 kümesine ait parlaklık haritası. Eksenler sağ açıklık ve dik açıklık cinsindendir. Şekilde 300-1200 eV aralığı kırmızı renkte, 5000-8000 eV aralığı mavi renkte ve DSS'den alınan optik görüntü ise yeşil renklerde verilmiştir.

Yapılan çalışmaya ek olarak, kümenin merkezinden başlayarak belirli uzaklıklarda eş merkezli çemberler alınmıştır. Bu yöntemle küme merkezinden uzaklaştıkça sıcaklık ve metal bolluğunun değişimine bakılmıştır. Önce en içteki bölgenin tayfı elde edilmiştir. Sonra her bölge için, kendisinden önce gelen bölge çıkarılarak, belirli yarıçapa sahip halkalar elde edilmiştir. Alınan bölgeler Şekil 2'de görülmektedir



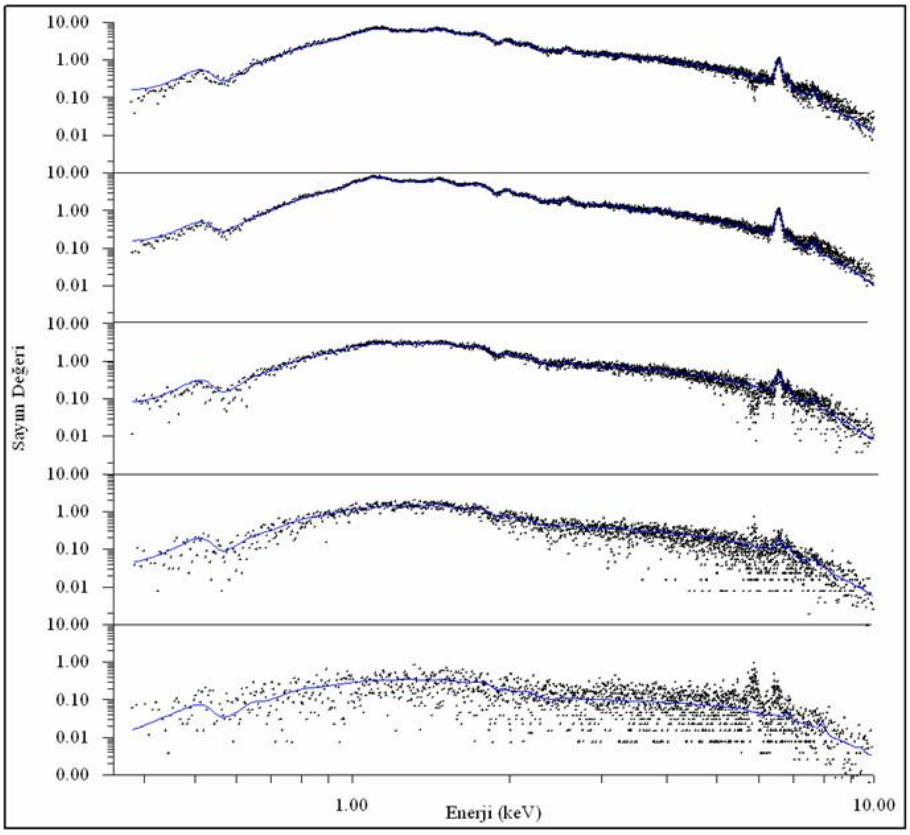
Şekil 2. A426 için analizler sırasında seçilen çembersel bölgeler gösterilmektedir. Her bir çembersel bölge $2''$ genişliğe sahiptir.

Her bir halka kendi içinde analize tabi tutulmuştur. Her bölge için ayrı ayrı xisrmfgen ve xissimarfgen yazılımları (versiyon 2006/10/17) kullanılarak X-ışını fotonları enerjiye dönüştürülmüştür.

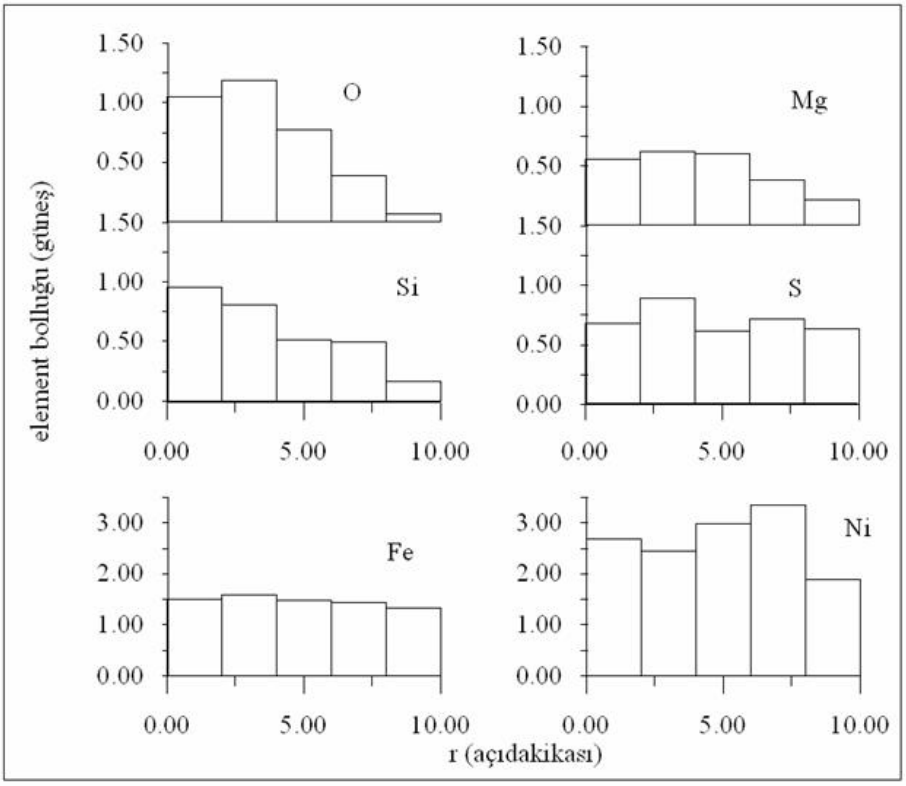
Daha sonra bölgelerden gelen ışınımın modellenmesi için XSPEC 12.5.1 programı kullanılmıştır. Modelleme için, bu tip sistemlerde en iyi uydurmayı (fiti) verdiği için apec modeli kullanılmıştır. Elde edilen X-ışını tayfı ve bulunan uydurma eğrisi Şekil 3'de verilmiştir

Apec modeli ile plazma sıcaklığı (kT), kırmızıya kayma (z) ve bazı elementlerin (He, C, N, O, Ne, Mg, Al, Si, S, Ar, Ca, Fe, Ni) bollukları hesaplanabilmektedir. Merkezden uzaklaştıkça sıcaklığın ve element bolluğunun değişimi küme hakkında daha fazla bilgi sahibi olmamızı sağlayacaktır. Modelleme sırasında öncelikle yukarıda adı geçen tüm elementler serbest bırakılmıştır. Fakat elde edilen $\chi^2/d.o.f$ ve hata değerleri çok yüksek çıkmıştır.

En iyi $\chi^2/d.o.f$ değeri, O, Mg, Si, S, Fe ve Ni elementleri serbest bırakılıp diğer elementler Güneş değerine (Anders ve Grevesse 1989) sabitlendiğinde elde edilmiştir. O, Mg, Si, S, Fe ve Ni elementleri galaksi kümelerinde baskın olarak görülmektedir. Çalışma kapsamında seçilen her bir bölge için element bollukları ve sıcaklık (kT) değerleri hesaplanmıştır. Kümelere ait kırmızıya kayma değerleri literatürde verilmiştir, bu nedenle modelleme sırasında bu parametreler, bu değerlere sabitlenmiştir. Elde edilen element bolluk değerinin merkezden itibaren uzaklaştıkça değişimi Şekil 4'de verilmiştir.



Şekil 3. A426 için merkezden itibaren seçilen çembersel bölgelerden elde edilen tayflar gösterilmektedir. En üstteki tayf merkez bölgeye ait olmak üzere aşağıya doğru merkezden uzakşıldıkça elde elde edilen tayflar görülmektedir. tayfa uygulanan uydurma çizgi ile gösterilmiştir.



Şekil 4. A426 için merkezden itibaren element bolluklarının değişimi görülmektedir. Karşılaştırma kolaylığı için O, Mg, Si ve S aynı skalada, Fe ve Ni ayrı bir skalada görülmektedir.

4 Sonuç ve Tartışma

Gökada kümelerinde, küme içi plazmadaki (ICM, IntraCluster Medium), ağır element bolluğunun ilk delili Perseus kümesinin merkezinde He-Fe (Helium-like iron, FeXXV, 6.67 keV) çizgisinin baskın olarak görülmesidir (Mitchell vd 1976). Küme merkezinde bu çizgisinin görülmesi, diğer ağır elementlerin de araştırılmasına neden olmuştur.

Yapılan gözlemler ve analizler ile diğer kümelerde de ağır element bolluğu belirlenmeye çalışılmaktadır. Bu çalışmalar, kümenin dolayısıyla ICM'nin yapısının ve evriminin anlaşılması için ortaya atılan teorilerin geçerliğinin ya da eksikliklerinin anlaşılmasını sağlayacaktır.

ICM içindeki ağır element bolluğu, küme içi galaksilerdeki ağır element yoğunluğunun yüksek olduğunu gösterir. Ağır elementlerin SN patlamaları ile oluştuğu bilinmektedir. Dolayısıyla küme içi galaksilerde SN patlamaların olması ve ortaya çıkan bu ağır elementlerin bir ya da bir dizi mekanizma ile galaksi dışına atılması gerektiği düşünülmektedir. Elementlerin bu tür etkilerle gökada dışına çıktığı ve ICM'yi zenginleştirdiği düşünülmektedir.

ICM içerisinde metal bolluklarına bakıldığında, kümeden kümeye bolluk oranının değiştiği görülmüştür. Bu bolluk oranının değişimi SN patlama türüne bağlıdır. Bilindiği gibi SN tip Ia süpernova patlamaları sonunda Ni ve Fe en fazla üretilen ağır elementlerdir. SN tip II, Ib ve Ic'lerde ise O, Si, Mg ve S daha fazla açığa çıkar.

Bu durumda küme içinde ölçülen element bolluğu bize küme içi gökadalarında meydana gelen SN patlamasının türü hakkında bilgi verecektir. Nomoto vd (1997a ve 1997b) tarafından yapılan çalışmada SN patlamaları sonrasında oluşan element bollukları Çizelge 1'de verilmiştir.

Çizelge 1. Nomoto vd (1997a ve 1997b) tarafından yapılan çalışmadan alınan SN patlamaları sonucu oluşan element bolluk değerleri görülmektedir.

SN Tip Ia	SN Tip II
O ≈ Mg ≈0.035 Fe	O ≈ Mg ≈Si≈3.7 Fe
Ne ≈ 0.006 Fe	Ne ≈ S ≈ 2.5 Fe
Si ≈ S ≈0.5 Fe	Ni ≈ 1.7 Fe
Ni ≈ 4.8 Fe	

Literatürde cD türü gökada kümelerinde (D-dev eliptik gökada kümesi ve c-özeğinde büyük parlak gökada bulunan kümeler) merkez bölgesinde 6.67 keV civarında belirgin bir şekilde He-Fe çizgisi görülmesi beklenmektedir. A426 kümesinin tayfında He-Fe çizgisi baskın olarak görülmüştür.

A426 kümesi, merkezinde NGC 1275 (Perseus A) gökadasını bulundurmaktadır. Söz konusu gökada tüm kümede en baskın parlaklığa sahiptir ve beklenildiği gibi çevresine ağır elementler atmaktadır. X-ışını tayfında He-Fe (6.67 keV) çizgisinin varlığı beklenen bir sonuçtur.

Bu çalışmada öncelikle kümenin merkez bölgelerine bakılmıştır. Küme merkezine ait sıcaklık değeri ∼4.21 keV olarak bulunmuştur. Abell kümeleri için beklenen galaksiler arası ortam sıcaklığı 2-8 keV aralığındadır. Çalışma kapsamında bulunan sıcaklık değeri Abell kümeleri için ortalama değerlerdir. Merkezden itibaren Sıcaklık değerleri hataları ile birlikte Çizelge 2'de verilmiştir.

Çizelge 2. A426 için Merkezden itibaren kT ve hata değerleri görülmektedir.

	$0'' - 2''$	$2'' - 4''$	$4'' - 6''$	$6'' - 8''$
kT	4.21	4.61	6.14	8.99
Hata aralığı	0.03	0.03	0.09	0.39

Küme merkezinden uzaklaştıkça gökadaların birbirileri ile etkileşimi ya da birbirlerine göre hareketlerinden dolayı merkezden uzak bölgelerde sıcaklık artışı görülebilmektedir. Sıcaklık artışının nedeni ile ilgi çalışmalar devam etmektedir.

Bu çalışmada element bollukları elde edilmiş ve bu element bolluklarının Fe bolluğuna oranlarına bakılmıştır. Buradan aşağıdaki iki sonuç çıkarılabilir:

1.) Elde edilen oranlar, çalışılan küme içi gökadalarında SN tip Ia'ların daha fazla olduğu göstermektedir. Ayrıca Ni elementinin yüksek değerde (∼2.5 Fe) olması da SN tip Ia varlığını destekleyen diğer bir delildir.

2.) Bu oranın beklendiği gibi merkezden uzaklaştıkça azalması, kümelerin cD tipi olduğunu gösteren diğer bir işarettir.

Kaynaklar

Anders, E., and Grevesse, N.:Abundances of the elements - Meteoritic and solar. Geochim. Cosmochim. Acta. **53** (1989) 197–214.

Bautz, L. P., and Morgan, W. W.,: On The Classification of The Forms of Clusters of Galaxies. ApJ **162** (1970) 149–153.

Iwamoto, K., Brachwitz, F., Nomoto, K., et al.:Nucleosynthesis in Chandrasekhar Mass Models for Type IA Supernovae and Constraints on Progenitor Systems and Burning-Front Propagation. ApJS **125** (1999) 439–462.

Koyama, K., Hyodo, Y., Inui, T., et al.:Iron and Nickel Line Diagnostics for the Galactic Center Diffuse Emission, PASJ **59** (2007) 245–255.

Kokubun, M., Makishima, K., Takahashı, T., et al.:In-Orbit Perfonmace of the Hard X-Ray Detector on Board Suzaku, PASJ **59** (2007) 53–76.

Mitchell, R. J., Culhane, J. L., Davison, P. J. N. and Ives, J. C., :Ariel 5 observations of the X-ray spectrum of the Perseus Cluster. MNRAS **176** (1976) 29–34.

Nomoto, K., Hashimoto, M., Tsujimoto, T., Thielemann, F-K., Kishimoto, N, ve Kubo, :Nucleosynthesis in type II supernovae.Nucl. Phys. A.**616** (1997) 79–90.

Nomoto, K., Iwamoto, K., Nakasato, N., et al. :Nucleosynthesis in type Ia supernovae. Nucl. Phys. A.**621** (1997) 467.

Serlemitsos, P. J., Soong, Y., Chan, K. W., et al.: The X-Ray Telescope onboard Suzaku. PASJ **59** (2007) 9–21.

Takahashi, T., Abe, K., Endo, M., et al.:Hard X-Ray Detector (HXD) on Board Suzaku, PASJ **59** (2007) 35–51.

M101 Sarmal Galaksisinde Gama Işın Patlama Kalıntılarının Araştırılması

Aysun Akyüz[1], Eda Sonbaş[2],[3] ve M.Emin Özel[4]

[1] Cukurova Universitesi Fen Edebiyat Fakültesi Fizik Bölümü, Adana
[2] Adıyaman Universitesi Fen Edebiyat Fakültesi Fizik Bölümü, Adıyaman
[3] NASA Goddard Space Flight Center & USRA Maryland, USA
[4] Cağ Universitesi Fen Edebiyat Fakültesi, Mersin

Özet. TUBITAK Ulusal Gözlemevinde bulunan yer tabanlı optik teleskop (RTT150) ve onun odak düzlemine takılı TUG Sönük Nesne Tayfölçer ve Kamerası (TFOSC) kullanılarak M101 yakın sarmal galaksisinde bulunan Gama Işın Patlama Kalıntıları (GIPK' lar) araştırılmıştır. O IIIλ5007, Hβ, HeII gırişim filtreleri kullanılarak M101 sarmal galaksisinin görüntüleri elde edilmiştir. O IIIλ5007/Hβ, He II/Hβ çizgi oranlarının yüksek olduğu 15 yayınım nebulası GIPK adayı olarak tespit edilmiştir. Belirlenen GIPK adaylarının pozisyonları galakside bulunan süpernova kalıntıları, gezegenimsi nebulalar etc. gibi diğer yayınım bulutsuları ve galakside daha önce belirlenen x-ışın nokta kaynakları ile karşılaştırılarak pozisyon uyumuna bakılmıştır. Belirlenen GIPK adaylarından iki tanesinin (2 ve 3 numaralı GIPK adayı) tayfsal gözlemleri yapılmıştır ve geri kalan 13 adayın tayfsal gözlemlerinin tamamlanması planlanmaktadır.

1 Giriş

Gama Işın Patlamaları 10^{51} - 10^{54} erg' lik enerji salınımları ile evrendeki en güçlü elektromanyetik olaylardır. Bu patlamalar yaklaşık günde bir kaç kez oluşan ve bir kaç milisaniye ile birkaç dakika arasında değişen farklı zaman skalaları ile oldukça yoğun 'gama ışın çakmaları' olarak tanımlanmaktadır. Tesadüfen keşfedildikleri 1967 yılından bu güne mekanizmaları çözüm bekleyen gizemli bir problemdir (Klebesadel, Strong & Olson, 1973; Piran, 2004). Patlamaların süreleri ve spektrumları gözönüne alınarak 'Uzun' ve 'Kısa' patlamalar olmak üzere iki sınıfa ayrılmıştır. İki saniyeden kısa süreli ($T_{90} < 2$) ve spectrumları daha yüksek enerjili olan patlamalar kısa süreli patlamalar ve iki saniyeden uzun süreli ($T_{90} > 2$) ve spectrumları daha düşük enerjili olan patlamalar uzun süreli patlamalar olarak sınıflandırılmıştır (Kouveliotou ve ark., 1993).

GIP' ların ardından beliren X - ışın (Costa ve ark. 1997), görünür (van Paradijs, 1997), radyo (Frail ve ark. 1997) ve kızılötesı ardıl ışınımlarının gözlenmesiyle patlamaları oluşturan farklı ata modelleri öne sürülmüştür. Uzun süreli patlamalar için önerilen ata modeli; kütleli yıldızların merkezlerinin, üzerindeki çok miktarda kütleden dolayı süpernova ile maddesini atamayıp kendi

üzerine geri çökmesi ile tanımlanan çökertici (collapsar) veya hipernova modelidir (Woosley & Heger 2006, Woosley & Bloom 2006). Kısa süreli patlamalar için önerilen ata modelleri ise; nötron yıldızı - nötron yıldızı, kara delik - nötron yıldızı veya beyaz cüce - nötron yıldızı gibi iki yoğun cismin kütle çekimsel dalga yayınımıyla ve yörüngesel açısal momentum kaybı sonucu birleşme modelidir (Eichler ve ark. 1989; Fryer ve ark., 1999; Zhang ve Fryer, 2001; Zhang ve Heger, 2003; Zhang ve Meszaros, 2004; Belczynski ve ark. 2006).

GIP' ların çevrelerinin bilinmesi onların atalarının doğasının anlaşılabilmesi için önemlidir. Bu güne kadar yapılan ardıl ışınım gözlemleri bize uzun süreli GIP'ların kozmolojik uzaklıklardaki sönük galaksilerde olduğunu göstermektedir. Elde edilen gözlemsel kanıtlar uzun süreli GIP'lar yoğun bölgelerde olduğunu göstermektedir. Diğer taraftan birleşen nötron yıldızlarının çoğu yaşlı olmalıdır ve tipik olarak doğdukları yerden uzaklara hareket etmelidir. Böylece yoğun çift senaryosundaki ata yıldızların düşük yoğunluklu bölgelerde olduğu önerilebilir (Bhargavi & Cowsik 2004; Perna ve ark., 2000).

GIP' ların etrafını saran bölgeyi nasıl etkilediğinin anlaşılması onların oluştuğu bölgelerin tahmini kadar önemlidir. Bu nedenle GIP'ların belirgin gözlem özelliklerine sahip kalıntılar bırakması patlamaların bilinmeyen doğaları hakkında daha detaylı bilgi sahibi olmamızı sağlar GIPK' lar için önerilen teoreme göre, patlamanin ardıl ışın yayınımının X-ışın ve UV bileşenleri galakside $\sim$100pc' lik yarıçapta $n^{-1/3}$ luk iyonize bir baloncuk oluşturur (n=1cm^{-3})(Perna ve Loeb, 1998). GIP ardından, süpernova patlamalarında olduğu gibi güçlü bir patlama dalgası ortamda ilerler. İlerleyen dalga ortamın denge durumunu, patlamadan gelen X-ışın ve UV yayınım süresine kıyasla çok kısa sürede değiştirir. Ortamın eski haline dönmesi ise çok daha uzun sürer. Bu da, yakın galaksilerde bir GIP olayı gözleme olasılığının çok düşük olmasına karşın bir GIP kalıntısı bulma olasılığının oldukça yüksek olduğuna işaret etmektedir. n yoğunluklu bir ortamda 10^{52} erg enerjili tipik bir patlama şokunun [OIII]λ5007 yayınım çizgilerinden t$\sim 4.6\times10^4$ yılda 300 kms^{-1}' lik bir hıza ulaşacağı hesapanabilir. Bu durumda GIP kalıntılarından gelen yayınım $\sim$35 pc' lik bir bölgede kalıntının etrafını saran yıldızlararası ortamda yayılmakta olan erken GIP ardıl ışınımının, radyatif iyonizasyon etkisiyle çoğunlukla etkilenecektir. t$\sim 10^6$ yılda bu yayınımın 50 pc lik bir uzaklığa ulaşabileceği teorik olarak öngörülmektedir. Bu aşamada GIP kalıntıları genç ve yayınım yapan kalıntılardır. çünkü GIP kalıntılarının enerji salınımı itici olduğundan, kalıntılar oldukça erken evrelerde özgün tayfsal imzalarıyla tanımlanabilirler. Yüksek enerjili ve düşük eğimli (sert) iyonizasyon yayınımının itici enerji salınımı GIP kaynaklarına özgüdür ve genç GIP kalıntılarının çoklu süpernova kalıntılarından ayırır.

Atoyan ve ark. (2006) GIP kalıntılarını sıradan süpernova kalıntılarından ayırt edebilecek tayfsal ve uzaysal imzalarının olabileceğini belirtmisler ve yıldızlar arası ortamda relativistik parçacıkların etkileşimleri ve ışıma prosesleri ve dağılımlarının detaylı hesaplamalarıyla GIP kalıntılarının gözlenebilen sinkrotron yayınımı olmaksızın güçlü TeV yayıcıları olabileceği olasılığını araştırmışlardır. çalışmalarında Galaksi düzleminde bizden $\sim>$10 kpc uzaklıkta

binlerce yıl önce patlamış GIP kalıntısının HESS ortak çalışmasıyla tesadüfen keşfedilen tanımlanamayan TeV kaynağı ile eşleşebileceğini göstermişlerdir.

Tanvir ve ark. (2005) konumları daha önce belirlenen kısa süreli patlamalarla yakın galaksilerin pkonumları arasındaki ilişkinliğe iki nokta açisal ilişkinlik fonksiyonunu kullanarak bakmişlar ve kısa süreli patlamaların %10-15 inin düşük kırmızıya kaymalarda olduğunu (z¡0.025) göstermişlerdir.

Bu çalışmada, M101 (NGC 5457) galaksisindeki GIP kalıntısı olabileceği varsayılan yüksek fotometrik çizgi oranlarına sahip bölgeler TUG da bulunan TFOSC ve girişim filtreleri kullanılarak belirlenmiş ve belirlenen bölgelerden ikisinin (2 numaralı ve 3 numaralı GIPK)tayfsal gözlemleri yapılmıştır. İkinci kısımda, fotometrik ve tayfsal gözlemler ve analizleri tartışılmış ve diğer yayınım bulutsuları ile pozisyon uyumuna bakılmıştır. Sonuçlar ve tartışma üçüncü kısımda sunulmuştur.

2 Gözlemler ve veri analizi

2.1 Fotometrik gözlemler

M101 galaksisinin fotometrik gözlemleri TUG da bulunan RTT150 cm teleskopa takılı TFOSC ve girişim filtreleri kullanılarak Mayis - Haziran 2008 ve Eylul 2009 tarihlerinde yapılmıştır. Seçtiğimiz M101 galaksisinin genel özellikleri çizelge 1 de gösterilmektedir. 2048 × 2048 piksel olan CCD görüntülerimiz 13′×13′ büyüklüğünde alanı kaplamaktadır. Girişim filtrelerinn özellikleri ve galaksinin gözlem bilgileri sırasıyla çizelge 2 ve 3 de verilmektedir.

Veriler LINUX işletim sisteminde ESO-MIDAS(The European Southern Observatory Munich Image Data Analysis System) paket programı kullanılarak analiz edilmiştir. [O III]$\lambda\lambda$4363,5007, [O II]$\lambda\lambda$3727,3729, He IIλ4686 ve Hβ sürekli filtreleriyle alınan her bir görüntü için standart veri indirgeme işlemleri olan bias çıkarılması (0 poz süreli okuma), düz alan (flat fielded) ve yönlendirme (alignment) yapılmış ve sonra her bir filtreye ait toplam görüntüyü elde etmek üzere toplanmıştır. Butün bu işlemlerden sonra elde edilen toplam görüntülerden yıldız ışığını çıkarabilmek için bunlara ait sürekli ışımaların çıkarılması gerekmektedir. Sürekli ışıması çıkarılan görüntülerden kozmik ışınlar temizlenmiş ve *world koordinat sistemi* bilgisi görüntülerin *header*' larına eklenmiştir. Pozisyonların uyumu USNO A2.0 (Monet ve ark. 1998) kataloğundaki yıldızlar kullanılarak yapılmıştır. Elde edilen temizlenmiş görüntülerde yıldız, HII bölgesi, SNK gibi koordinatları bilinen obejelerin olamayacağı GIP kalıntı adayları belirlenmiştir. şekil 1 de belirlenen GIPK adaylarının pozisyonları M101 galaksisinin DSS (Digital Sky Survey) görüntüsü üzerinde gösterilmektedir.

2.2 Tayf gözlemleri

Belirlenen GIPK adaylarının [O III]λ5007/Hβ ve He IIλ4686/Hβ oran değerlerinin daha hassas hesaplanarak kalıntıların doğasının daha iyi belirlenmesi için tayfsal gözlemleri yapılmıştır. Tayf gözlemleri TFOSC ile yapılmıştır.

Gözlemlerde 12 $\AA$ çözünürlüklü 3230-9120 $\AA$ dalgaboyu aralığını kapsayan grism ve 1″ genişliğinde slit kullanılmıştır.

Standart veri indirgeme işlemleri olan düz alan (flat fielded) ve dalgaboyu kalibrasyonlari ile Galaktik sönümleme (Cardelli ve ark. 1989) IDL kodları ve IRAF (Image Reduction and Analysis Facility) paket programı kullanılarak yapılmıştır. Akı kalibrasyonları için Oke (1974) ve Stone (1977) kataloglarından standart yıldızlar seçilerek gözlenmiştir. IRAF ta bulunan *splot* rutini kullanılarak kalıntıların yayınım çizgi akıları hesaplanmıştır. Belirlenen GIPK adaylarının pozisyonları çizelge 4 de verilmektedir.

3 Sonuçlar ve tartışma

Perna, Reymond & Loeb (2000) de belirtilen tekniğe göre, GIPK adayları sürekli ışıma çıkarılmış [OIII]λ5007 görüntüsü ve sürekli ışıma çıkarılmış Hβ görüntülerinin oranlanmasıyla belirlenmiştir. Oran görüntüsündeki parlak bölgeler GIPK adayı olarak belirlenmiştir (Sekil 2). Belirlenen kalıntı adayları galaksideki H II bölgeleri, süpernova kalintıları ve gezegenimsi bulutsular gibi diğer yayınım yapan bölgeler ile karşılaştırılarak pozisyon uyumuna bakılmış ve herhangibir pozisyon uyumu görülmemiştir. Sonuç olarak M101 galaksisinde TUG' da yapılan gözlemler sonucu [O III]λ5007/Hβ ve HeIIλ4686/Hβ kriterleri temel alinarak 15 bulutsu GIPK adayı olarak belirlenmiştir. Fotometrik gözlemlerle tespit edilen GIPK adaylarının onaylanması için tayfsal gözlemleri yapılmıştır.Simdiye kadar yapılan gözlemlerde sadece iki tane (GIPK2 ve GIPK3) adayın tayfsal gözlemleri yapılabilmiştir. Gözlenen iki adayın tayfları Sekil 3 de gösterilmektedir. Tayfsal gözlemler sonucu elde edilen çizgi akılarının Hβ ya göre değerleri, E_{B-V} değerleri çizelge 5 de verilmektedir. Yakın galaksilerde bulunan GIPK' ların optik gözlemlerle araştırılması devam eden bir projedir. TUG' da bulunan RTT150 cm teleskop ile önümüzdeki gözlem dönemlerinde geriye kalan 13 adayın tayf gozlemleri yapılması ve ilk kez yapılan böyle bir araştırmanın sonuçlarının ayrıntılı tartışılması planlanmaktadır.

References

ATOYAN, A.M. ve ark. 2006. ApJ. Vol. 642, Issue 2, p. L153-L156.
BELCZYNSKI, K. ve ark. 2006. ApJ. Volume 648, Issue 2, pp 1110-1116
BHARGAVI ve ark. 2004. Third Rome Workshop on Gamma-Ray Bursts in the Afterglow Era ASP Conference Series, Vol. 312, p. 283
CARDELLI, J. A. ve ark. 1989 ApJ. 345, 245
COSTA, E. ve ark. 1997. Nature, 387, 783
EICHLER, D. ve ark. 1989. Nature, vol. 340, p. 126-128.
FRAIL, D. A. ve ark. 1997. Nature 389, 261-263.
FRYER, C. L. 1999. ApJ, Volume 522, Issure 1, pp. 413-418.
KLEBESADEL, R. W.; STRONG, I. B.; OLSON, R. A., 1973. Bulletin of The American Astronomical Society, Vol.5, p. 322.
KOUVELIOTOU, C.ve ark. 1993. ApJ. vol. 413, no. 2, p. L101-L104.
MONET, D. ve ark. 1998. CDS/ADC Collection of Electronic Catalogues, 1252.

OKE, J. B. 1974. ApJS, 27, 21.
PERNA, R. ve ark. 2000. ApJ, Vol. 533, Issue 2, pp.658-669.
PERNA, R, & LOEB, A. 1998, ApJ, 501, 467.
PIRAN, T. 2004 astro-ph/0405503
STONE, R. P. S. 1977. ApJ, 218, 767
TANVIR, N. R. ve ark. Nature Vol. 438, Issue 7070, pp. 991-993.
VAN PARADIJS, J. ve ark. 1997. Nature, 386, 686-689.
WOOSLEY, S. E. & HEGER, A. 2006. ApJ. 637, 914-921
WOOSLEY, S. E. & BLOOM, J. S. 2006. A&A, vol. 44, Issue 1, pp.507-556
ZHANG, W. & FRYER, L., 2001 ApJ. vol. 550, Issue 1, pp.357-367.
ZHANG, B. & MESZAROS, P. 2004. Int. J. Mod. Phys. A19 2385-2472

Çizelge 1. M101 (NGC 5457) galaksisinin özellikleri

Galaksi	RA J 2000	DEC J2000	Tip	Eğim Açısı (derece)	Uzaklık (Mpc)
M101 (NGC 5457)	14:03:12.5	+54:20:53	Scd	0	5.4 (Matonick ve ark. 1997)

Çizelge 2. Girişim filtrelerinin karakteristik özellikleri

Filtreler	Dalgaboyu λ(Å)	FWHM ($\AA$)
OIII	4363	50
OIII	5007	56
OII	3727	50
HeII	4686	50
Hβ	4861	50
Hα	6563	80
B (Blue)	5125	44
Hα sürekli	6446	123

Çizelge 3. M101 galaksisinin gözlem özellikleri

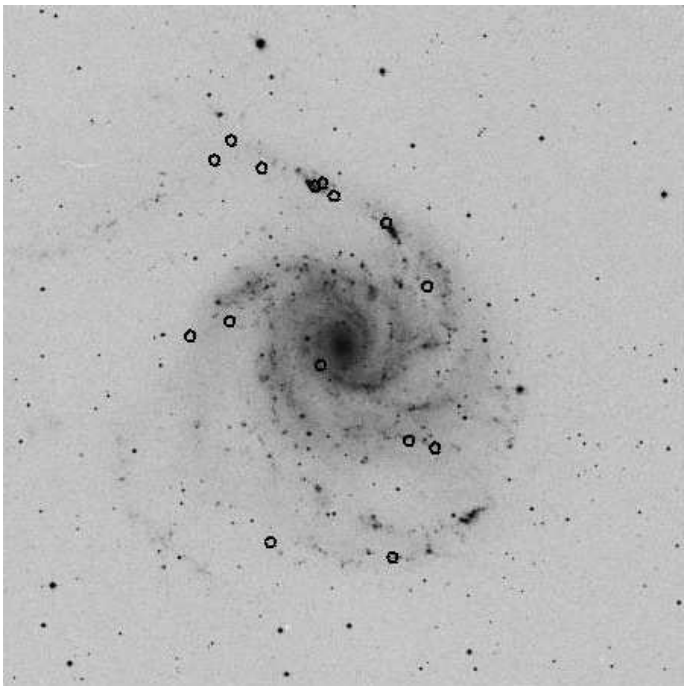
Filtreler	Tarih	Poz Süresi(s)
[OIII]λ5007	13 Mayis 2008	1200×3
	22 Eylül 2009	1200×3
HeII	20 Haziran 2008	1200×3
	22 Eylül 2009	1200×2
	23 Eylül 2009	1200×1
Hβ	13 Mayıs 2008	1200×3
	22 Eylül 2009	1200×3
Hα	20 Haziran 2008	1200×3
Mavi	13 Mayıs 2008	600×1
	20 Haziran 2008	600×1
	23 Eylül 2009	600×1 + 300×1
Hα sürekli ısınım	20 Haziran 2008	600×1
	23 Eylül 2009	600×1 + 300×1

Çizelge 4. M101 (NGC 5457) galaksisinde belirlenen GIPK adayları

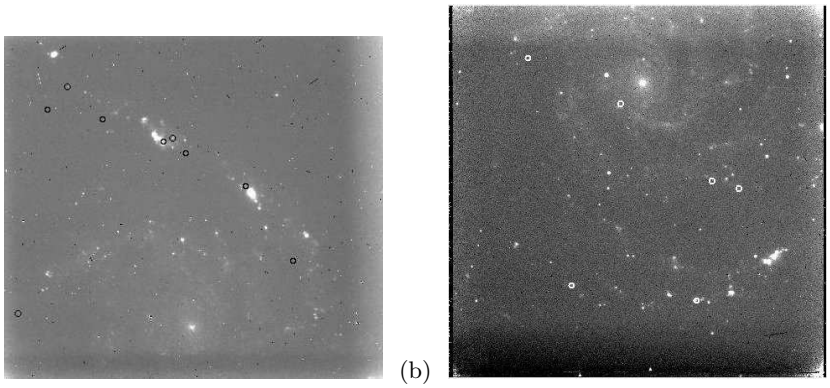
No	RA J2000	DEC J2000
1	14:03:18.7	+54:25:00.5
2	14:02:22.7	+54:23:34.7
3	14:02:18.8	+54:19:06.5
4	14:02:46.3	+54:17:32.6
5	14:02:48.2	+54:18:29.0
6	14:03:07.3	+54:21:42.3
7	14:04:04.3	+54:24:52.8
8	14:03:59.4	+54:25:30.7
9	14:03:57.3	+54:23:46.5
10	14:03:43.07	+54:19:15.0
11	14:03:53.3	+54:21:34.2
12	14:03:52.6	+54:21:50.3
13	14:03:50.0	+54:21:09.1
14	14:03:15.0	+54:26:27.9
15	14:03:27.0	+54:17:45.5

Çizelge 5. GIPK adaylarının tayfsal gözlemlerinden elde edilen akı değerlerinin Hβ ya göre değerleri

Cizgi	GIPK2	GIPK3
Hβ	100	100
OIII(λ4959)	149	144.5
OIII(λ5007)	465	499
He(λ5876)	12	23
Hα(λ6563)	340	450
SII(λ6716)	23	31
SII(λ6731)	14	60
E_{B-V}	0.009	0.009

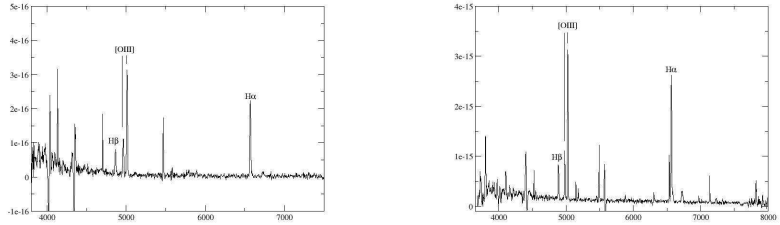


Şek. 1. DSS (Digitized Sky Survey) alınan M101 görüntüsü üzerinde belirlenen 15 GIPK adayı (siyah daireler) gösterilmektedir.



(a) (b)

Şek. 2. OIIIλ5007 görüntüsü üzerinde GIPK' ların pozisyonları M101 galaksisinin a) üst ve b) alt bölgesi



(a) (b)

Şek. 3. RTT150 teleskopu ile elde edilen a) GIPK2 ve b) GIPK3' ün optik tayfları.

LN Cyg Sisteminin İlk Işık Eğrisi Analizi

Neslihan ALAN

Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Tandoğan, 06100, ANKARA
nalan@science.ankara.edu.tr

Özet Beta Lyr türü örten bir çift yıldız sistemi olan LN Cyg'nin 2009-2010 döneminde Ankara Üniversitesi Rasathanesi'nde bulunan 40 cm çapındaki Cassegrain teleskopa bağlı Apogee ALTA U47 CCD kamerası kullanılarak V-R-I filtrelerindeki ışık eğrileri elde edildi. Bu ışık eğrileri Wilson-Devinney yöntemine dayanan PHOEBE programı kullanılarak analiz edildi. Çalışma sonucunda sistemin ilk ışık eğrisi analizi yapılmış olup, sisteme ait dinamik ve fiziksel parametreler hakkında detaylı bilgi edilmiştir.

1 Giriş

LN Cyg sistemi Ross (1928) tarafından değişen yıldız olarak keşfedilmiştir. Margoni vd (1989) tarafından Asiagoda'da elde edilmiş veriler kullanılarak, içlerinde LN Cyg'nin de bulunduğu 36 tane değişen yıldızın fotometrik özellikleri incelenmiştir. Bu sistemlerin B ve V renklerindeki parlaklık ölçümleri yapılarak bu renklerdeki parlaklık değişimleri ile $(B-V)_{min}$ ve $(B-V)_{max}$ değerleri hesaplanmıştır. LN Cyg için B ve V renklerindeki ışık değişim aralıkları sırasıyla $14^m.1 - 14^m.8$, $13^m.3 - 14^m.5$ olarak, $(B-V)_{min}$ ve $(B-V)_{max}$ değerleri ise sırasıyla +0.3, +0.8 olarak olarak belirlenmiştir. Brancewicz ve Dworak (1980) tarafından temel astronomi bağıntılarını esas alan iterasyonlu bir hesaplama yöntemi kullanılarak istatistiksel bir çalışma yapılmıştır. Böylece LN Cyg de dahil olmak üzere 1048 adet çift yıldızın bileşenlerinin fiziksel ve geometrik parametreleri elde edilmiştir. Çizelge 1 ve Çizelge 2'de sırasıyla sisteme ait GCVS katalogundan alınan bazı bilgiler ile Brancewicz ve Dworak (1980)'ın LN Cyg için buldukları sonuçlar verilmektedir.

2 Gözlemler

LN Cyg yıldızının fotometrik gözlemleri, Ankara Üniversitesi Rasathanesi'nde bulunan 40 cm çapındaki Cassegrain teleskopa (Kreiken Teleskobu) bağlı Apogee ALTA U47 CCD kamerası kullanılarak Johnson V-R-I filtrelerinde, 17 Temmuz 2009 ile 17 Ağustos 2010 tarihleri arasında gerçekleştirildi. Toplam 11

Çizelge 1. Sisteme ait GCVS'den alınan bazı bilgiler

$FarklıKataloglardaki İsimleri$	GSC 2692 01588, 2MASS J20573086+331488
$Türü$	EB/SD
$B_{max} - V_{max}$	$14^m.0$ - $15^m.1$
$TayfTürü$	A2:
$JD(min)$	2433237.347
$Dönem$	$0^g.523945$

Çizelge 2. Brancewicz ve Dworak'ın buldukları sonuçlar

R_1, R_2 $(R_\odot)$	1.40, 1,64
RL_1, RL_2	73, 100
L_1, L_2	7.56, 1.85
T_1, T_2 (K)	8120, 5290
M_1 + M_2 $(M_\odot)$	4.99
q (M_2 / M_1)	0.70
$Türü$	Beta Lyr
$TayfTürü$	A2:

gecelik gözlem yapıldı. Ancak yapılan gözlemlerden yalnızca 5 gecelik veri ışık eğrisi analizinde kullanılabildi. Diğer 6 gecelik veride, gözlem esnasında hava koşullarının uygun olmaması nedeniyle saçılma görüldü. Bu nedenle bu veriler ışık eğrisi analizine dahil edilmedi. Bu verilerden evresi uygun olanlar minimum zamanı hesaplamak için kullanıldı. Işık eğrisi analiz programında kullanılan gözlem geceleri Çizelge 3'te verilmektedir.

Çizelge 3. Işık eğrisi analizinde kullanılan verilerin elde edildiği gözlem tarihleri

Gözlem Tarihleri
09 Ağustos 2009
30 Kasım 2009
8 Aralık 2009
1 Temmuz 2010
17 Ağustos 2010

İndirgeme işlemi IRAF programı kullanılarak yapıldı. GSC 2692 1470 ve GSC 2692 1394 yıldızları sırasıyla mukayese ve denet yıldızları olarak kullanıldı. LN Cyg ile kullanılan mukayese ve denet yıldızlarının katalog bilgileri Çizelge 4'te verilmektedir. Işık eğrileri, diferansiyel parlaklık değerlerinin 0.001'lik evre aralıklarına göre ortalamaları alınarak oluşturuldu. Bu şekilde V, R ve I filtreleri için sırasıyla 534, 536 ve 568 adet gözlem verisi elde edilmiş oldu. Mukayese yıldızının gözlemlerinden faydalanılarak gecelik sönümleme katsayıları hesaplandı. Bir gözlem noktası için tahmin edilen belirsizlik V ve I filtreleri için $\pm 0^m.007$, R filtresi için ise $\pm 0^m.006$ mertebesindedir.

Çizelge 4. LN Cyg ile mukayese ve denet yıldızlarının katalog bilgileri

	LN Cyg	**GSC 2692 1470**	**GSC 2692 1394**
$\alpha(2000)$	20 57 30.86	20 57 26.24	20 57 43.88
$\delta(2000)$	+33 14 38.9	+33 11 48.44	+33 17 24.41
$Parlaklık(B,V)$	$14^m.0, 13^m.3$	$12^m.1, 11^m.5$	$11^m.9, 10^m.9$

Gözlemlerden elde edilen minimumlardan Kwee and van Woerden (1956) yöntemi kullanılarak 3 adet minimum zamanı elde edildi. Elde edilen yeni minimum zamanları Çizelge 5'te verilmektedir. Bu yeni minimum zamanları ile literatürden alınan (Brat vd (2007), Zejda (2004)) minimum zamanları birleştirilerek sistemin yeni ışık elemanları hesaplandı. Hesaplanan yeni ışık elemanları:

$$\begin{aligned} \mathrm{HJD\,MinI} = {} & 2455426.3225(\pm 0.0023) + \\ & + 0^{\mathrm{d}}.52394278(\pm 0.00000013) \times E. \end{aligned} \quad (1)$$

şeklindedir.

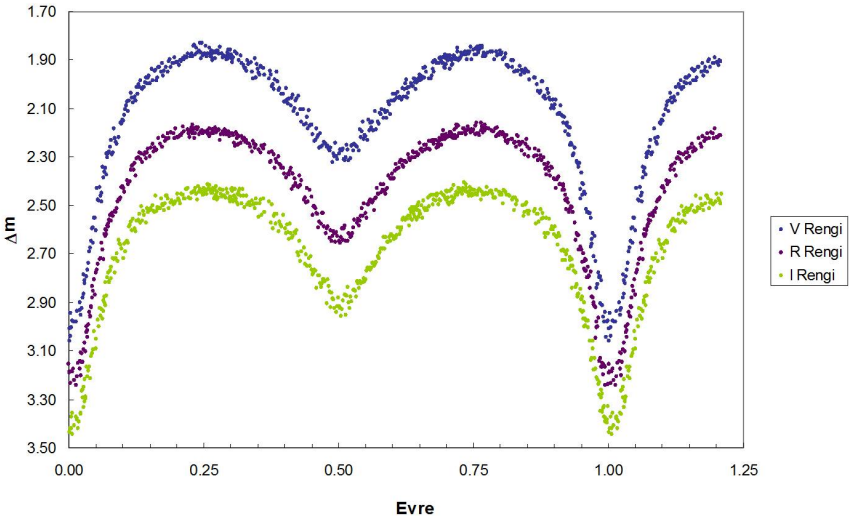
Çizelge 5. LN Cyg sisteminin Ankara Üniversitesi Rasathanesi'nde elde edilen minimum zamanları ve hataları

Minimum Zamanı (HJD)	**Tür**	**Filtreler**
2455379.43252±0.00023	II	VRI
2455030.48574±0.00019	II	VRI
2455426.32653±0.00014	I	VRI

Bu çalışmadaki ışık eğrileri hesaplanan yeni ışık elemanları kullanılarak evrelendirildi. Gözlemler sonucunda elde edilen ışık eğrileri Şekil 1'de verilmektedir. Işık eğrilerinin karakteristikleri de Çizelge 6'da verilmektedir.

3 Işık Eğrilerinin Wilson-Devinney Programı ile Analizi

Bu çalışmada LN Cyg yıldızının Ankara Üniversitesi Rasathanesi'nde elde edilen V-R-I filtrelerindeki ışık eğrileri, Wilson ve Devinney(1971) tarafından geliştirilen ve çift yıldızların ışık eğrisi çözümlerinde kullanılan bilgisayar programını esas alan PHOEBE (Prsa ve Zwitter (2005)) programı ile çözüldü. Gözlemsel ışık eğrileri normalize ışınım akılarına dönüştürülerek kullanıldı. Daha önceden hiç ışık eğrisi analizi yapılmamış ve literatürde yarı ayrık Beta Lyr türü bir sistem (bkz. http://www.sai.msu.su/gcvs) olarak tanımlanan, LN Cyg'nin ışık eğrilerinin analizinde ilk önce ikinci bileşenin Roche lobunu doldurduğu MOD 5 (Yarı Ayrık Çiftler) ile çözüm denendi. Ancak bu çözüm sırasında her iki bileşenin de Roche lobunu doldurduğu görüldü. Bunun üzerine MOD 6 (Değen çiftler) ile çözüm yapıldı. Çekim kararma katsayıları ve bileşen



Şekil 1. LN Cyg sisteminin Ankara Üniversitesi Rasathanesi'nde elde edilen VRI filtrelerindeki ışık eğrileri

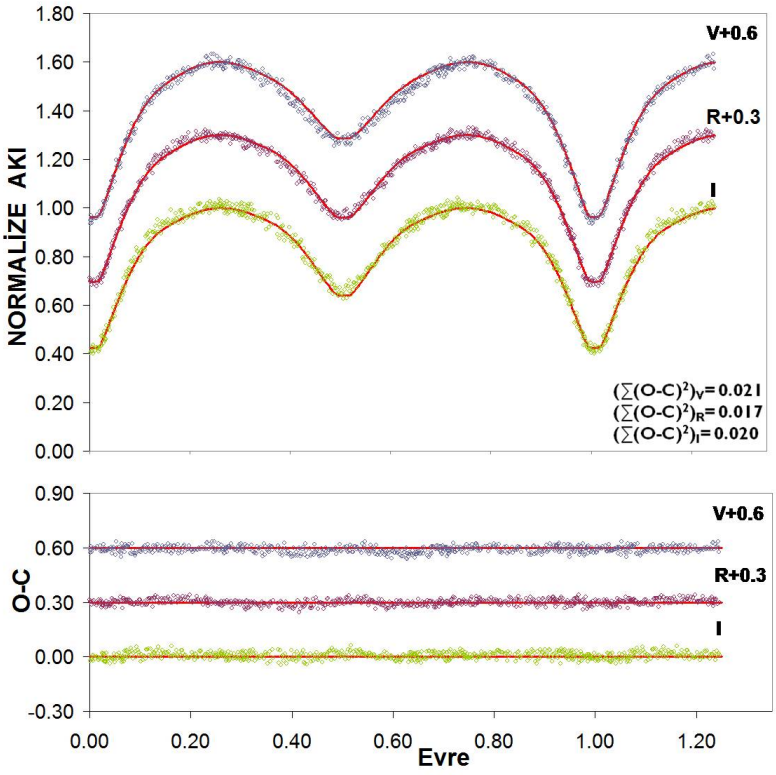
Çizelge 6. LN Cyg sisteminin ışık eğrisi karekteristiği

	V Filtresi	*R Filtresi*	*I Filtresi*
Maks. I Seviyesi (0.25 *evresi*)	1.870	2.199	2.444
Maks. II Seviyesi (0.75 *evresi*)	1.866	2.191	2.450
Min. I Seviyesi (0.00 *evresi*)	3.000	3.196	3.400
Min. II Seviyesi (0.50 *evresi*)	2.287	2.630	2.921
$\Delta Maks. = Maks.I - Maks.II$	0.004	0.008	−0.006
$\Delta Min. = Min.I - Min.II$	0.714	0.566	0.479
Min. I Derinliği	−1.130	−0.998	−0.956
Min. II Derinliği	−0.421	−0.439	−0.471

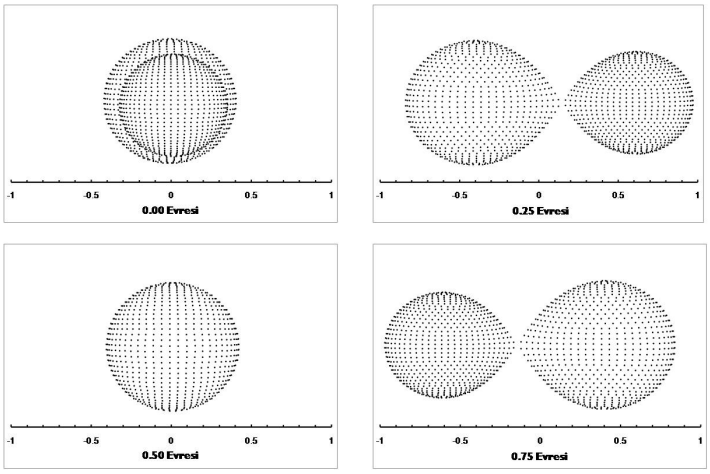
yıldızların albedoları literatürdeki teorik değerler esas alınarak sırasıyla $g_1 = 1$, $g_2 = 0.32$ (Lucy (1967)) ve $A_1 = 1$, $A_2 = 0.5$ (Rucinski (1969)) olarak belirlendi. Sisteme ait daha önceden yapılmış ayrıntılı bir tayfsal ya da fotometrik çalışma olmadığından q ve i parametrelerinin başlangıç değerlerini belirleyebilmek için i-q taraması yapıldı. Tarama sonucunda en uygun değerlerin q için 0.68, i için ise 88° olduğu görüldü ve bu değerler q ile i parametreleri için başlangıç değerleri olarak kullanıldı. Birinci bileşenin etkin sıcaklığı T_1 Popper (1980) tarafından anakol yıldızları için verilen kalibrasyon tablolarından sistemin tayf türüne (A2) uygun olacak şekilde (8770 K) seçildi ve çözüm boyunca sabit tutuldu. İkinci bileşenin etkin sıcaklığı olan T_2 için başlangıç parametresi olarak 5290 K (Brancewicz ve Dworak (1980)) kullanıldı. Logaritmik kenar kararma katsayıları x_1, y_1, x_2 ve y_2 van Hamme (1993)'nin tablolarından program tarafından otomatik olarak hesaplandı. Bileşenlerin eş dönme gösterdiği (F_1=F_2=1) ve yörüngenin çember olduğu (e=0) varsayıldı. İkinci bileşenin etkin sıcaklığı (T_2), kütle oranı (q), yörünge eğim açısı (i) ve bileşenlerin kesirsel monokromatik ışınım güçleri (L_1, L_2) çözümde serbest bırakıldı. LN Cyg'nin ışık eğrisi analizinden elde edilen sonuçlar Çizelge 7'de listelenmiştir. Şekil 2'de sistemin V-R-I filtrelerindeki gözlemsel ve kuramsal ışık eğrileri ile bu eğrilerin farkları, teorik modelin gözlemlerle olan uyumunun incelenebilmesi açısından verilmiştir. Şekil 3'te ise sistemin geometrik görünümü verilmiştir.

Çizelge 7. LN Cyg sisteminin ışık eğrisi analizi sonucunda bulunan fiziksel parametreleri ve hataları

Parametre	**Değer**
$i(\circ)$	88.43 ± 1.07
$q(M_2/M_1)$	0.659 ± 0.004
T_2 (K)	6441 ± 16
T_1 (K)	8770
M_1 ($M_\odot$)	3.01
M_2 ($M_\odot$)	1.98
R_1 ($R_\odot$)	1.95
R_2 ($R_\odot$)	1.61
$\Omega_1 = \Omega_2$	3.17
$L_1/(L_1 + L_2)_{V,R,I}$	0.83, 0.79, 0.75
$L_2/(L_1 + L_2)_{V,R,I}$	0.83, 0.79, 0.75
$x_1(V, R, I)$	0.472, 0.373, 0.279
$x_2(V, R, I)$	0.532, 0.434, 0.351
r_1, r_2 (*pole*)	0.3912 ± 0.0005, 0.3217 ± 0.0005
r_1, r_2 (*point*)	0.5429 ± 0.0015, 0.4571 ± 0.0017
r_1, r_2 (*side*)	0.4134 ± 0.0005, 0.3365 ± 0.0005
r_1, r_2 (*back*)	0.4427 ± 0.0005, 0.3685 ± 0.0005



Şekil 2. LN Cyg sistemi için V, R ve I filtrelerinde elde edilen kuramsal ışık eğrisi (sürekli eğri) ile gözlemsel ışık eğrilerinin karşılaştırması



Şekil 3. LN Cyg sisteminin farklı evrelerdeki geometrik görünümleri

4 Sonuç

Bu çalışma ile kısa dönemli Beta Lyr türü örten bir çift sistem olan LN Cyg'nin Ankara Üniversitesi Rasathanesi'nde Temmuz 2009 - Ağustos 2010 tarihleri arasında elde edilen V, R ve I filtrelerindeki ışık eğrileri PHOEBE (Prsa ve Zwitter (2005)) programı kullanılarak modellendi. Böylece, daha önceden hiç ışık eğrisi analizi yapılmamış sistemin ilk defa ışık eğrisi analizi gerçekleştirilmiş ve sistemin hem fiziksel hem de geometrik parametreleri elde edilmiş oldu. Analiz sonucunda sistemin her iki bileşeninin de Roche loblarını doldurdukları ve literatürde yarı-ayrık (bkz. http://www.sai.msu.su/gcvs) olarak tanımlanan sistemin bileşenlerinin tam değme noktasında oldukları tespit edildi.

LN Cyg sistemi hakkında daha detaylı bilgilere ulaşabilmek için, sistemin tayfsal verilerine ihtiyaç duyulmaktadır. Bu nedenle sistemin tayfsal gözlemlerinin yapılması planlanmaktadır. Taysal gözlemlerden elde edilecek olan dikine hız eğrileri ile fotometrik gözlemlerden elde edilen ışık eğrilerinin PHOBEBE (Prsa ve Zwitter (2005)) programında eş zamanlı olarak çözülmesi düşünülmektedir.Bu şekilde yapılacak bir ışık eğrisi analizi çok daha güvenilir ve detaylı sonuçlar verecektir.

Kaynaklar

Brancewicz, H. K. & Dworak, T. Z.: A Catalogue of Parameters for Eclipsing Binaries. AcA **30** (1980) 501–524

Brat, L., Zejda, M. & Svoboda, P.: B.R.N.O Contributions #34. OEJV **74** (2007) Issue 1, p.1

Kwee, K. K. & van Woerden, H.: A Method of Computing Accurately The Epoch of Minimum of An Eclipsing Variable. BAN **12** (1956) 327

Lucy, L.B.: Gravity-Darkening for Stars with Convective Envelopes. ZA **65** (1967) 89–92

Margoni, R., Stagni, R., Munari, U., & Marton, S.: 36 Revisited Variable Stars Around Nova Cygni 1970. A& AS Suppl. Ser.**81** (1989) 393–399

Popper, D. M.: Stellar Masses. ARA&A **18** (1980) 115

Prsa, A., & Zwitter, T.: A Computational Guide to Physics of Eclipsing Binaries. I. Demonstrations and Perspectives. ApJ **628** (2005) 426–438

Ross, V.E.: New Variable Stars. (sixth list). AJ **38** (1928) 99–100

Rucinski, S.M.: The Proximity Effects in Close Binary II. The Bolometric Reflection Effect for Stars with Deep Convective Envelopes. AcA **19** (1969) 245

Van Hamme, W.: New Limb-Darkening Cofficients for Modeling Binary Star Light Curves. AJ **106** (1993) 2096

Wilson, R.E. & Devinney, E.J.: Realization of Accurate Close-Binary Light Curves: Application to MR Cyg. ApJ **166** (1971) 605–619

Zejda, M.: CCD Times of Minima of Selected Eclipsing Binaries. IBVS **5583** (2004)

İlköğretim Ders Kitaplarındaki Astronomi Konularının Bilimsel İçerik Bakımından İrdelenmesi

ALEMDAR Merve[1⋆], TÜRK Cumhur[1] ve KALKAN Hüseyin[1]

Ondokuz Mayıs Üniversitesi

Özet Bu çalışmada ilköğretimde okutulan ders kitaplarındaki astronomi konularının içeriği ve içeriğin veriliş biçimi irdelenmeye çalışılmıştır. İlköğretimin ilk beş yılı, okumayı sevme ve iyi okuma alışkanlığı kazanmada önemli bir başlangıç dönemidir. Bu öğrenme-öğretme sürecinde genel olarak öğretimi desteklemek amacıyla iyi tasarlanarak geliştirilen ve hazırlanan basılı materyaller, eğitim ve öğretimi hem kolaylaştırır hem de zenginleştirir (Yalın, 1999). Buradan hareketle doküman analizi yöntemi ile ders kitapları incelenmiştir. Ders kitaplarının konuyu somutlaştırmasında ve kullanılan ifadelerde eksiklikler görülmüştür. Astronomi konularının soyut kavramları içerdiğinden Piaget'nin somut işlem döneminde olan çocuğun konuyu iyi kavraması için ders kitapları konuyu doğru ve net bir şekilde açıklaması önerilmiştir. Ders kitapları hazırlanırken kavram yanılgıları oluşturabilecek ifadeler kullanılmamalıdır Başarılı branş öğretmenleri ders kitapları oluşturulurken mutlaka oluşturulan komisyonlara dahil edilmesi önerilmiştir.

⋆ cturk@omu.edu.tr

Bazı Klasik Algollerin Yörünge Dönemi Değişimlerine İlk Yaklaşımlar

F. Aliçavuş[1⋆], F. Soydugan[1,2], A. Erdem[1,2], S.S. Doğru[1,2], C. Çicek[1,2], E. Soydugan[1,2] ve O. Demircan[1,2]

[1] Astrophysics Research Centre and Observatory; Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Terzioğlu Kampüsü, TR-17020, Çanakkale, Türkiye
[2] Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fen Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Terzioğlu Kampüsü, TR-17020, Çanakkale, Türkiye

Özet Bu çalışmada ihmal edilmiş (literatürde pek çalışması bulunmayan ancak O-C değişimi gösteren) 6 klasik Algolün (VY Hya, UX Leo, RW Mon, EQ Ori, XZ UMa ve AX Vul) yörünge dönemi değişimleri ele alınmıştır. Literatürde bulunan tüm minimum zamanları kullanılarak her bir sistem için oluşturulan O-C diyagramları, 6 klasik Algolün O-C değişimlerinin aşağı parabol üzerine binmiş sinüslü yapıda olduklarını göstermektedir. Aşağı parabolik O-C değişimleri, yörünge dönemlerinin sürekli biçimde azaldığını gösterir. Bu dönem değişiminden manyetik rüzgar yoluyla kütle/açısal momentum kaybının baskın olduğu korunumsuz kütle aktarımı mekanizması sorumlu tutulmuştur. Çevrimsel yapılı (ya da basık sinüslü) O-C değişimlerinin görünürde yörünge dönemi değişimlerini verdiği ve böylece bu dönem değişimlerinden üçüncü cismin neden olduğu ışık-zaman etkisinin sorumlu olduğu varsayılmıştır. Bu yaklaşım altında yapılan analiz sonucu 6 klasik Algolün yörünge hareketlerinin etkilendiği üçüncü cisimlerin kütleleri, UX Leo hariç 0.5 $M_{\odot}$ değerinden küçük olduğu hesaplanmıştır. UX Leo için ise 0.9 $M_{\odot}$ olarak hesaplandı. Sistemler için tahmin edilen yörünge dönemlerindeki azalma oranları yaklaşık olarak yüzyılda -0.7 ile -2.9 saniye arasında bulundu.

1 Giriş

Klasik Algol türü çift yıldızlar, örten çift yıldızların önemli bir alt grubudur. Bu sistemlerde, baş bileşenler genellikle B-A türünden anakol yıldızları, yoldaş bileşenler ise Roche loblarını doldurmuş F-K tayf türü aralığında dev veya altdev yıldızlardır. Bu nedenle, klasik Algollerdeki dönem değişimi incelenirken sistemlerin doğası gereği oluşabilecek kütle aktarımı ve kütle kaybı, manyetik aktivite etkileri ile açısal momentum kayıpları beklenmesi ve dolayısıyla dönem değişiminin oluşmasında birçok karmaşık sürecin göz önüne alınması gerekir. Tüm bu etkilerin yanında, görünmeyen bir üçüncü bileşenin meydana getirebileceği ışık zaman etkisi (LITE) sistemlerin yörüngesinde görünürde bir dönem değişimine neden olabilir. Bu çalışmamızda klasik Algol türünden örten çift

⋆ fahrilcvs@gmail.com

yıldızlar, VY Hya, UX Leo, RW Mon, EQ Ori, XZ UMa ve AX Vul'nın yörünge dönem değişimleri incelenmiştir. Ayrıca daha ayrıntılı bilgi için bkz. Soydugan ve ark. (2011). Seçilen yıldızların O-C diyagramlarının hepsi aşağı parabol üzerine binmiş sinüzoidal bir değişim göstermektedir. Sistemlerin temel fiziksel parametreleri Çizelge 1. de verilmiştir.

Çizelge 1. Seçilen 6 Algolün fiziksel özellikleri

Sistem	Yörünge eğikliği (°)	Ayrıklık ($R_\odot$)	Tayf Türü	M_1 ($M_\odot$)	M_2 ($M_\odot$)	R_1 ($R_\odot$)	R_2 ($R_\odot$)	Kaynaklar
VY Hya	88.5	9.94	A3	2.09	1.2	1.61	1.28	1
UX Leo	-	5.61	F4	1.42	0.92	1.30	0.84	2
RW Mon	86.9	9.97	B8V+G5IV	2.66	1.06	1.95	3.53	3
EQ Ori	90	12.02	A0+[G2IV]	2.4	0.62	2.2	2.3	1
XZ UMa	83.96	7.02	A5+F9	1.92	1.20	1.70	2.38	1,4
AX Vul	87	10.58	A1V+[G7IV]	2.25	0.54	2.1	2.4	1

1:Buddind ve ark.(2004), 2:Brancewicz ve Dworak(1980), 3:van Hamme ve Wilson(1990), 4:Nelson ve ark.(2006)

2 Gözlemsel Veri

O-C analizinde kullanılan gözlemsel verinin çoğu Kreiner ve ark.(2001)ndan alınmış olup yeni minimum zamanlarıyla güncellenmiştir. Bu çalışmada kullanılan sistemlerin minimum zaman verileri Çizelge 2. de özetlemiştir.

Çizelge 2. O-C analizde kullanılan gözlemsel veri.

Sistem	Veri Aralığı	Görsel	Fotografik	Fotografik (sezonluk ışık eğrisi)	Fotoelektrik	CCD	Total
VY Hya	1923–2005	60	5	2	–	1	68
UX Leo	1931–2009	27	32	18	8	21	106
RW Mon	1907–2009	265	5	11	11	17	309
EQ Ori	1929–2009	125	–	15	3	8	141
XZ UMa	1900–2009	272	27	2	1	29	331
AX Vul	1931–2010	108	12	–	–	5	125

3 Analiz Yöntemleri

3.1 Bileşenlerarası kütle aktarımı ve/veya sistemden kütle kaybı

Klasik Algol türü sistemler yarı-ayrık olarak sınıflandırılmakta olup bu sistemlerde Roche lobunu dolduran küçük kütleli bileşenin L_1 Lagrange noktasından büyük kütleli bileşene kütle aktarması beklenir. Klasik Algollerde yörünge dönemi değişimi her zaman beklendiği biçimde (kütle aktarımı olarak) kendini göstermez. Bu sistemlerde, beklenen kütle aktarımının yanında, aktif bileşenlerinin neden olabileceği kütle ve açısal momentum kaybı da ortaya

çıkabilir. Erdem ve ark. (2005), dönem değişiminde kütle aktarımı ve kaybının birleşik etkisi için aşağıdaki bağıntıyı vermektedir:

$$\frac{\Delta P}{P} = 3k^2(\frac{r_A}{a})^2 \frac{(m_1+m_2)}{m_1 m_2}\delta m + 3\frac{(m_2-m_1)}{m_1 m_2}\Delta m \qquad (1)$$

Bu denklemde, m_1 ve m_2, birinci ve ikinci bileşenlerin kütle değerleri, Δm aktarılan kütle miktarı, k kütle kaybeden bileşenin jirasyon sabiti, δm sistemden kütle kaybı miktarı, r_A Alfven yarıçapı ve a bileşenler arası ayrıklıktır. Denklemin sağ tarafındaki ilk terim kütle kaybının dönem değişimi üzerindeki etkisini göstermekte olup daima negatiftir. Denklemin sağ tarafındaki ikinci terim ise kütle aktarımının dönem değişimine olan etkisini göstermekte olup klasik Algoller için, $m_2 < m_1$ olduğu için, her zaman pozitiftir.

3.2 Işık - Zaman Etkisi

Bir örten çift sistemde olası bir üçüncü cismin varlığı, yörünge döneminin periyodik değişim göstermesine neden olur. Evrende, yıldızların yarısından fazlasının çift sistem olduğu bilinmesinin yanında daha fazla sayıda bileşen içeren sistemlerin sayısının da oldukça fazla olduğu bilinmektedir. Bu nedenle, her tür çift sistemde olası üçüncü cisimler olabilir ve bunları en kolay belirleme yollarından biri O-C analizidir. Çevrimsel O-C değişiminin dönemi, genliği ve biçimi, örten çiftin üçlü sistemin ortak kütle merkezi etrafındaki yörüngesinin dönemine, yarıbüyük eksen uzunluğuna ve basıklığına bağlıdır. Bu ilişki, aşağıdaki biçimde, ilk kez Irwin (1959) tarafından ortaya konmuştur:

$$\Delta t = \frac{a_{12}\sin i'}{c}\left\{\frac{1-e'^2}{1+e'\cos\nu'}\ \sin(\nu'+\omega') + e'\cos\omega'\right\}, \qquad (2)$$

4 Bulgular ve Tartışma

Ele alınan 6 Algolün (VY Hya, UX Leo, RW Mon, EQ Ori, XZ UMa ve AX Vul) yörünge dönemi değişimlerini incelemek için literatürde bulunan tüm minimum zamanları (bkz. Çizelge 2) kullanılarak her bir sistemin O-C diyagramları oluşturulmuştur. Diyagramlar, Şekil 1 ve Şekil 2 de verilmektedir. Diyagramlar, 6 Algolün O-C değişimlerinin aşağı parabol üzerine binmiş sinüslü yapıda olduklarını göstermektedir. Aşağı parabolik O-C değişimleri, yörünge dönemlerinin sürekli biçimde azaldığını göstermektedir. Bu dönem değişiminden manyetik rüzgar yoluyla kütle/açısal momentum kaybının baskın olduğu korunumsuz kütle aktarımı mekanizması sorumlu tutulmuştur. Çevrimsel yapılı O-C değişimlerinin görünürde yörünge dönemi değişimleri verdiği ve böylece bu dönem değişimlerin-den üçüncü cismin neden olduğu ışık-zaman etkisinin sorumlu olduğu varsayılmış-tır. Bu yaklaşım altında ele alınan 6 Algolün O-C değişimlerine karesel terim içeren ışık-zaman etkisi denklemi fit edilerek ağırlıklı en küçük kareler yöntemiyle Çizelge 3'te verilen parametreler bulunmuştur. Ayrıca sistemlerin olası üçüncü cisimlerine ilişkin elde edilen parametreleri de Çizelge 3'te gösterilmektedir. Aşağıda, ele alınan 6 Algol için bulunan sonuçların tartışmaları ayrı maddeler halinde sunulmaktadır.

Çizelge 3. Seçilen 6 Algol'ün O-C analizinden elde edilen parametreler. Olası yanılgılar, son basamakta parantez içinde verilmektedir.

Parametre	VY Hya	UX Leo	RW Mon	EQ Ori	XZ UMa	AX Vul
T_0 (HJD) +2400000	23535.6078(49)	37376.395(14)	33680.4517(7)	25889.7226(57)	46168.4223(8)	44853.3855(9)
P_{orb} (gün)	2.001202(1)	1.0071621(2)	1.90609625(9)	1.746069(1)	1.2223096(1)	2.02483558(2)
Q $\times 10^{-12}$ (gün)	-903(73)	-338(218)	-669(12)	-687(71)	-133(6)	-324(42)
$a_{12}sini'$ (AU)	1.7(4)	6.2(2.1)	1.32(9)	3.1(5)	2.1(2)	1.1(3)
e'	0.36(20)	0.56(19)	0.34(12)	0.76(11)	0.56(11)	0.48(29)
ω' (der)	33(50)	76(15)	289(21)	327(8)	326(10)	171(34)
T' (HJD) +2400000	8176(4522)	14196(7623)	25782(824)	26328(972)	23203(657)	15888(2622)
P_{12} (yıl)	28(2)	60(21)	40.0(5)	63(3)	29.4(8)	43(3)
$f(M_3)$ ($M_\odot$)	0.0056(40)	0.0643(783)	0.0014(3)	0.0073(32)	0.0103(30)	0.00073(55)
M_3 ($M_\odot$) için i'=90°	0.25	0.87	0.29	0.44	0.51	0.19

4.1 VY Hya

VY Hya ile ilgili bilgilere; Locher (1973), Brancewicz ve Dworak (1980), Budding ve ark. (2004) ve Malkov ve ark. (2006)'nın yapmış olduğu çalışmalardan ulaşılabilir. VY Hya'nın O-C artıklarını hesaplamak için kullanılan doğrusal ışık elemanları Kreiner ve ark. (2001)'nın hazırladığı O-C Atlasından alındı:

$$HJD\ (Min\ I) = 2423535.641 + 2^{\mathrm{d}}.00118939\ \times E. \qquad (3)$$

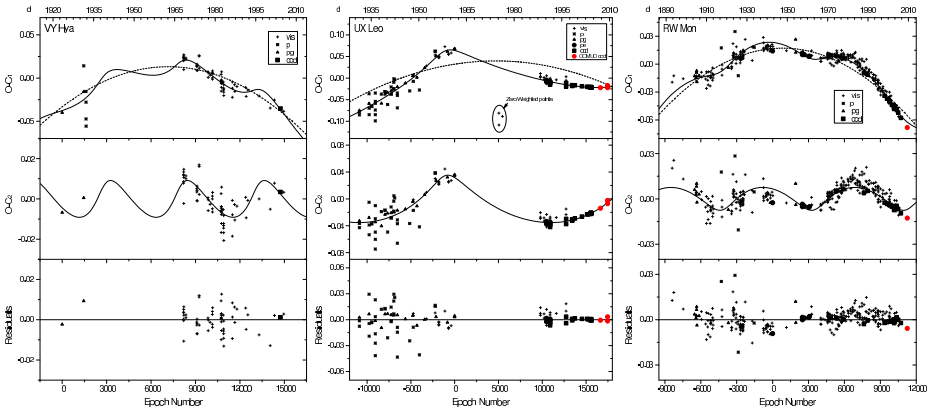
Bu ışık elemanları ile hesaplanan O-C değerlerinin çevrim sayısına göre değişimi ise Şekil 1'de gösterilmektedir. O-C değişimini temsil etmek için Denklem (2), parabolik terim ile birlikte O-C verilerine uygulandı ve en iyi temsili veren parametreler Çizelge 3'te listelendi. O-C verileri ile elde edilen kuramsal eğrilerin karşılaştırması da Şekil 1'de gösterilmektedir. O-C analizinden elde edilen parabol teriminin katsayısı (Q=-9.03$\times 10^{-10}$ gün) kullanılarak, VY Hya'nın yörünge döneminin -2.85 s/yüzyıl oranında azaldığı bulundu. Sistem klasik Algol türü oldu-ğu düşünülürse ikinci bileşenden birinci bileşene doğru kütle aktarımı olması beklenir. Bunun da yaklaşık $10^{-8} M_\odot yıl^{-1}$ olduğu kabul edilirse, dönem değişim miktarı olan dP/P≈-1.65$\times 10^{-7} yıl^{-1}$ değerini verecek olan kütle kayıp miktarı ise (Denklem (1) kullanılarak) $\delta M \approx 2.7 \times 10^{-8} M_\odot yr^{-1}$ olarak bulunur. Burada, jirasyon sabiti k^2=0.1 ve Alfven yarıçapı r_A=10R_2 kabul edilmiştir (bkz. Erdem ve ark. 2005). Hesaplamada, sistemin bileşenlerinin ilgili parametreleri için Çizelge 2'de verilen değerler kullanılmıştır.

4.2 UX Leo

UX Leo ile ilgili bilgilere; Hoffmeister (1933), Selivanov (1937), Szafraniec (1960), Brancewicz ve Dworak (1980) ve Budding ve ark. (2004)'nın yapmış olduğu çalışmalardan ulaşılabilir. UX Leo'nun O-C verilerini hesaplamak için kullanılan doğrusal ışık elemanları, Kreiner ve ark. (2001)'dan alınmıştır:

$$HJD\ (Min\ I) = 2437376.363 + 1^{\mathrm{d}}.0071589\ \times E. \qquad (4)$$

Bu denklemde yer alan ışık öğeleri kullanılarak oluşturulan O-C diyagramı ise Şekil 1'de verilmiştir. O-C analizi sonucunda bulunan parametreler, Çizelge



Şekil 1. Klasik Algol türü sistem VY Hya, UX Leo, RW Mon'un O-C diyagranın aşağı parabol (kesikli çizgi) üzerine binmiş sinüslü (düz çizgi) temsili. Her bir diyagram için en iyi kuramsal fitten kalan artıklar da en alt panelde gösterilmektedir.

3'te listelendi. UX Leo'nun O-C analizi sonucunda, yörünge döneminin -2.12 s/yüzyıl oranında azaldığı belirlenmiştir. Bu dönem azalması, ikinci bileşenden kaynaklanan olası manyetik etkinliğin neden olduğu kütle kaybının sonucu olabilir. Yörünge dönemi değişim miktarını, $dP/P \approx -2.43 \times 10^{-7} yr^{-1}$ alarak, sistemin klasik Algol olduğu düşünülürse, ikinci bileşenden birinci bileşene doğru olası kütle aktarımını da ($10^{-8} M_{\odot}$/yıl) dikkate alıp, kütle kayıp miktarı (Denklem 1'in her iki terimini kullanarak), $\delta M \approx -2.11 \times 10^{-7}$ $M_{\odot}$/yıl olarak bulunur.

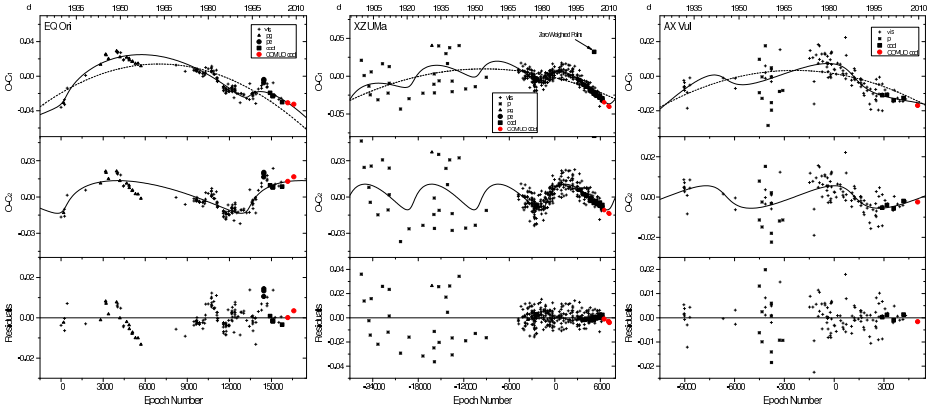
4.3 RW Mon

RW Mon ile ilgili bilgilere; Szczepanowska (1951), Brukalska ve ark. (1969), Chambliss (1982), Mezzetti ve ark. (1980), Chambliss (1985), van Hammer ve Wilson (1990), Vesper ve Honeycutt (1999), Budding ve ark. (2004) ve Li-Fang ve ark. (2007)'nın yapmış olduğu çalışmalardan ulaşılabilir. RW Mon'un yörünge dönem değişimini incelemek için gerekli olan O-C verileri, Kreiner ve ark. (2001) tarafından yayınlanan doğrusal ışık öğeleri yardımıyla hesaplandı:

$$HJD\ (Min\ I) = 2433680.435 + 1^{\mathrm{d}}.90609514\ \times E. \qquad (5)$$

Bu ışık elemanları kullanılarak oluşturulan O-C diyagramı Şekil 1'de gösterilmektedir. Diyagramda O-C verilerinin yaklaşık bir yüzyıla varan dağılımı, değişim karakterinin parabol üzerine binmiş sinüslü yapıda olduğunu açıkça ortaya koymaktadır. O-C verisini en iyi temsil eden kuramsal eğriye ilişkin parametreler, Çizelge 3'te verilirken kuramsal eğri ile gözlem verisinin uyumu ise Şekil 1'de gösterilmektedir. RW Mon'un yörünge döneminde yaklaşık -2.2 s/yüzyıl oranında azalmaya karşılık gelir. Azalmanın kaynağı ise, kütle aktarım miktarının yaklaşık $\approx 10^{-8} M_{\odot}$/yıl oranında olduğunu kabul edilirse,

dP/P≈-1.35×10^{-7} yıl^{-1} olarak bulunan dönem azalmasının karşılığı olarak ikinci bileşen-den olan kütle kaybı miktarı (Denklem 1 kullanılarak), $\delta M \approx -3.06 \times 10^{-8} M_{\odot}$/yıl olacaktır.



Şekil 2. Klasik Algol türü sistem EQ Ori, XZ UMa ve AX Vul'nın O-C diyagranın aşağı parabol (kesikli çizgi) üzerine binmiş sinüslü (düz çizgi) temsili. Her bir diyagram için en iyi kuramsal fitten kalan artıklar da en alt panelde gösterilmektedir.

4.4 EQ Ori

EQ Ori ile ilgili bilgilere; Hoffmeister (1929), Whitney (1957), Gaposhkin (1953), Brancewicz ve Dworak (1980), Kaitchuk ve ark. (1985), Svechnikov ve Kuznetsova (1990), Budding ve ark. (1994), Zakirov (2001)'un yapmış olduğu çalışmalar-dan ulaşılabilir. EQ Ori'nin yörünge dönem değişimini çalışmak üzere O-C verilerini hesaplamak için kullanılan doğrusal ışık elemanları Kreiner ve ark. (2001)'den alındı:

$$HJD\ (Min\ I) = 2425889.742 + 1^{\mathrm{d}}.74605906\ \times E. \qquad (6)$$

Işık öğeleri kullanılarak oluşturulan O-C diyagramı Şekil 2'de gösterilmektedir. O-C verisini en iyi temsil eden kuramsal eğriye ilişkin parametreler, Çizelge 3'te verilirken kuramsal eğri ile gözlem verisinin uyumu ise Şekil 2'de gösterilmektedir. O-C analizi sonucunda elde edilen parabol katsayısı (Q=-6.9×10^{-10} gün) kullanılarak, sistemin yörünge dönemindeki azalma miktarı -2.5 s/yüzyıl olarak bulundu. Yörünge dönem azalmasının nedeni, EQ Ori'de olası manyetik etkinlik nedeniyle oluşan kütle kaybı ise Denklem (1)'in sadece birinci terimi kullanılarak $\delta M \approx -7.40 \times 10^{-8} M_{\odot}$/yıl olarak bulundu. Sistemin ayrık (Zakirov 2001) sınıflanabileceğine ilişkin çalışma olduğundan ve kütle aktarımına ilişkin bir kanıt olmadığından (Kaitchuk ve ark. (1985)), ikinci bileşenden birinci bileşene olabilecek kütle aktarımı dikkate alınmamıştır.

4.5 XZ UMa

XZ UMa ile ilgili bilgilere; Remus (1956), Kim ve ark. (2003) ve Nelson ve ark. (2006)'nın yapmış olduğu çalışmalardan ulaşılabilir. Sistemin yörünge dönemi değişimini inceleyebilmek için, O-C verileri, Kreiner ve ark. (2001) tarafından verilen doğrusal ışık elemanları kullanılarak hesaplandı:

$$HJD\ (Min\ I) = 2425889.742 + 1^{\mathrm{d}}.74605906\ \times E. \tag{7}$$

Verilen ışık elemanları kullanılarak çizilen O-C diyagramı Şekil 2'de gösterilmektedir. Yukarıda çalışılan yıldızlarda da uygulandığı gibi, parabolik terim ile birlikte ışık-zaman denklemi (Denklem 2) O-C verisine uygulanmış ve elde edilen parametreler Çizelge 3'te listelenmiştir. XZ UMa'nın yörünge dönemindeki azalma miktarı, dP/P$\approx -6.5 \times 10^{-8}$yıl^{-1} olarak bulundu. Sistem yarıayrık olduğundan ikinci bileşenden birinci bileşene doğru olası kütle aktarımı da olabileceği kabul edilirse ve bunun ortalama değerinin $\approx 10^{-8} M_{\odot}$/yıl olduğu düşünülürse, bulunan dönem azalmasını oluşturabilecek kütle kaybı miktarı Denklem (1) kullanılarak $\delta M \approx -1.59 \times 10^{-8} M_{\odot}$/yıl değerinde olduğu hesaplanır.

4.6 AX Vul

AX Vul ile ilgili bilgilere; Halbedel (1984), Brancewicz ve Dworak (1980) ve (Budding ve ark. (2004)'nın yapmış olduğu çalışmalardan ulaşılabilir. AX Vul'un yörünge dönem değişimini çalışmak için kullanılacak O-C değerlerini hesaplamak amacıyla Kreiner ve ark. (2001) tarafından verilen doğrusal ışık öğeleri kullanıldı:

$$HJD\ (Min\ I) = 2425889.742 + 1^{\mathrm{d}}.74605906\ \times E. \tag{8}$$

Bu ışık elemanları ile oluşturulan O-C diyagramı ise Şekil 2'de gösterilmektedir. O-C verisine, parabolik terim ile birlikte Denklem (2) ile verilen ışık-zaman denklemi uygulandığında elde edilen parametreler Çizelge 3'te gösterilmektedir. AX Vul'un O-C diyagramında görülen parabolik değişim, sistemin yörünge döneminde yaklaşık -1.0 s/yüzyıl oranında azalmaya karşılık gelmektedir. AX Vul'un klasik Algol türü bir sistem olduğunu düşünürsek, küçük kütleli bileşenden büyük kütleli bileşene doğru bir kütle aktarımı olabilir. Bu aktarım oranı için $\approx 10^{-8} M_{\odot}$/yıl değeri kabul edilirse, aynı dönem azalmasını oluşturacak kütle kayıp miktarı, Denklem (1)'in her iki terimini de kullanarak, $\delta M \approx -2.82 \times 10^{-8} M_{\odot}$/yıl değerinde bulunur.

5 Sonuç

Bu çalışmada, Şeçilen 6 Algol türü çiftin (VY Hya, UX Leo, RW Mon, EQ Ori, XZ UMa ve AX Vul) tüm minimum zamanları kullanılarak uzun dönmeli yörünge dönem özellikleri incelenmiştir. Tüm sistemler için O-C değişimleri parabol üzerine binmiş dönmeli değişim şeklinde karakterize edilmektedir. Yıldıların O-C verilerileri incelendiğinde, aşağı parabol için soğuk bileşen

kaynaklı manyetik aktivite sonucu oluşan kütle kaybı ve sinüzoidal değişim için ise örten çiftin yakınlarında bulunan görünmeyen bir üçüncü cisim etkisiyle oluşabileceği sonucuna varılmıştır. Bulduğumuz sonuçlar aşağıdaki gibi özetlenebilir;

i) Sistemler için bulduğumuz yörünge dönemlerindeki azalma miktarı, -7.95×10^{-8} gün/yıl ile -2.87×10^{-7}gün/yıl arasında değişmektedir.

ii) Sistemler için bulunan ortalama kütle kaybı miktarı, UX Leo hariç $\approx -3.72 \times 10^{-8} M_{\odot}$/yr olarak bulundu. UX Leo için ise kütle kaybı miktarı diğer sitemlerden daha fazla bulundu ($\approx -2.11 \times 10^{-7} M_{\odot}$/yr). O-C analizi sonuçunda seçilem sitemlerin (VY Hya, UX Leo, RW Mon, XZ UMa and AX Vul) kütle kaybı süreçinin küçük kütleli bileşenden büyük kütleli bileşene beklenen kütle aktarımı miktarından daha baskın olduğu görülmektedir.

iii) Sistemler için varsayılan üçüncü cisimlerin kütleleri UX Leo hariç, 0.51$M_{\odot}$ ten daha küçüktür. Eğer bu cisimler sistemler etrafında bulunuyorsa ve anakol yıldızları oldukları düşünülürse, varsayılan üçüncü cisimler M-cüceleridirler. UX Leo yakınında bulunan üçüncü cismin kütlesi ise yaklaşık 0.87$M_{\odot}$ hesaplanmakta ve G türünden bir cüce yıldız olması beklenmektedir.

iv) O-C diyagramlarındaki artıklar incelendiğinde, özellikle EQ Ori ve RW Mon için küçük genlikli çevrimli bir değişim görülmektedir. Bu durum sistemler etrafındaki ek bir dördüncü cismin ışık zaman etkisi (LITE) veya Manyatik aktivite mekanizması (Applegate 1992) sonuçu meydana geldiği şeklinde yorumlanabilir.

6 Teşekkür

Bu Çalışma 108T714 nolu proje koduyla TÜBİTAK tarafından desteklenmektedir

Kaynaklar

Applegate J.H., 1992, ApJ, 394, 17
Borkovits T., Hegedus T., 1996, A&AS, 120, 63
Brancewicz H. K., & Dworak T. Z. 1980, AcA, 30, 501
Brukalska R., Rucinski S.M., Smak J., Stepien K., 1969, AcA, 19, 251
Budding E., Erdem A., Çiçek C. et al. 2004, A&A, 417, 263
Chambliss C.R., 1982, Inf. Bull. Variable Stars, 2165
Erdem A., Budding E., Demircan O., Değirmenci Ö. L., Gülmen Ö., Sezer C., 2005, AN, 326, 332
Erdem A., Doğru S.S., Soydugan F., Çiçek C., Demircan O., 2010, NewA, 15, 628
ESA, 1997, The Hipparcos and Tycho Catalogues, ESA SP-1200. ESA, Noordwijk
Halbedel E.M., 1984, Inf. Bull. Variable Stars, 2549
Hoffmeister C., 1929, AN, 236, 233
Hoffmeister C., 1933, AN, 247, 281
Irwin J. B., 1959, AJ, 64, 149
Kaitchuck R.H., Honeycutt R.K., 1982, PASP, 94, 532
Kim S.-L., Lee J.W., Kwon S.-G., Youn J.-H., Mkrtichian D.E., Kim C., 2003, A&A, 405, 231
Kreiner J. M., Kim C.-H., Nha I.-S., 2001, An Atlas of *O–C* Diagrams of Eclipsing Binary Stars, Parts 1–6, Cracow: Pedagogical University Press (http://www.as.up.krakow.pl/o-c/)
Kreiner J. M. 2004, AcA, 54, 207
Li Li-Fang, Jiang Tian-Yu., Zhang Feng-Hui, Han Zhan-Wen, Jiang Deng-Kai, 2007, PASJ, 59, 1121
Locher K., 1973, BBSAG, 8, 5
Malkov O. Yu., Oblak E., Snegireva E. A., Torra J. 2006, A&A, 446, 785
Mezzetti M., Cester B., Giuricin G., Mardirossian F., 1982, A&AS, 39, 273
Nelson R.H., Terrell D., Gross J., 2006, Inf. Bull. Variable Stars, 5715
Qian S., 2001, AJ, 121, 1614
Remus G., 1956, KVB, No.16
Soydugan F., 2008, AN, 329, 587
Soydugan F., Erdem A., Doğru S.S., Aliçavuş F., Soydugan E., Çiçek C., Demircan O., 2011, NewA,Period studies of classical Algol-type binaries II: UX Leo, RW Mon, EQ Ori, XZ UMa and AX Vul., In Press.
Szafraniec R., 1960, AcA, 10, 99
Szczpanowska A., 1951, AcA, 4, 137
van Hamme W. & Wilson R.E., 1990, AJ, 100, 1981
Vesper D., Honeycutt K., Hunt T., 2001, AJ, 121, 2723
Zakirov M.M., 2001, AstL, 27, 379

NGC 3627 Galaksisinde Hubble Uzay Teleskopu Verileri ile Nova Araması

Sinan Aliş[1,2], Massimo Della Valle[2] ve A. Talat Saygaç[1]

[1] İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 34119, Üniversite - İstanbul
[2] INAF-Osservatorio Astronomico di Capodimonte, via Moiariello 16, Napoli, Italy

Özet NGC 3627 galaksisi Cepheid değişenleri araştırmak ve Tip Ia süpernovaları ile uzaklık kalibrasyonu yapmak amacıyla 1997-1998 yıllarında 6549 numaralı proje ile Hubble Uzay Teleskopu ile gözlenmiştir. Bu çalışmada, arşivden elde edilen veriler NGC 3627'deki novaları araştırmak için kullanılmıştır. Analizlerin sonucunda 4 nova ve birkaç uzun dönemli değişenler yanında Saha et al. (1999) tarafından tespit edilen Cepheid değişenleri de bulunmuştur. Bu çalışmada, bulunan novaların özellikleri verilmektedir ve nova üretim hızı bakımından NGC 3627 galaksisi diğer iyi bilinen galaksilerle karşılaştırılmaktadır.

1 Giriş

Galaksimizdeki klasik novalar hakkında oldukça bilgi sahibiyken, diğer galaksilerdeki novalar konusunda çok az bilgiye sahibiz. Yaşlı yıldızların bir göstergesi olarak kullanılabildikleri için novalar, uzak galaksilerdeki yıldız popülasyonları hakkında bilgi edinmek için çok uygun cisimlerdir. Galaksi dışı novalar üzerine yapılan çalışmalar iki tip nova olduğunu göstermektedir. Hızlı, disk novaları ile yavaş bulge novaları. Bu ayrımı galaksimizde test etmek çok zordur çünkü galaksi merkezi doğrultusunda ciddi bir sönümlenme mevcuttur. Bu nedenle, novalar hakkında genel özellikleri öğrenebilmek için diğer galaksilerdeki novaları aramak durumundayız. özellikle, tam karşıdan baktığımız galaksilerde, sönümlemenin tüm galaksi yüzeyinde aynı olmasının avantajıyla disk ve bulge novalarını ayırmak ve özelliklerini incelemek mümkündür.

2 Veriler ve Yöntem

Bu çalışmada kullanılan veriler Hubble Uzay Teleskopu'nun (HST) arşivinden elde edilmiştir. Tüm gözlemler WFPC2 kamerası ile F555W ve F814W filtrelerinde yapılmıştır. Toplamda 12 F555W ve 5 F814W görüntüsü mevcuttur. 17 farklı zamana ait gözlemler yaklaşık 58 günlük bir zaman aralığını kapsamaktadır.

WFPC2 kamerası 4 adet farklı CCD'den oluşmaştadır: WF2, WF3, WF4 ve PC. Her bir gözlem verisi önce bu CCD'ye ayrılmış ve analizler ayrı ayrı yapılmıştır.

Veri analizleri HST için geliştirilmiş olan IRAF/STSDAS paketi ile yapılmıştır. Kozmik ışınların temizlenmesinde CRCOMBINE programı kullanılmıştır. Fotometrik analizlerden önce galaksinin arkaplan görüntüsü MEDIAN programı yardımıyla orijinal görüntüden çıkarılmıştır.

NGC 3627 galaksisine kaynakların tespiti ve fotometrisi için DAOPHOT / ALLSTAR / ALLFRAME (Stetson; 1987, 1992, 1994, 2000) paketi kullanılmıştır.

Çizelge 1. Novaların listesi. NGC 3627'nin merkezine göre konumları sütun 4 ve 5'te verilmektedir. R yaysaniyesi cinsinden merkeze olan uzaklığı belirtmektedir.

Nova ID	RA (J2000)	Dec (J2000)	$\Delta\alpha$ (arcsec)	$\Delta\delta$ (arcsec)	R (arcsec)
3869	11:20:14.303	+12:58:20.14	10.854	69.437	70.240
4763	11:20:14.225	+12:58:36.69	12.042	52.888	54.177
4882	11:20:13.890	+12:58:50.80	17.046	38.779	42.195
11021	11:20:16.797	+12:58:40.67	-26.55	48.906	55.314

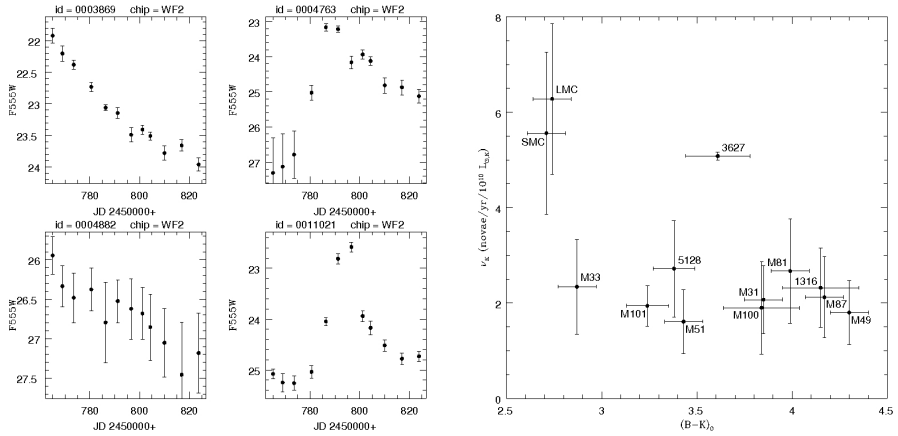
Çizelge 2. Novaların özellikleri.

Nova ID	Chip	X-Position	Y-Position	$M_{V,max}$ [a] (kadir)	t_2 [b] (gün)
3869	WF2	314.4	242.1	$\leq$-8.205±0.378	-
4763	WF2	473.1	293.1	-6.965±0.375	29±2
4882	WF2	623.0	300.2	$\leq$-4.180±0.432	-
11021	WF2	369.9	658.6	-7.545±0.372	14±4

[a] Maksimum mutlak parlaklık.
[b] Patlama maksimumundan itibaren 2 kadir sönükleşme için geçen zaman.

3 Nova Olma Hızı

Bulunan novaların özellikleri Çizelge 1 ve Çizelge 2'de verilmektedir. Buna göre ortalama nova yaşamömrü (mean nova lifetime) yaklaşımı ile NGC 3627 galaksisindeki nova olma hızı $R = 6.7 yıl^{-1}$ olarak hesaplanmıştır. Gözlenen alan düzeltmesi uygulandığında bu değer $R = 44.2 yıl^{-1}$ olarak elde edilmektedir. Nova olma hızları, bir galaksideki evrimleşmiş yıldız popülasyonu hakkında fikir verdiğinden genellikle galaksinin K-bandına normalize edilerek verilirler. $44.2 yıl^{-1}$ olan mutlak nova olma hızı $v_K = 5.08 \pm 0.08 nova/yıl/10^{10} L_{\odot,K}$ olarak hesaplanmıştır. NGC 3627'nin K-bandı parlaklığı 2MASS'den alınmış ve galaktik sönümleme de hesaba katılmıştır (Schlegel et al., 1998).



Şekil 1. Solda; bulunan novaların ışık eğrileri, sağda ise galaksilere ait renk−nova olma hızı grafiği görülmektedir.

Birçok yazar nova olma hızının galaksi tipine bağlılığından bahsetmiştir (Della Valle ve ark., 1994; Yungelson, Livio, Tutukov, 1997; Matteucci ve ark., 2003; Williams ve Shafter, 2004). Buna göre erken tip galaksilerin nova üretmede daha etkin oldukları iddia edilmektedir (Della Valle ve ark., 1994). Benzer şekilde Della Valle ve Panagia (2003), radyo güçlü eliptik galaksilerin Tip Ia süpernovalarını üretmede daha güçlü olduklarını göstermişlerdir.

NGC 3627 galaksisinin nova olma hızı bilinen diğer galaksilerle birlikte Şekil 1'de gösterilmektedir. Buna göre NGC 3627 galaksisinin beklenenden daha çok nova ürettiği görülmektedir.

4 Maksimum Mutlak Parlaklık - İniş Hızı İlişkisi

Tespit edilen novalardan; sadece ID 4763 ve ID 11021 novalarını MMRD ilişkisinde kullanabildik. t_2 ve $M_{V,max}$ değerleri sırasıyla, ID 4763 için; 38 gün ve -6.965 ± 0.375 kadir, ID 11021 için; 13 gün ve -7.545 ± 0.372 kadir olarak ölçülmüştür.

$$M_{V,max} = (-11.32 \pm 0.44) + (2.55 \pm 0.32) log t_2 \qquad (1)$$

Bu değerlerin Downes ve Duerbeck (2000)'in verdiği doğrusal ilişkide yerlerine konulmasıyla, NGC 3627 galaksisinin uzaklığı $d = 11.7$ Mpc olarak hesaplanmıştır. Bu değer, NED'de verilen 10.2 Mpc değeri ile karşılaştırılıbilir durumdadır.

5 Sonuçlar ve Tartışma

Bu çalışmada HST arşiv verileri kullanılarak literatürde ilk defa NGC 3627 galaksisinin nova olma hızı hesaplanmıştır. Buna göre NGC 3627 galaksisi bilinen diğer galaksilerle karşılaştırıldığında nova olma hızı bakımından daha etkin çıkmıştır. NGC 3627 galaksisi zaten Véron-Cetty ve Véron (2006) tarafınan aktif bir galaksi olarak listelenmiştir. NGC 3627'de nova olma hızının fazla çıkması Seyfert tipi bir galaksi olması ile açıklanabilir.

Sadece iki novanın ışık eğrileri maksimum parlaklık ölçümüne izin verdiğinden, o novalar kullanılarak bir uzaklık hesaplanmıştır. Bu değer gerçek değerinden oldukça farklı olmakla birlikte, karşılaştırılabilir mertebelerdedir. MMRD ilişkisinin galaksi dışı novalarda iyileştirilmesi gerekmektedir. Bu sayede güvenilir bir uzaklık ölçeği olabilecektir. Della Valle ve Gilmozzi (2002), NGC 1316 galaksisinde VLT ile nova gözleyerek, uzaklık hesabı yapmışlardır. Bu uzaklık, novalarla bulunan en büyük uzaklık olduğu için önemlidir. Yakın gelecekte, LSST, VLT ve E-ELT gibi büyük teleskoplar kullanılarak MMRD ilişkisi ile uzaklık bulunabilecektir.

6 Teşekkür

SA, Osservatorio Astronomico di Capodimonte çalışanlarına ve Massimo Della Valle'ye misafirperverliği için teşekkür eder. Bu çalışma, İstanbul üniversitesi Bilimsel Araştırmalar Birimi tarafınan T-844 numaralı proje ile desteklenmektedir. Tinçel Kültür Vakfı, SA'nin OAC ziyaretini desteklemiştir.

Kaynaklar

Della Valle, M. et al., 1994, A&A, 287, 403
Della Valle, M. & Gilmozzi, R., 2002, Science, 296, 1275
Della Valle, M. & Panagia, N., 2003, ApJ, 587, 71
Downes, R. A. & Duerbeck, H. W., 2000, AJ, 120, 2007
Matteucci, F. et al., 2003, A&A, 405, 23
Saha, A. et al., 1999, ApJ, 522, 802
Schlegel, D. J., Finkbeiner, D. P., Davis, M., 1998, ApJ, 500, 525
Stetson, P., 1987, PASP, 99, 191
Stetson, P., 1992, ASP Conference Series, ed. D. M. Worrall, C. Biemesderfer and J. Barnes, vol. 25, 297
Stetson, P., 1994, in Calibrating Hubble Space Telescope, ed. J. C. Blades & S. J. Osmer, Baltimore: STScI, p. 89
Stetson, P., 2000, DAOPHOTII: The Next Generation User's Manual, Victoria: Dominion Astrophysical Observatory
Véron-Cetty, M.-P & Véron, P., 2006, A&A, 455, 773
Yungelson, L., Livio, M., Tutukov, A., 1997, ApJ, 481, 127
Williams, S. J. & Shafter, A. W., 2004, ApJ, 612, 867

Bazı Küçük Kütleli Anokol Yıldızlarında Hidrojen yanması için Termonükleer Reaksiyon Oranlarının ve Perdeleme Etkisinin Heaplanması

Özgün Arslan[1,⋆] ve İbrahim Küçük[2]

[1] Erciyes Üniversitesi, Fen Bilimleri Enstitüsü, Astronomi ve Uzay Bilimleri Ana Bilim Dalı, 38039, Kayseri, Türkiye
[2] Erciyes Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 38039, Kayseri, Türkiye

Özet Termonükleer reaksiyon oranı, belirli yoğunluğuna sahip iki parçacığın nükleer tepkimeye girme olasılığını belirleyen bir parametredir. Bu oran reaksiyona giren parçacıkların sayı yoğunluklarının, ortalama ömürlerinin ve normalize edilmiş hız dağılımlarının bir fonksiyonudur. Reaksiyon oranını belirleyen diğer önemli etken ise göz önüne alınan nükleer reaksiyonun etki kesitidir. Etki kesiti, birim zamanda ve birim alanda ne kadar ikili parçacık etkileşeceğini belirler. Dolayısıyla reaksiyon oranı, çekirdeklerin Coulomb potansiyel engelini aşarak reaksiyona girip girmeyeceği olasılığıdır. Nükleer çekirdeklerin etraflarını saran serbest elektronlardan oluşan yük bulutlarının meydana getirdiği perdeme etiksi, çekirdekler arasındaki itici Coulomb potansiyelini eksponansiyel olarak azaltarak reaksiyon olasılığını artırır. Bu çalışmada, teorik modeller kullanılarak yapısal ve evrimsel parametreleri belirlenmiş 0.3-1$M_{\odot}$ kütle aralığındaki küçük kütleli anakol yıldızlarındaki $H^1(p, e^+\nu)D^2$ ve $He^3(He^3, 2p)He^4$ reaksiyonları için reaksiyon oranları perdeleme etkisi göz önüne alınarak yeniden hesaplanmıştır.

1 Giriş

Yıldızların çekirdeklerindeki nükleer reaksiyonlar, farklı sonuçlara neden olan farklı fiziksel koşullarda meydana gelebilir. Etkileşen çekirdeklerin kinetik enerjileri itici potansiyel enerjiden daha büyükse, reaksiyonlar herhangi bir güçlük olmadan gerçekleşir. Bu tür süreçlerde, etkileşen parçacıkların termal enerjilerinin Mev mertebesinde olması gerekir. Ancak termonükleer tepkimelerin meydana geldiği pek çok astrofiziksel süreçteki sıcaklık aralığı $10^7 - 10^9$K arasındadır. Söz konusu sıcaklık aralığında reaksiyona girecek çekirdeklerin termal enerjileri, elektrostatik potansiyelden çok daha düşüktür. Bu durumda termonükleer reaksiyonların meydana gelmesi, çekirdeklerin kuantum tünelleme etkisiyle Coulomb potansiyelini aşma olasılığına bağlıdır.

⋆ email:ozgunadige67@gmail.com

2 Reaksiyon Oranı ve Tesir Kesiti

Astrofiziksel süreçlerdeki termonükleer reaksiyonlar rezonant ve rezonant olmayan reaksiyonlar olmak üzere ikiye ayrılır. Rezonant reaksiyonlarda etkileşen çekirdekler yani reaktantlar ara kalımlı(meta stable) enerji düzeylerinde tepkimeye girerler. Rezonant olmayan reaksiyonlar ise kararlı enerji seviyelerinde meydana gelir.
E < 0 koşulunu sağlayan enerji seviyeleri göreli olarak kararlıdır. E < 0 koşulunu sağlayan enerji seviyeleri ise ara kalımlıdır. Bu enerji seviyelerinin herhangi birinde olan bir parçacık, Coulomb bariyerini aşacak sınırlama bir tünelleme olasılığına sahiptir. Bu nedenle ara kalımlı enerji seviyeleri, kararlı enerji seviyelerinden daha dardır. Enerji seviyesinin genişliği ($\Gamma = \hbar/\tau$)seviyenin yaşam süresi ile ilişkilidir. Rezonant enerji düzeylerinde tesir kesiti ve reaksiyon oranı önemli derecede artar. Dolayısıyla da reaksiyon sonucunda füzyon çekirdeğinin meydana gelme olasılığı da artar. Rezonant olmayan reaksiyonlarda reaksiyon olasılığı enerjinin lineer bir fonksiyonudur.

Reaksiyon oranı birim hacimde, birim zamanda meydana gelen reaksiyon sayısıdır. Füzyon reaksiyonları için reaksiyon oranı şeklinde tanımlanır.

$$r_{\alpha\beta}(\nu) = n_\alpha n_X \sigma_{\alpha\beta}(\nu)\nu \tag{1}$$

$n_X\nu$:yönelen parçacıkların akısı, n_α:hedef parçacıkların sayı yoğunluğu,
$\sigma_{\alpha\beta}$:reaksiyon tesir kesiti

Reaksiyon tesir kesiti, reaksiyon olasılığıyla orantılı etkin bir hedef alanıdır. Füzyon olasılığı genellikle füzyon tesir kesitinin bir fonksiyonu olarak ifade edilebilir. Belirli bir reaksiyon için tesir kesiti belirlenirken bir parçacığın, birim hacimde n hedef parçacığı içeren bir ortamdan geçtiği kabul edilir. Etkileşen parçacıkların (çekirdeklerin) belirli bir hızları olmadığında enerji dağılımı dolaysıyla da reaksiyon tesir kesiti bir dağılım fonksiyonuyla da tanımlanabilir. Nükleer tesir kesiti çekirdeklerin enerjilerine, çekirdekler arasındaki nükleer ve elektromanyetik etkileşimlere bağlıdır.

2.1 $H^1(p, e^+\nu)D^2$ ve $He^3(He^3, 2p)He^4$ Reaksiyonları için reaksiyon Oranlarının Hesaplanması

Hidroje p-p zinciri ve CNO döngüsü olarak adlandırılan iki ana reaksiyon serisiyle helyuma dönüşebilir. Güneş benzeri ve küçük kütleli yıldızda helyum üreten ana reaksiyon serisi p-p zinciridir. Kütle arttıkça CNO zincirinin enerji üretimine etkisi artar. p-p zincirinin 1.kolu iki protonun birleşerek bir döteryum oluşturmasıyla başlar. Bu reaksiyon 10^{10} yıllık oldukça uzun bir zaman ölçeğine sahiptir. İki protonun etkileşimden sonra döteryum çekirdeği ve bir proton birleşerek bir He^3 oluşur. Bu reaksiyon 6 sn gibi kısa süreli bir zaman ölçeğine sahip olduğu için göreli olarak düşük merkezi sıcaklıklarda bile kolayca termal dengeye ulaşır.Bu nedeniyle yıldızların döteryum bolluğu çok düşük bir seviyedir.

$H^1(p,e^+\nu)D^2$ ve $He^3(He^3,2p)He^4$ reaksiyonları, küçük kütleli yıldızların anakol evrimlerini yöneten en önemli reaksiyonlardır. Çünkü bu reaksiyonlarda, p-p zincirinin diğer adımlarına göre birim kütle başına düşen enerji miktarının daha fazladır.$H^1(p,e^+\nu)D^2$ ve $He^3(He^3,2p)He^4$ reaksiyonları için tanımlanan güncel reaksiyon oranı formülüzasyonu aşadaki gibidir (Caughlan G. R. et al. 2001).

$H^1(p,e^+\nu)D^2$ reaksiyonu için;

$$r_{1,1} = 1.15\times10^{11}{X_1}^2 f_{1,1}g_{1,1}\rho exp(\frac{-33.81}{{T_6}^{(1/3)}}){T_6}^{(-2/3)} \tag{2}$$

$$g_{1,1} = 1 + 0.0123{T_6}^{(1/3)} + 0.00114{T_6}^{(-2/3)} + 9.8\times10^{-4}T_6 \tag{3}$$

$$Q_{1,1} = 1.442MeV \tag{4}$$

$He^3(He^3,2p)He^4$ reaksiyonu için;

$$r_{3,3} = 1.859\times10^{35}{X_3}^2 f_{3,3}g_{3,3}\rho exp(\frac{-122.76}{{T_6}^{(1/3)}}){T_6}^{(-2/3)} \tag{5}$$

$$g_{3,3} = -1 + 3.39\times10^{-3}{T_6}^{(1/3)} \tag{6}$$

$$Q_{3,3} = 12.860MeV \tag{7}$$

3 Hidrojen Yanma Reaksiyonları

İki hidrojen çekirdeğinin reaksiyona girmesi için, iki proton güçlü bir şekilde etkilerken, protonlardan birinin beta bozunmasına uğrayarak bir nötron oluşturması gerekir. Beta bozunması zayıf çekirdek etkileşimleri tarafından kontrol bir süreç olduğundan yavaştır. Döteryum D^2yi oluşturmak için iki proton birleştikten sonra bunu öteki tepkimeler izler . Düşük sıcaklıklarda meydana gelen bu ardışık tepkimeler PPI zinciri olarak adlandırılar. p-p zincirinin diğer basamakları olan PPII ve PPIII reaksiyonları aşağıdaki gibidir.

PP II

$$\begin{aligned} He^3 + He^4 &\rightarrow Be^7 + \gamma \\ Be^7 + e^- &\rightarrow Li^7 + \nu \\ Li^7 + H^1 &\rightarrow He^4 + He^4 \end{aligned} \tag{8}$$

PP III

$$\begin{aligned} Be^7 + H^1 &\rightarrow B^8 + \gamma \\ B^8 &\rightarrow Be^8 + e^+ + \nu \\ Be^8 &\rightarrow 2He^4 \end{aligned} \tag{9}$$

PPI ve PPII zincirlerinin göreli önemi, PPII deki He^3 ile He^4 arasındaki tepkimelerle karşılaştırıldığında PPI deki He^3 ile He^4 tepkimelerinin göreli önemine bağlıdır. T>1.4 $\times$ 10^7K için He^3,He^4 ile etkileşmeyi yeğler. Daha düşük sıcaklıklarda PPI zinciri daha önemlidir. PPIII zinciri enerji üretiminde hiç önemli değildir ama bu zincir yüksek enerjili nötrinolar üretir. Bu zincir sıcaklığa çok duyarlıdır. Dolayısıyla PPIII tepkimelerinde üretilen yüksek enerjili nötrinoların sayısı sıcaklığa bağlıdır. Nötrinolar yıldız maddesiyle etkileşmeden serbestçe kaçabildiklerinden nükleer tepkimeler sonucunda açığa çıkan enerjinin azalmasına
(yani enerji kaybına) neden olurlar.Güneş benzeri bir yıldız için üç zincirde nötrinolarla kaybedilen enerji miktarı PPI % 1.9, PPII % 3.9, PPIII % 27.3 dür. Proton proton zincirlerindeki reaksiyonların oluşum süreçlerini kıyaslarsak,PPI'nin başlangıç reaksiyonu olan iki protonun tepkimeye girip bir döteryum oluşturması en uzun zaman ölçeğinde sahip reaksiyondur. $H^1(p,e^+\nu)D^2$ reaksiyonu ise o kadar hızlıdır ki göreli olarak düşük merkezi sıcaklarda bile kısa sürede termal dengeye ulaşır. Bu nedenle yıldızdaki deteryumun büyük bir kısmı $H^1(p,e^+\nu)D^2$ reaksiyonu tarafından tüketilir ve termal dengedeki D^2 bolluğu zamanla azalır. PPI zincirin son reaksiyonu ilk reaksiyondan daha hızlı olmasına rağmen ikinci reaksiyon kadar hızlı değildir. PPII zincirinin başlangıç reaksiyonu baskın hale gelinceye kadar,He^3'ün denge bolluğu, sıcaklığın artmasıyla birlikte artar. PPII zincirinin ikinci reaksiyonu Be^7'nin bir elektron yakalamasıyla meydana gelir. Bu reaksiyon iyon yakalama reaksiyonlarıyla yakalandığında sıcaklığa daha az duyarlıdır. Be^7 için diğer bir alternatif ise PPIII zincirinin ilk reaksiyonu olan proton yakalama sürecidir.

4 Perdeleme Etkisi

Nükleer reaksiyonlarda,yüklü çekirdekler arasındaki Coulomb bariyeri elektrostatik potansiyel tarafından belirlenir. Ancak polarize olmuş serbest elektron plazması tarafından çevrelenmiş çekirdekler arasındaki elektrostatik potansiyel eksponansiyel olarak ($f = exp[\frac{U(0)}{kT}]$) azalır. Perdeleme etkisi olarak adlandırılan bu süreç reaksiyon tesir kesitini dolayısıyla da reaksiyon olasılığını önemli ölçüde artırır. Perdeleme etkisinin önemi yoğunluğun artıp sıcaklığın azalmasıyla birlikte artar.Yani perdeleme etkisi merkezi yoğunluğun yüksek, merkezi sıcaklığında düşük olduğu küçük kütleli yıldızlarda çok daha baskın bir süreçtir.Bu etki reaksiyon oranını f_{12} çarpanı kadar değiştirir

$$r_{screened} = f \times r_{unscreened} \tag{10}$$

4.1 Perdeleme Etkisi için Farklı Hesaplama Teknikleri

Perdeleme etkisini hesaplama yöntemleri temel olarak benzer olasa da ,yöntemlerde kullanılan katsayısal farklılıklar ve farklı fiziksel kabullenmeler nedeniyle hesaplanan sayısal değerler birileriyle uyuşmayabilir.

Salpeter ve Van Horn (1959):

Elektrostatik enerjinin parçacıkların kinetik enerjilerinden küçük olduğu durumda güçlü perdeleme söz konusudur. Parçacıkların kinetik enerjileri elektrostatik enerjiden daha büyük olduğunda ise güçlü perdeleme mekanizması etkindir.Bu yöntemde kullanılan formülüzasyon aşağıdaki gibidir.

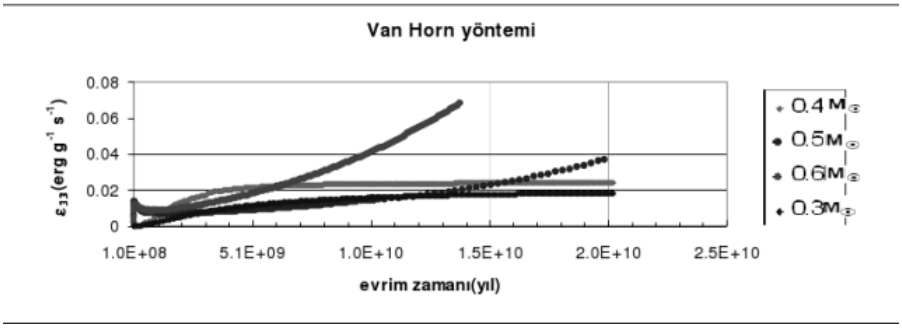
$$f_{12} = exp[\frac{E_D}{kT}] = exp[\frac{Z_1 Z_2 e^2}{R_D kT}] \approx 1 - \frac{Z_1 Z_2 e^2}{R_D kT} \tag{11}$$

$$R_D = (\frac{kT}{4\pi e^2 \rho N_A \xi^2})^{1/2} \tag{12}$$

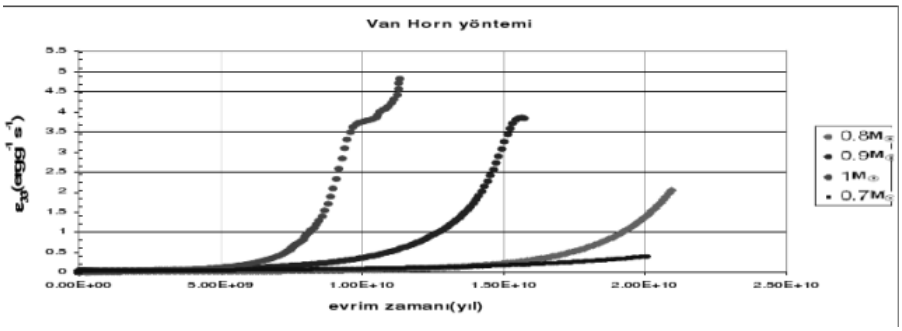
$$f_{12} = exp[\sqrt{3}\frac{Z_2}{Z_1}(\frac{\mu_e}{\mu_1})^{1/2}\xi {T_{Z_1}}^{3/2}] \approx \exp[0.188 Z_1 Z_2 \xi \rho^{1/2} {T_6}^{3/2}] \tag{13}$$

$$\xi^2 = \sum_i X_i \frac{1}{i}[1 + \frac{Z_i}{A_i}\frac{m}{m_H}]^{-1} + \frac{f^1}{f}\frac{1}{\mu_e} \approx \sum_i \frac{X_i}{A_i}[{Z_i}^2 + Z_i] \tag{14}$$

f'/f parametresi Fermi-Dirac dağılım fonksiyonun logaritmik türevidir. Fonksiyonun değeri dejenere olmayan olmayan elektron gazı için 1 iken, tamamen dejenere elektron gazı için sıfırdır. Tamamen dejenere durumda elektronlar her serbest enerji bulunamaması perdeleme etkisinin azaltır.



Şekil 1. 0.3, 0.4, 0.5 ve 0.6 $M_\odot$ kütleli anakol yıldızlarındaki $He^3(He^3, 2p)He^4$ reaksiyonu için, etkin enerji üretim oranının evrim zamanına göre değişimi. (Kütleler grafiğin sağından soluna doğru $0.1M_\odot$ aralıklarla artmaktadır.)



Şekil 2. 0.7, 0.8, 0.9 ve 1.0 $M_\odot$ kütleli anakol yıldızlarındaki $He^3(He^3, 2p)He^4$ reaksiyonu için, etkin enerji üretim oranının evrim zamanına göre değişimi. (Kütleler grafiğin sağından soluna doğru $0.1M_\odot$ aralıklarla artmaktadır.)

IHS 1974:

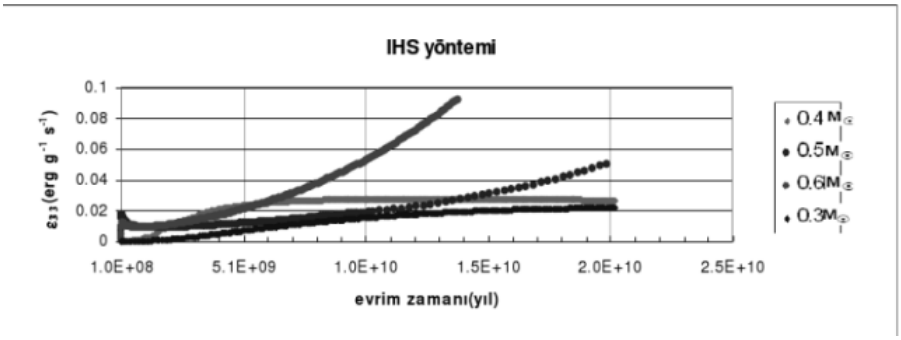
Bu yöntemde perdeleme etkisi hesaplanırken iki veya çoklu bileşene sahip plazma koşulları göz önüne alınabilir. Yöntemde perdelemenin zengin ya da zayıf oluşu iki boyutsuz parametre tarafından belirlenir. Bu parametreler;

$$\Gamma = \frac{Z^2 e^2}{akT} \tag{15}$$

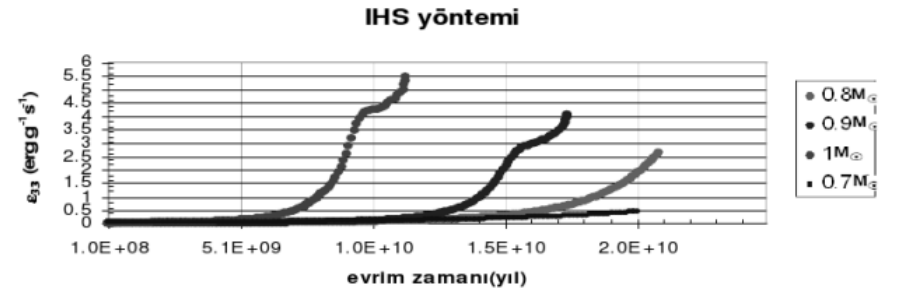
$$\tau = [(\frac{27\pi^2}{4})\frac{M}{kT}\frac{Z^4}{k^2}]^{1/3} \tag{16}$$

$$a = (\frac{3Z}{4\pi N_e})^{1/3} \tag{17}$$

şeklinde tanımlanır. Γ parametresi etkileşen parçacıkların kinetik enerjilerinin elektrostatik potansiyel enerjiye olan oranı verirken . τ parametresi ise çekirdekler arasındaki mesafeyi tanımlar.



Şekil 3. 0.3, 0.4, 0.5 ve 0.6 $M_{\odot}$ kütleli anakol yıldızlarındaki $He^3(He^3, 2p)He^4$ reaksiyonu için, etkin enerji üretim oranının evrim zamanına göre değişimi. (Kütleler grafiğin sağından soluna doğru $0.1M_{\odot}$ aralıklarla artmaktadır.)



Şekil 4. 0.7, 0.8, 0.9 ve $1.0M_{\odot}$ kütleli anakol yıldızlarındaki $He^3(He^3, 2p)He^4$ reaksiyonu için, etkin enerji üretim oranının evrim zamanına göre değişimi. (Kütleler grafiğin sağından soluna doğru $0.1M_{\odot}$ aralıklarla artmaktadır.)

5 Küçük kütleli Yıldızların Yapısal ve Evrimsel Modelleri

Yıldızların kütlesi küçüldükçe, ideal olmayan etkiler içi yapıda baskın hale gelir. İdeal olmayan etkilerin göz önüne alınması için kısmi dejenerasyondan kökenli

basınç etkileri ve yüklü parçacıklar arasındaki etkileşimlerden kaynaklanan düzeltmeler yapılmalıdır. Ayrıca parçacıkların boyutları ideal durumdan farklı olacağı için yapısal modellerde boyutsal düzeltmeler de yapılmalıdır. Hal denklemindeki ideal olmayan etkilerin ve kısmi dejenere elektron basıncının kesirsel katkısı, ortamdaki atom ,molekül ,iyon ve serbest elektronlar gibi parçacıkların sayı yoğunluğunu belirleyen bölünme fonksiyonlarından türetilen katkılar yıldız kütlesi 0.3 $M_{\odot}$ değerine doğru ilerlerken artar.

Modellerde Kullanılan Opasite Tabloları Yapısal modellerde,8000 K'in üzerindeki sıcaklıklar için Roger ve Iglesias (1996) radyatif kullanılmıştır. Tablolar sıcaklık ,yoğunluk, H,He ,C,O ve OPAL grubu tarafından yazılmış alt programcıyı kullanan metal kütle kesirleri için interpole edilmiştir. 0.3-0.4 $M_{\odot}$ kütle aralığındaki yıldız modellerinde opasite tabloları $logR = log(\frac{\rho}{T_6{}^3}) = 4$ değerine ekstrapole edilmiştir. Sıcaklık gradiyentleri ise hal denkleminin belirlediği termodinamik süreçler tarafından yönetilmektedir ve opasite katsayısından bağımsızdır. Rölativistik olmayan elektronlar için kullanılan kondaktif opasiteler için ise Hubbard ve Lampe tabloları kullanılmıştır. 8000 K'in altındaki sıcaklarda atomik ve moleküler opasiteler Alexander ve Frgusson(1994) çalışmasından elde edilmiştir.

Modellerin Atmosfer Davranışı Yıldızlar için yapısal modellemeler ,merkezden $\tau = 0.005$ optik derinliğindeki atmosfer katmanlarına kadar integrasyon yapılarak elde edilmiştir. Model atmosferler için kullanılan sıcaklık fiti T (τ) , metal bolluğu (z) ve yüzey gravitasyonu ve etkin sıcaklığın bir fonksiyonudur.

Kaynaklar

Bahcall, J. N.: Neutrino Astrophysics, Cambridge University Press, (1989)

Graboske, H. C. et al.: Screening Factors for Nuclear Reactions II. Intermediate Screening and Astrophysical Applications, Astrophysical Journal **180**, (1973)

Küçük, İ. and Çalışkan Ş.: The Effect of Screening Factors and Thermonuclear Reaction Rates in the Pre-Main Sequence Evolution of Low Mass Stars, Journal of Astrophysics and Astronomy, **31**, 135–145, (2010)

Lang K. R.,: Astrophysical Formulae, Springer Verlag Berlin Heidelberg**1:Radiation, Gas Proceeses and High Energy Astrophysics**, (1999)

Mitler, H. E: Thermonuclear Ion-Electron Screening at All Densities. I Static Solution, Astrophysical Journal **212**, (1977)

Morel, P., et al.: Solar Models and NACRE Thermonuclear Reaction Rates, Astronomy and Astrophysics **350**), 275–285, (1999)

Padmanabhan T.,: Theoretical Astrophysics, Cambridge University Press **1:Astrophysical Processes**, (2000)

Salpeter, E. E.: Electron Screening and Thermonuclear Reactions, Australian J. Phys.**7**, 373S, (1954)

Salpeter, E. E. and Van Horn, H. M.: Solar Models and NACRE Thermonuclear Reaction Rates Nuclear Reaction Rates at High Densities, Astrophysical Journal **155**, (1969)

Siess, L., et al.: An Internet Server for Pre-Main Sequence Tracks of Low- and Intermediate- Mass Stars, Astron. Astrophysics **358**, 593–599, (2000)

Redetermination of Monochromatic Absorption Coefficients' Values of Ammonia in visible Range of the Spectrum for Atmospheres of Jupiter and Saturn

ATAI A.A[1⋆], ve YUZBASHOV Eltac[2]

[1] Astrophysical Observatory after M.Tusi of the National Academy of Science of Azerbaijan
[2] Institute of Physics of the National Academy of Science of Azerbaijan

Özet As it is known the main gas constituents of Jupiter's and Saturn's atmospheres are hydrogen (0,86 and 0,83 correspondingly) and helium (0,13 and 0,16), and insignificant degree of methane ($\sim$ 0,07 %) and ammonia ($\sim$ 0.01 %). In comparison with absorption band of methane in the spectra of Jupiter the absorption band of ammonia possess considerably smaller intensity, which is still well-defined enough. At Saturn ammonia bands are definable on a detection limit. In spite of the fact that in Jupiter's atmosphere ammonia's content is insignificant quantity, but it plays about the same role as water vapor plays in Earth's atmosphere, and for certain, not to a lesser degree in the atmosphere of Saturn. Optical parameters of planets' atmospheres are determined from the analysis of the observed data (i.e., by research brightness distribution over the disks of planets in a continuous spectrum, and also molecular absorption bands) within the limits of those or other representations about vertical structure of atmosphere. Therefore, the analysis even the same observed data, under various assumptions of vertical structure of a cloud layer, leads to various values of determined parameters. For systematic research of that point it was necessary to systematize in more details available data and to consider a number of important factors as temperature dependence of absorption coefficients of molecular gases, the account of aerosol scattering, more exact determination of relative concentration of gases and an effective optical thickness etc. For this purpose it is necessary to know exact values of monochromatic coefficients of absorption of gases kν under corresponding conditions, i.e. in the conditions of atmospheres of planets. For Jupiter and Saturn, first of all, it concerns methane and ammonia at equilibrium temperatures. Unfortunately, the true data of k which are available for methane, is not present now for ammonia even in laboratory conditions (discrepancies of kν are about 10 % in the centers of absorption bands and several times differ near to a continuous spectrum) [1]. The goal of the present work is determination of monochromatic coefficients from ammonia's absorption bands in visible range spectra of Jupiter and Saturn in the thermal

⋆ atai1951@yahoo.com

conditions of atmospheres of these planets by observed and laboratory spectral data for these bands. The essence of the method of determination of monochromatic coefficient of absorption kν in the conditions of atmosphere of planets can be described shortly as follows. As the form of the graphic dependence of ln (Nl/τs) from ln (Nl) (here, Nl - quantity of gas in the sight beam mamagat, and τs - the scattering component of effective optical depth τeff formed by the radiation diffuse-reflected from a homogeneous semi-infinite layer, which values are determined by data albedo of single scattering in a molecular absorption band ?? and in a continuous spectrum ωc) does not depend on the form of scattering indicatrix [2], we can plot graphs by the contours of gas absorption band for observed spectra of a planet and for laboratory measurements on the same gas absorption band. For a given wavelength set of the laboratory spectra NH3 corresponding values of ln (Nl) andβ ν (where,) have being selected. Then ln (Nl/τs) is calculating from the same dependence plotted for observed spectra of a planet. Therefore β ν/kν are calculated for a planet and then are determined in the atmosphere conditions of the planet. Thus, values of for the specified absorption bands in the thermal conditions of the planets have been determined from the laboratory spectra and measurements of monochromatic absorption coefficients of for bands NH3λ 6475 $\mathring{A}$ and λ 5520 $\mathring{A}$ at a room temperature, and also on observable spectra of Jupiter and Saturn. Recalculation of values k? in a thermal mode for atmospheres of Jupiter and Saturn was conducted by a "fitting" of the laboratory data of the planetary atmosphere. At first, for values kν, of course, the laboratory data [3] were adopted. Results of the calculation show that in the conditions of atmospheres of Jupiter and Saturn in far wings of the absorption band NH3λ 6475 $\mathring{A}$ the values of kν are comparable with laboratory measurements, but in the central region of this band the deviation increases even to $\sim$ 2.8 times. Values of the calculated integral absorption coefficient for Jupiter in 1,65 and 2,1 times differ from laboratory values for bandsλ 5520 $\mathring{A}$ and λ 6475$\mathring{A}$, correspondingly. Values of the calculated integral absorption coefficient for the band NH3 λ 6475 $\mathring{A}$ in the conditions of Saturn differ from laboratory values at 1.65 times. In comparison with Jupiter temperature goes down in Saturn, owing to pressure of saturated steams sharply decreases. It can be connected with the fact that a part of ammoniac gas on Saturn has been condensed, forming a crystal cover of the planet and by that shields an internal cloud layer of the planet responsible for effective gas absorption.

Yakın Gökadaların Uzun ve Kısa Dönemli Fotometrisi

ATEŞ Alper K[1⋆], ve KILINÇ Can Battal[1]

Ege Üniversitesi

Özet Aktif gökada çekirdekleri (AGN) süper kütleli karadeliklerin (SMBH) çevresine yığılmış maddenin (yığışma diski) sıkışması ile enerji üretir. Çeşitli yöntemlerle yapılan ölçümler merkezdeki karadelik kütlelerinin 10^6-10^9 Güneş kütlesi aralığında olduğunu göstermektedir. Yüksek çekim potansiyelinin enerjiye dönüşmesi sırasında yıldızlardan çok daha verimli bir şekilde enerji üretilir ($\eta \approx 0.1 \gg 0.007$). AGN'lerin enerji üretim merkezlerine merkezi motor adı verilir. SMBH ve yığışma diskinden oluşan merkezi motor gökadanın tamamından daha parlaktır. AGN'ler parlak çekirdekleriyle ayırd edilebilirler. Özellikle yıldızsı çekirdek parlaklık değişimi gösteriyorsa merkezi motorun varlığı kesinlik kazanır. Yakın çevremizde $z \leq 1$ bulunan bir takım gökadalar yıldızsı çekirdeğe sahip olmakla birlikte AGN olarak kataloglanmamışlardır. Bunun nedeni kısa sürede kayda değer bir aktivite göstermemeleridir. Öte yandan AGN merkezi motorunun her zaman aynı verimlilikte çalışması beklenemez. Zaman zaman durgun dönemler geçiren AGN'ler ancak sürekli gözetim altında tutulursa merkezi motora sahip olup olmadıkları anlaşılabilir. Bu amaçla yıldızsı çekirdeğe sahip gökadaların eski gözlem verilerinin incelenmesi ve yeni gözlemlerle değişim gösterip göstermedikleri incelenmelidir. Çalışmamızda öncelikle şüpheli cisimlerin Lick survey, Vehrenberg Stellarum gibi eski fotoğrafik kayıtları incelenmiş, güvenilir fotometrik veri kaynağı Guide Star Catalog ve Palomar Sky Survey ile TUG 60cm teleskoptan elde edilen fotometrik veriler karşılaştırılmıştır. Daha kısa dönemli muhtemel değişimler için TUG 60 cm teleskopun deneme gözlemleri sırasında 2 ay boyunca şüpheli cisimlerden beşi gözlem altında tutulmuştur

⋆ aka.alper@gmail.com

TUG Veri Arşivi: Yıldız Kümelerinde Değişen Yıldızlar

AYDIN M. Emre[1⋆], ŞAKAR Erdem[2], YAŞAR Ekrem[2] ve YEŞİLYAPRAK Cahit[2]

[1] Orta Doğu Teknik Üniversitesi
[2] Atatürk Üniversitesi

Özet TUG teleskoplarının (T40, ROTSE-IIId, RTT150) veri arşivlerinde bulunan küme gözlemleri analiz edilerek bu kümelerde bulunan değişen yıldızların tespitleri amaçlanmıştır. Onlarca yıldız kümesindeki farklı türden çoğu değişen yıldızın belirlenmesine çalışılmıştır. Belirleme yöntemi doğrudan görüntü kalitesine ve teleskop optik yoluna bağlı olduğundan görüntüde foton dağılımı olarak görünen her nesne için bu işlem uygulanmamıştır. Bu çalışma ile uzun yıllardır toplanan TUG arşiv verilerinin bir bölümünün analizleri yapılarak sonuçlarının da literatüre kazandırılması planlanmıştır. Bu çalışma, TÜBİTAK TBAG-108T475 projesi kapsamında gerçekleştirilmiştir.

⋆ emraydin@gmail.com

Ori OB1 Oymak Üyesi: IM Mon

Hicran Bakış[1⋆], Volkan Bakış[2], Selçuk Bilir[3], Esma Yaz[3], ve Osman Demircan[2],

[1] Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, MYO, Çanakkale
[2] Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fizik Bölümü, Çanakkale
[3] İstanbul Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, İstanbul

Özet IM Mon, Ori OB1 yıldız oymağının üyesi olma olasılığı yüksek olan genç bir çift yıldız sistemidir. Bu çalışmada, IM Mon'un yüksek çözünürlüklü tayfları ve literatür B, V ve R fotometrik bantlarındaki ışık eğrileri analiz edilerek istemin bileşenlerinin mutlak parametreleri ile birlikte, yaş, uzaklık ve element bolluğu belirlenmiştir. Element bolluğu analizinde ön tayf türü yıldızlarda olduğu gibi IM Mon sisteminde de LTE yaklaşımının ortadan kalktığı ve artık LTE-olmayan atmosfer modellerinin kullanılması gerekliliği gösterilmiştir. Sistemin uzaklık, yaş ve element bolluğu gibi bilgilerinden oymak üyeliği tartışılmıştır.

1 Giriş

IM Mon (HD 44701 = HIP 30351 = SAO 133189) yıldızının fotometrik ışık eğrisinin değişimi Gum (1951) tarafından keşfedildi ve ilk ışık eğrisi yayınlandı. Gum (1951) tarafından elde edilen ışık eğrisinin saçılmalı ve asimetrik olması aynı yazar tarafından sistemin yakınlık etkilerinin önemli olduğu iki ayrık bileşenden oluşan bir sistem olduğu şeklinde açıklandı. Gum (1951) elde ettiği ışık eğrilerini tayfsal bilgisi olmadan çözümleyerek bileşenlerin göreli büyüklüklerini elde etti. Sanyal ve Sinvhal (1964) de IM Mon sisteminin ışık eğrilerini elde ettiler, B ve V filtrelerinde elde edilen ışık eğrileri Gum (1951) tarafından verilenler gibi asimetrik ve saçılmalıdır. Sanyal ve Sinvhal'e (1964) göre düzenli olmayan bu durum IM Mon sisteminin soğuk bileşeninin bünyesel değişiminden kaynaklanmaktadır. Daha sonra yıldız Shobbrook (2004) ve ASAS (Pojmanski, 1997) ve PI (Malek ve ark, 2010) robotik teleskopları tarafından ve Hipparcos uydusu tarafından da fotometrik olarak gözlendi. Sistemin ilk tayfsal gözlemi Pearce (1951) tarafında yapıldı. Pearce (1951) tayflarının analizinden sistemin tayfsal yörünge parametrelerini ve bileşenlerin mutlak parametrelerini buldu. Buna göre IM Mon sistemi B4 ve B7 tayf türünden iki anakol yıldızından oluşmaktadır. Sistemin duyarlı tayfsal yörünge parametreleri Bakış ve ark. (2010) tarafından yüksek çözünürlüklü tayfları elde edilerek bulundu.

Genç yıldız oluşum bölgeleri (<50 My) ve açık kümeler yıldız evriminin ilk basamaklarını ve yıldız oluşumunu anlamada büyük öneme sahiptirler. Bu genç yıldız bölgelerinin kinematik özelliklerini etkileyecek bir Galaktik ivmelenme olmadığından dolayı, bu yıldız oluşum bölgelerinin yıldız içeriği korunmaktadır. Böylece, bu bölgelerin güvenilir üyelerinin çalışılmasıyla bu bölgelere

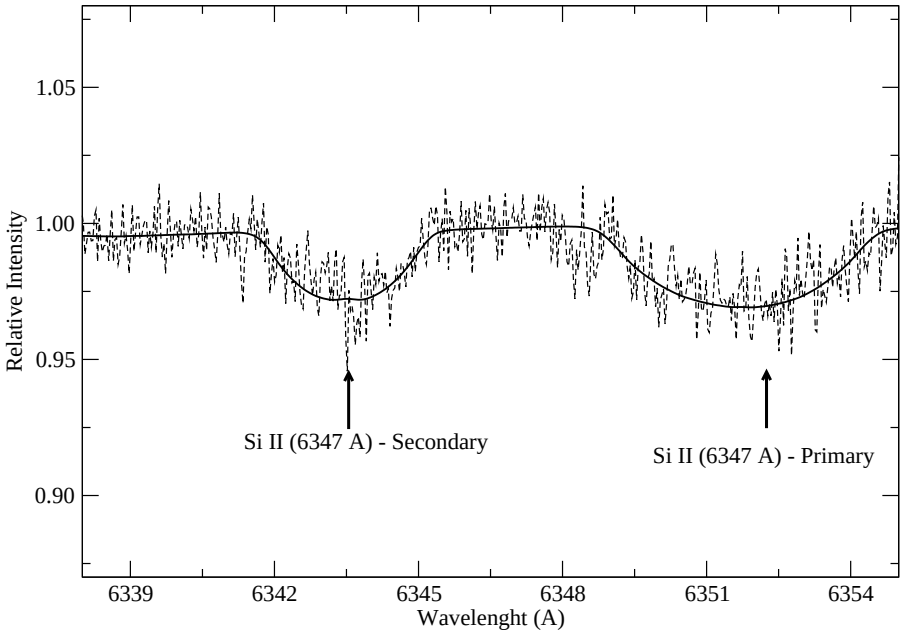
⋆ bhicran@comu.edu.tr

ait kinematik, dinamik ve kimyasal element bollukları gibi bilgiler elde edilebilir. Yıldız oluşum bölgelerindeki çift ve çoklu sistemlerin analizi temel yıldız parametrelerinin doğrudan ve çok duyarlı olarak verilmesini sağlamaktadır, böylece yıldız evriminin test edilmesi bakımından önemlidir. İncelediğimiz IM Mon sistemi, Ori OB1 oymak üyesi olarak verilmektedir (de Zeeuw ve ark, 1999). Bu sistemin tayfsal ve fotometrik verilerinin analizinden sistemin metal bolluklarının, astrofiziksel parametrelerinin, kinematik ve dinamik özelliklerinin elde edilmesi ile Ori OB1 oymağının da özellikleri belirlenmektedir.

2 Tayf Çizgilerinin Modellenmesi

IM Mon yıldızının yüksek çözünürlüklü tayfları, bileşenlerin metal bollukları [Fe/H], etkin sıcaklıkları (Te), yüzey çekimleri (logg), izdüşüm dönme hızları (V_{rot}) ve mikroçalkantı hızları gibi atmosfer parametrelerinin belirlenmesi amacıyla Kurucz (1993) teorik atmosfer modelleri ile modellendi. En iyi uyumu veren parametre setini elde etmek için atmosfer gridleri oluşturuldu. Metal bolluğu, [Fe/H]=[-0.04, 0.2] (0.01), bileşenlerin etkin sıcaklıkları, T_{eff1}=16000-19000 (200) K, T_{eff2}=13000-15000 (200) K, yüzey çekim ivmeleri, log g_{12}=4.0-4.3 (0.1) cgs, dönme hızları V_{rot1}=110-150 (5) km/s, V_{rot2}=60-100 (5) km/s ve mikroçalkantı hızları$_{12}$=2-4 (1) km/s olarak seçildi ve her bir parametre parantez içinde verilen değer kadar değiştirilerek gözlemlerle en iyi veren parametre seti elde edildi. Metal bollukları ve mikroçalkantı hızları için girdi aralıkları sırasıyla, Ori OB1 oymak üyelerinin metal bolluklarının istatistiğine (Cunha ve ark., 1998) ve B tayf türü yıldızları verilen hızlarına (Nieva ve Przybilla, 2010) uygun olarak seçildi. Bileşenlerin sıcaklıkları, yüzey çekimleri ve izdüşüm dönme hızları için girdi aralıkları ise, sistemin renk ve bileşenlerin astrofiziksel büyüklüklerinden yararlanılarak belirlendi. Gözlem tayflarına teorik fitler uygulanmadan önce, sentetik tayflar sistemin bileşenlerinin ışık katkıları oranında yeniden ölçeklendirildi. IM Mon sisteminin ışık eğrisinin normalize akısı her evrede farklıdır, bu nedenle tayf çizgileri modellenirken ışık katkısı ve yörünge evresi göz önüne alındı. Sistemin ışık ve dikine hız eğrilerinin ortak çözümünden birinci bileşenin ışık katkısı B fotometrik bandında (440nm) 0.700, V fotometrik bandında (550nm) 0.693 ve R fotometrik bandında (650nm) 0.688 olarak belirlendi, bu dalgaboyu dışındaki tayf çizgileri için ara değer hesabı ile ışık katkıları bulundu. Atmosfer parametrelerinin hesaplandığı Atlas9 programı LTE yaklaşımı kullanmaktadır. Literatürde birçok analiz bu şekilde LTE yaklaşımıyla yapılmaktadır. Bu durum metal iyonları için geçerli olarak düşünülebilir, ancak benzer davranış H ve He çizgileri için geçerli değildir (Gummersbach ve ark., 1998; Morrel ve ark., 2006). Uzun zamandır bilindiği gibi Non-LTE, ön tayf türünden (OB) yıldızlarda Hidrojen ve Helyum çizgilerinin oluşumunda baskın rol oynamaktadır (Auer ve Mihalas, 1972). Işık ve dikine hız eğrilerinin çözümünden birinci ve ikinci bileşenin tayf türleri sırasıyla B4V ve B6V olarak bulunmaktadır. Bunun anlamı, bu yıldızlarda da LTE veya Non-LTE seçimi önemli olmalıdır. Bu yüzden, yalnızca metal çizgileri bulunan orderlar için en iyi uyum veren sentetik tayflar üretildi. Şekil 1 de gözlem tayfları ve en iyi uyumu veren sentetik tayflar ver-

ilmektedir. Etkin sıcaklıkları birinci ve ikinci bileşen için sırasıyla 17500K ve 14500K ve her iki bileşen için de yüzey çekimleri 4.2 ve metal bollukları, [Fe/H],



Şekil 1. SII (6347 A) çizgisi için en iyi uyumu veren sentetik tayf gösterilmektedir.

3 Yakın Çift Yıldız Sisteminin Mutlak Parametreleri ve Evrimi

Sistemin ışık ve dikine hız eğrilerinin ortak çözümünde Wilson-Devinney (Wilson & Devinney, 1971, Wilson, 1994) program kodu kullanılmıştır. IM Mon sisteminin BVR ışık eğrileri ve Bakış ve ark. (2010) tarafından elde edilen dikine hız eğrileriyle ortak çözdük. Eş zamanlı çözümde ilk olarak birinci bileşenin etkin sıcaklığının bilinmesi gerekmektedir. Birinci bileşenin sıcaklığı, bileşenlerin renklerini kullanan Q-yöntemi (Johnson ve Morgan, 1953) ve tayf çizgilerinin modellenmesi yöntemi kullanılarak tahmin edilmiştir. Buna yöntemlerden birinci bileşenin sıcaklığı 300 K hata ile 17400 K olarak çözümde kullanılmaktadır. Eş zamanlı çözüm sırasında, yörünge yarı-büyük eksen uzunluğu (a), yörünge eğikliği (i), kütle oranı (q), kütle merkezinin hızı, ikinci bileşenin sıcaklığı (T_{eff2}), birinci bileşenin yüzey potansiyeli ve her bir banda ait birinci

bileşenin ışıtması serbest parametre olarak iterasyona sokuldu. Dairesel yörünge varsayımı altında yapılan çözümlerde literatürde üçüncü cisim ile ilgili bir belirti olmadığından üçüncü cisim için ışık katkısı sıfır alındı. Analiz sonucunda ikinci bileşenin sıcaklığı T_{eff2}=14390 K, yörünge eğikliği, i=62.2 derece ve kütle oranı, q=0,603 olarak belirlenmiştir.

Işık eğrisi ve dikine hız eğrilerinin ortak çözümünden bulunan 62.2 derecelik yörünge eğikliği kullanılarak birinci ve ikinci bileşenin kütleleri ve yarıçapları sırasıyla 5.50 $M_\odot$, 3.34 $M_\odot$ ve 3.15 $R_\odot$, 2.36 $R_\odot$ olarak bulunmuştur. Sistemin tayflarında bileşenlerin farklı çizgilerine yapılan atmosfer modelleri de bu sıcaklıklarla uyum içindedir. Bu sıcaklıklara göre birinci bileşen B4V ve ikinci bileşen de B6V tayf türünden olmalıdır. Bileşenlerin görsel parlaklıkları ve uzaklık modülü kullanılarak sistemin uzaklığı 357±9 pc olarak bulundu. Bu değer Hipparcos tarafından verilen 341±85 pc değerinden çok daha güvenilirdir.

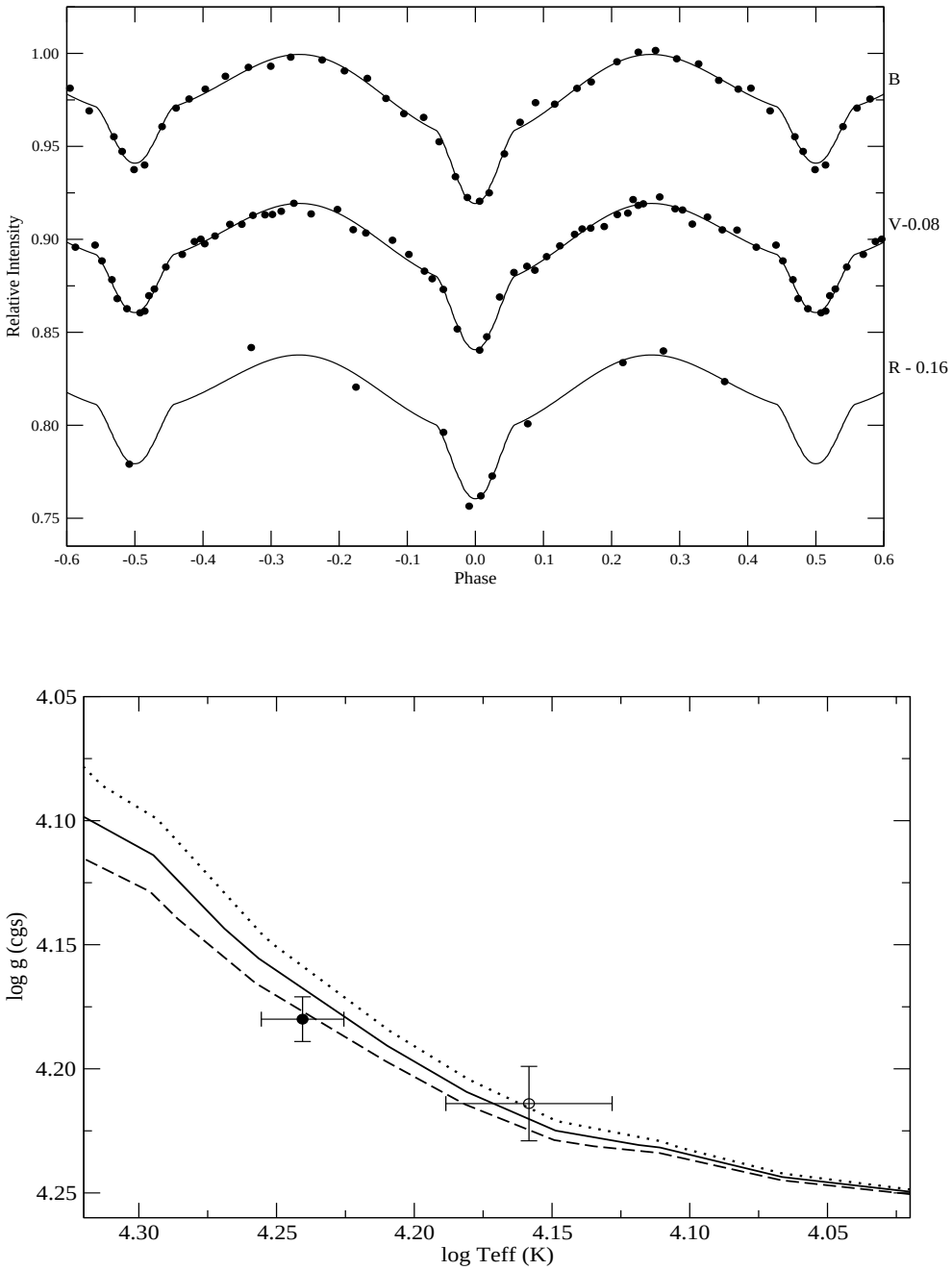
IM Mon sisteminin bileşenlerinin evrim durumlarını incelemek amacıyla Girardi ve ark. (2000) tarafından oluşturulan evrim modelleri kullanılmıştır. [Fe/H]=0.2 dex alınarak log T_{eff} - log g düzleminde eş yaş çizgileri oluşturuldu. 11 Myıl ve 12 Myıl için yaş çizgileri ve bileşenlerin bu yaş çizgilerine göre konumları Şekil 3'de verilmektedir. Şekilde 11.5 Myıl yaşın her iki bileşene de uyum gösterdiği görülmektedir.

4 Kinematik ve Dinamik Analiz

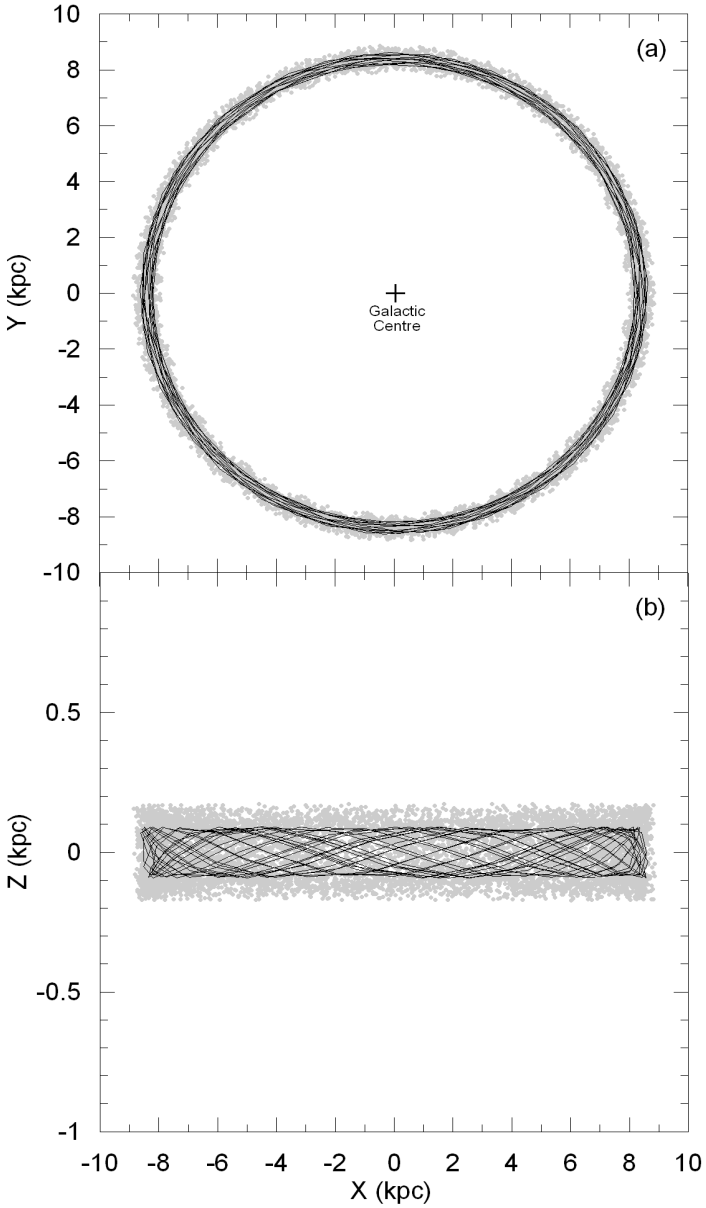
IM Mon sisteminin kinematik özelliklerini araştırmak için, sistemin kütle merkezinin hızı, uzaklığı ve öz hareketleri kullanıldı. Öz hareketler yeni indirgenmiş Hipparcos kataloğundan (van Leeuwen, 2007) ve uzaklık ve sistemin kütle merkezinin hızı bu çalışmadan bulunan değerlerden alındı. Sistemin uzay hızı Johnson ve Soderblom (1987) algoritması kullanılarak hesaplandı ve sistemin toplam uzay hızı S = 22.95 (2.28) km/s olarak hesaplandı. IM Mon sisteminin popülasyon türünü belirlemek için sistemin galaktik yörüngesi hesaplandı. Sistemin galaktik düzlemden olası maksimum dikey uzaklığı $|zmax| = |zmin| =$ 90 pc ve düzlemsel ve dikey basıklıkları ise sırasıyla e_p=0.02 ve e_v=0.01 olarak bulundu. Bu değerler IM Mon sisteminin dairesel bir yörüngede olduğunu ve genç ince disk populasyonuna ait olduğunu gösterdi.

5 Sistemin Ori OB1 Üyeliği

Sistemin Ori OB1 oymağının üyeliğini belirlemek için oymağın üyesi olarak bilinen yıldızların galaktik yörüngeleri oluşturuldu. Brown, de Geus ve de Zeeuw (1994) Ori OB1a oymağının kesin üyelerinin listesini vermektedir. Daha duyarlı galaktik yörüngelerini elde etmek için, öz hareketler ve trigonometrik paralakslar yeni indirgenmiş Hipparcos kataloğundan alındı. Ori OB1a oymağının kesin üyesi olarak bilinen 29 yıldıza ait astrometrik veri ve duyarlı hızlar Kharchenko ve ark. (2007)'dan alındı. 29 yıldıza ait galaktik yörüngeler 1Gyıl için ve 5Myıl aralıklarla Dinescu, Girardi ve van Altena (1999) tarafından oluşturulan kod kullanılarak çizdirildi. Şekil 4 de oymak üyesi yıldızların ve IM Mon sisteminin



Şekil 2. IM Mon sisteminin BVR ışık eğrileri ve en uygun fitler (alt panel). [Fe/H]=0.2 dex için 11 Myıl (nokta), 12 Myıl (çizgi) ve 11.5 Myıl (düz) için hesaplanan yaş çizgileri. İçi dolu daire baş bileşen ve boş daire ikinci bileşeni göstermektedir (üst panel).



Şekil 3. Ori OB1a üyelerinin (gri) ve IM Mon sisteminin (çizgi) galaktik merkez etrafındaki X-Y ve X-Z düzlemindeki yörünge hareketleri (1 Gyıl).

galaktik merkezin çevresinde galaktik X-Y ve X-Z düzlemlerindeki yörüngeleri verilmektedir. IM Mon yıldızının yörüngesi diğer Ori OB1a üyesi yıldızların yörüngesi ile aynı bölgeye düşmektedir. Bu durum sistemin bu oymağın üyesi olmasını dinamik olarak desteklemektedir.

Tablo 3 de IM Mon sisteminin yaş, uzaklık, kimyasal element bolluğu ve sistemin kütle merkezinin hızına göre oymak üyeliği oymağın literatürdeki verilen değerleriyle karşılaştırılarak gösterilmektedir. IM Mon için verilen tüm değerler sistemin üyeliğini desteklemektedir.

Çizelge 1. IM Mon sisteminin Ori OB1 oymağı ile karşılaştırılması.

Yaş (Myıl)		**Uzaklık (pc)**		**Kimyasal Bolluk (dex)**		**RV ($\mathbf{km\,s^{-1}}$)**	
Bu Çalışma	Literatür	Bu Çalışma	Literatür	Bu Çalışma	Literatür	Bu Çalışma	Literatür
11.5(1.5)	12 (a)	357(9)	336(16) (b)	0.20(0.05)	[–0.4, 0.2] (c)	22.1(2.1)	23.0 (b)
	11 (b)		400 (d)		-0.01 (e)		25.4(1.0) (d)
	[7-10] (f, g)						

(a) Blaauw (1991), (b) Brown ve ark. (1999), (c) Cunha ve ark. (1998), (d) Melnik ve Dambis (2009), (e) D'Orazi ve ark. (2009), (f) Calvet ve ark. (2005), (g) Briceno ve ark. (2005)

Kaynaklar

Bakış, V., Bakış, H., Bilir, S., Soydugan, F., et al. 2010, NewA., 15, 1

Blaauw, A. 1991, The Physics of Star Formation and Early Stellar Evolution, NATO Advanced Science Institutes (ASI) Series C, Vol. 342, held in Agia Pelagia, Crete, Greece, May 27th - June 8th, Dordrecht: Kluwer, 1991, edited by Charles J. Lada and Nikolaos D. Kylafis., p.125

Briceno, C., Calvet, N., Hernandez, J., Hartmann, L., Muzerolle, J., D'Alessio, P., & Vivas, A. K. 2005, Star Formation in the Era of Three Great Observatories, meeting abstracts from the conference held July 13-15, 2005 in Cambridge, MA. http://cxc.harvard.edu/stars05/agenda/program.html, p.61

Brown, A. G. A., Blaauw, A., Hoogerwerf, R., de Bruijne, J. H. J., & de Zeeuw, P. T. 1999, The Origin of Stars and Planetary Systems. Edited by Charles J. Lada and Nikolaos D. Kylafis. Kluwer Academic Publishers, 1999, p.411

Calvet, N., Briceão, C., Hernández, R., et al. 2005, AJ, 129, 935

Cunha, K., Smith, V. V., & Lambert, D. L. 1998, ApJ, 493, 195

de Zeeuw, P. T., Hoogerwerf, R., de Bruijne, J. H. J., Brown, A. G. A., Blaauw, A. 1999, AJ, 117, 354

Dinescu, D. I., Girardi, T. M., & van Altena, W. F. 1999, AJ, 117, 1792

D'Orazi, V., Randich, S., Flaccomio, E., Palla, F., Sacco, G. G., & Pallavicini, R. 2009 A&A, 501, 973

Gum, C.S. 1951, MNRAS, 111, 634

Johnson, H. L., & Morgan, W. W. 1953, ApJ, 117, 3131

Johnson, D. R. H., & Soderblom, D. R. 1987, AJ, 93, 864

Kharchenko, N. V., Scholz, R. D., Piskunov, A. E., Rï¿½ser, S., & Schilbach, E. 2007, AN, 328, 889

Małek, K., Batsch, T., Czyrkowski, H., Ćwiok, M., Dabrowski, R., Dominik, W., Kasprowicz, G., et al. 2010, Advances in Astronomy, 2010, 1
Melnik, A. M., & Dambis, A. K. 2009, MNRAS, 400, 518
Nieva, M. F., & Przybilla, N. 2007, A&A, 467, 295
Pearce, J. A. 1932, Publ. Dominion Astrophys. Obs. Victoria, 6, 59
Pojmański, G. 1997, Acta Astron., 47, 467
Sanyal, A., & Sinvhal, S. D. 1964, The Observatory, 84, 211
Shobbrook, R. R. 2004, Journal Astron. Data, 10, 1
van Leeuwen, F. 2007, A&A, 474, 653

Üçlü Sistem LT CMa: Astrofiziksel parametreler ve CMa OB1a üyeliği

Volkan Bakış[1⋆], İbrahim Bulut[2], Selçuk Bilir[3], Hicran Bakış[2], Osman Demircan[1], ve Herman Hensberge[4]

[1] Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fizik Bölümü, Çanakkale
[2] Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, MYO, Çanakkale
[3] İstanbul Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, İstanbul
[4] Royal Observatory of Belgium, Ringlaan 3, 1180 Brüksel, Belçika

Özet Kısa dönemli (P∼1.76 gün) genç yıldız sistemi LT CMa'nın yüksek çözünürlüklü tayfları ile 20 yıllık fotometrik ışık eğrileri analiz edilmiş ve aynı doğrultudaki CMa OB1 oymağı ile ilişkisi kinematik ve evrimsel açıdan incelenmiştir. Fotometrik analiz sistemin basık yörüngeli olduğunu ve 65 yıllık bir eksen dönme dönemine sahip olduğunu göstermektedir. Eksen dönmesinden elde edilen içyapı sabiti teorik modellerle uyum göstermemektedir. Tayfsal analiz sistemde üçüncü cismin varlığını ortaya koymaktadır. LT CMa, yıldız oluşum bölgelerindeki genç çift yıldız sistemlerinin genel özelliklerini sergilemesine karşın CMa OB1 oymağından daha yakında ve oymağın üyelerinden daha yaşlı olması nedeniyle üyelik ihtimali zayıf bulunmuştur.

1 Giriş

OB oymaklarındaki erken-tür çift-çizgili örten çift yıldızların (cOCY) ayrıntılı analizi duyarlı yıldız parametrelerinin yanısıra bu sistemlerin içinde bulunduğu oymak hakkında da bilgi verir. cOCY'lerin kütle merkezlerinin hızları uzaklıkları ile birleştirildiği zaman oymağın kinematiğine çalışmak mümkün olmaktadır. Oymak üyeleri ile aynı ortamda oluştuklarından cOCY'lerin evrimsel durumu ve kimyasal özellikleri oymağınki ile aynı olmalıdır. Bu nedenle oymaklardaki cOCY'lara çalışmak oymakların duyarlı fiziksel özelliklerini ortaya koymak açısından önemlidir. Bu amaçla oymaklardaki cOCY'ların incelendiği bir uluslararası proje kapsamında birçok cOCY'ın gözlemini yaptık. Bazı sistemlerin üye oldukları belirlendi bazı sistemlerin de üyelik ihtimalleri daha zayıf bulundu.

LT CMa ışık değişimleri Hipparcos uydusu (ESA, 1997) tarafından keşfedilmiş göreli parlak (V∼7.4 kadir) ve kısa dönemli (P∼1.76 gün) bir örten çift sistemdir. Sistemin Johnson renkleri Claria (1974) tarafından B-V=-0.11 ve U-B=-0.57 kadir olarak verilmiştir. Otero (2005) Hipparcos (ESA, 1997) ve ASAS (Pojmanski, 2002) fotometrik verilerini karşılaştırarak sistemin ışık eğrisinde ikinci minimumun kaymasından yola çıkarak sistemin eksen dönmesi

⋆ bakisv@comu.edu.tr

gösterdiğini öngörmüştür. Bulut&Demircan (2007) da LT CMa'yı eksen dönmesi gösteren sistemler katoloğunda listelemişlerdir.

Bu çalışmada LT CMa sisteminin yüksek çözünürlüklü (R∼40000) tayfları literatürdeki tüm yer tabanlı ve uydu fotometrik ışık eğrileri ile birlikte analiz edilmiş (Bölüm 2 ve 3) ve sistemin mutlak yörünge ögeleri ile birlikte bileşenlerin fiziksel parametreleri belirlenmiştir (Bölüm 5.1). Sistemin eksen dönmesi Bölüm 4'de ele alınmıştır. LT CMa'nın CMa OB1 oymağına üyeliği kinematik yöntemlerle ve evrimsel açıdan Bölüm 5.2'de tartışılmıştır. Son olarak Bölüm 5.3'de bileşen yıldızların içyapı sabitleri elde edilerek teorik modeller ile karşılaştırılmıştır.

2 Tayfsal Gözlemler ve Veri İndirgeme

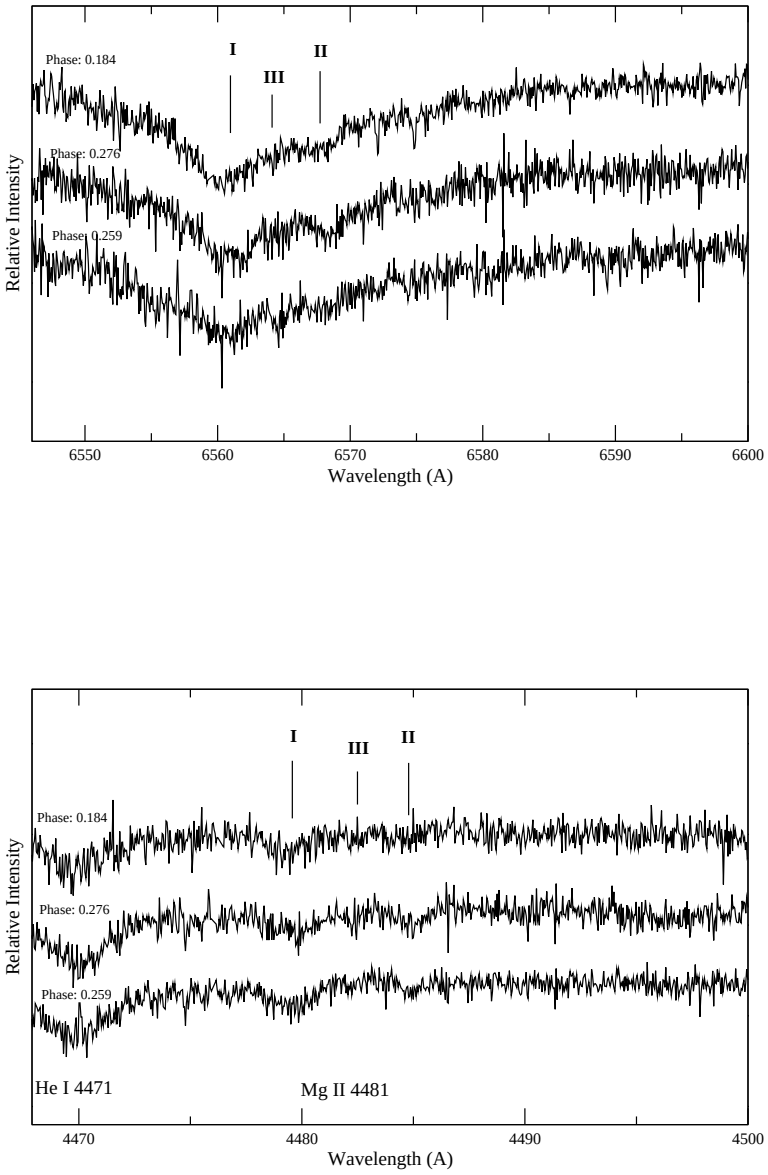
LT CMa'nın tayfsal gözlemleri TÜBİTAK Ulusal gözlemevinde 1.5-m çaplı RTT150 teleskobuna bağlı Coude Echelle Tayfçekeri (CET) ile yapılmıştır. CET tek bir CCDgörüntüsünde 3956-8772 Å dalgaboyu aralığında 68 tayf dizisi vermektedir. Dedektör olarak azot soğutmalı SAO RAS 1kx1k CCD kamera kullanılmıştır.

Beş gözlem gecesinde toplam 14 tayf elde edilmiştir. Dalgaboyu kalibrasyonu için Thorium-Argon lamba tayfı her bir nesne tayfından hemen önce ve sonra alınmıştır. Tayf görüntüleri Image Reduction and Analysis Facility (IRAF) yazılımı ile indirgenmiştir. H_α veya He I (4471 Å) gibi geniş tayf çizgilerinin olduğu tayf dizilerinin süreklilik düzeltmesi yıldız soğurma çizgilerinin bulunmadığı bir önceki veya sonraki tayf dizilerinin süreklilik fonksiyonlarına bölerek yapılmıştır.

3 Dikine Hızlar ve Tayfsal Yörünge

LT CMa'nın tayf dizileri incelendiğinde bileşke tayfta bileşenlerin soğurma çizgilerinin geniş bir yapıda olduğu görülmektedir. Buna ek olarak, bileşke tayfta farklı evrelerde zayıf ve bileşenlerle birlikte Doppler hareketi yapmayan durağan soğurma çizgilerinin bulunduğu görülmektedir. Bu durağan çizgiler H_α, H_β ve Mg II (4481 Å) çizgilerinde görülmektedir. Ancak B-türü yıldızlarda en şiddetli çizgiler olan He I çizgilerinde görünememesi dikkate değerdir. Bu durum bileşke tayfta üçüncü bir cismin varlığına işaret etmektedir. Durağan tayf çizgileri gerçekten üçüncü bileşenden kaynaklanıyorsa bu bileşenin durağan çizgilerinin merkez dalgaboyundan ölçtüğümüz dikine hızı 70 (8) kms^{-1}'dir. Farklı evrelerde alınmış bileşke tayflar Şekil 1'de gösterilmektedir.

Bileşke tayftaki geniş Balmer çizgileri duyarlı dikine hız belirlemeyi sınırlandırmaktadır. Bu nedenle dikine hız belirlemek için 53 numaralı tayf dizisinde bulunan He I Mg II (4471 Å) ve Mg II (4481 Å) çizgileri Gaussian fonksiyonu ile modellenmiştir. Bazı tayflarda ya üçüncü cisim tayfının bileşenlerin tayfı ile iç içe girmesinden yada düşük S/G oranından dikine hız belirlemesi mümkün olmamıştır. Elde edilen dikine hızlar Bakış ve ark. (2010)'da verilmiştir.



Şekil 1. Üç farklı evrede bileşenlerin H_α (top) ve Mg II (4481 Å) (altta) çizgileri. Her iki panelde de I, II ve III sırasıyla birinci, ikinci ve üçüncü bileşenlerin çizgilerini temsil eder.

Elde edilen dikine hızlara Keppler yörünge fiti yapılarak sistemin tayfsal yörünge elemanları belirlenmiştir. Sistemin ışık ögeleri Otero (2005)'den alınmıştır. Modelleme sırasında ışık eğrisi analizinden elde edilen yörünge basıklığı e=0.059 sabit tutulmuştur, diğer yörünge parametreleri ise en iyi modeli verecek şekilde serbest bırakılmışlardır. Elde edilen en iyi fiti veren yörünge parametreleri Tablo 1'de, yörünge modeli ise Şekil 2'de sunulmaktadır.

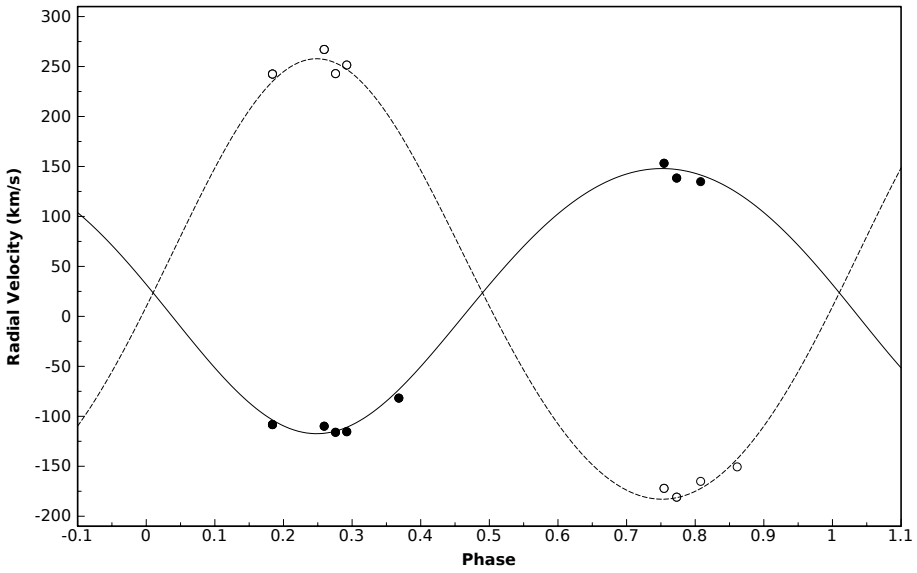
Çizelge 1. LT CMa'nın tayfsal yörünge modellemesinden elde edilen parametreler.

Parametre	Değer
P (gün)	1.759535 (sabit)
T_0(HJD-2454000)	786.1848 ± 0.0124
e	0.059 (sabit)
$\omega_{\rm sp}$ (rad)	3.05 ± 0.36
K_1 (kms $^{-1}$)	132.6 ± 2.9
K_2 (kms $^{-1}$)	220.4 ± 3.1
q	0.602 ± 0.020
RV_γ (kms^{-1})	23.6 ± 2.0
$m_1 \sin^3 i$ ($M_\odot$)	4.977 ± 0.070
$m_2 \sin^3 i$ ($M_\odot$)	2.995 ± 0.065
$a \sin i$ ($R_\odot$)	12.26 ± 0.20
RMS (kms $^{-1}$)	7.44

4 Işık Eğrilerinin Analizi

Sistemin ışık eğrisi analizi üç farklı fotometrik veri seti (Hipparcos uydusu Hp-bandı, ASAS V-bandı ve INTEGRAL uydusu V-bandı) üzerinden gerçekleştirilmiştir. Hipparcos uydusu tarafından elde edilen ışık eğrisinde ikinci minimumda yetersiz veri olmasından ve INTEGRAL uydusu verisinin de duyarlılığının düşük olması nedeniyle bu veriler sadece enberinin boylamını belirlemek için kullanılmıştır. Işık eğrisi parametrelerini belirlemek için ise ASAS verisi kullanılmıştır.

Otero (2005)'nun belirttiği gibi sistemde bir eksen dönmesi varsa farklı yıllarda elde edilen ışık eğrileri eksen dönme dönemine kıyasla daha kısa zaman aralıklarına ayrılıp ayrı ayrı incelenmelidir. Aksi durumda eksen dönmesinden dolayı ikinci minimumdaki kayma ışık eğrisi parametrelerinin yanlış belirlenmesine yol açar. Bu nedenle 2001-2009 yılları arasında alınmış ASAS fotometrik verisi birer yıllık aralıklara bölünmüş ve her bir ışık eğrisi ayrı ayrı çözülmüştür. 8 yıllık bu veri setinden 2003 ve 2004 yıllarına ait veriler tüm ışık eğrisi parametrelerinin belirlenmesinde kullanılmışken, diğer yıllara ait veriler de enberi boylamının belirlenmesinde kullanılmıştır. Işık eğrilerinin çözümlerinde Wildon-Devinney programı (Wilson&Devinney 1971; Wilson 1994) kullanılmıştır.



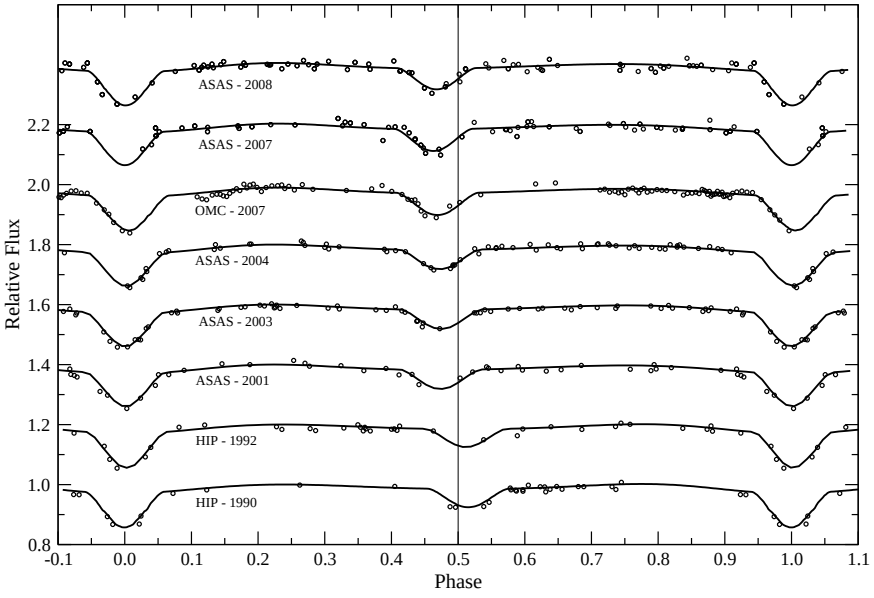
Şekil 2. Dikine hızların teorik yörünge modeli. Baş ve yoldaş bileşenlerin dikine hızları sırasıyla dolu ve boş dairelerle gösterilmiştir.

Işık eğrisinin modellenmesinde ilk olarak birinci bileşenin sıcaklığının belirlenmesi gerekmektedir. Bunun için Claria(1974) tarafından verilen fotometrik renk indisleri Johnson&Morgan (1953)'ın Q-yönteminde kullanılarak sistemin kızıllaşmadan arındırılmış renkleri ($(B-V)_0$=-0.17(0.03), $(U-B)_0$=-0.61(0.03)) elde edilmiştir. Kızıllaşmadan arındırılmış renk indislerinden de renk artığı E(B-V)=0.06(0.03) kadir ve görsel soğurma A_V=0.19(0.03) kadir elde edilmiştir. Kızıllaşmadan arındırılmış bu renkler B4.5V tayf türüne karşılık gelmektedir (Fitzgerald, 1970). Ancak unutulmamalıdır ki bu renkler sistemin toplam ışığından elde edilmiştir ve birinci bileşenin rengini temsil etmez. Bununla birlikte sistemin bileşke tayfındaki tayf çizgilerine bakıldığında baskın olan bileşenin baş bileşen olduğu anlaşılmaktadır. Bu nedenle Bölüm 6.1'de de görüleceği üzere baş bileşenin sıcaklığını 17000 K almak önemli bir hata getirmez.

Baş bileşenin sıcaklığı ve dikine hızlardan elde edilen kütle oranı (q=0.602) ışık eğrisi çözümlerinde sabit tutulmuştur. Diğer ışık eğrisi parametreleri ise en iyi fiti verecek şekilde serbest bırakılmıştır. Işık eğrisi çözümlerinde muhtemel üçüncü cismin katkısı da dikkate alındı ve V-bandında üçüncü cismin katkısı $(l_3/(l_1+l_2+l_3))$=0.01 olacak şekilde girilmiştir. Işık eğrisi çözümlerinden üçüncü cismin ışık katkısının başlangıç değerinden farklı bir değere sapmadığı görülmüştür. Bu da tayf çizgilerinde görülen durağan çizgilerin üçüncü bileşene ait olduğu ihtimalini arttırmaktadır. Işık eğrisi çözümlerinden elde edilen ışık eğrisi ögeleri hatalarıyla birlikte Tablo 2'de verilmiştir. Farklı fotometrik bandlara yapılan teorik modeller de Şekil 3'de gösterilmiştir.

Çizelge 2. LT CMa'nın ışık eğrilerinin model parametreleri. Modelleme sırasında serbest bırakılan parametreler hataları ile verilmiştir. Hatasız verilen parametreler ise 2003 ve 2004 yıllarına ait ışık eğrilerinin çözümlerinden adapte edilmiştir. Modellemenin kalitesi tablonun altında verilen χ^2 ve ilgili veri setindeki veri sayısı (NOBS) ile verilmiştir.

Parametre	Hp_{1989}	Hp_{1991}	V_{2001}	V_{2007}	V_{2008}	V_{2003}	V_{2004}
$T_{\rm bas}$ (K)	17000	17000	17000	17000	17000	17000	17000
$T_{\rm yoldas}$ (K)	13140	13140	13140	13140	13140	13140±210	13135±315
q (M_2/M_1)	0.602	0.602	0.602	0.602	0.602	0.602	0.602
e	0.059	0.059	0.059	0.059	0.059	0.058±0.003	0.059±0.006
w (rad)	1.23±0.09	1.39±0.09	2.40±0.11	2.80±0.11	2.60±0.16	2.39±0.08	2.55±0.16
l_1	0.757±0.011	0.744±0.011	0.737	0.737	0.737	0.732±0.008	0.743±0.008
l_2	0.163±0.015	0.161±0.015	0.162	0.162	0.162	0.164±0.012	0.159±0.012
l_3	0.080±0.020	0.095±0.020	0.102	0.102	0.102	0.104±0.021	0.098±0.020
Ω_1	4.25	4.25	4.25	4.25	4.25	4.204±0.041	4.300±0.055
Ω_2	5.06	5.06	5.06	5.06	5.06	5.012±0.062	5.133±0.081
r_1 (kutup)	0.274	0.274	0.274	0.274	0.274	0.277±0.003	0.272±0.004
r_1 (uç)	0.289	0.289	0.289	0.289	0.289	0.292±0.003	0.286±0.004
r_1 (kenar)	0.280	0.280	0.280	0.280	0.280	0.282±0.003	0.277±0.004
r_1 (arka)	0.286	0.286	0.286	0.286	0.286	0.289±0.003	0.283±0.004
r_1 (hacim)	0.280	0.280	0.280	0.280	0.280	0.283±0.003	0.277±0.004
r_2 (kutup)	0.157	0.157	0.157	0.157	0.157	0.159±0.002	0.155±0.003
r_2 (uç)	0.159	0.159	0.159	0.159	0.159	0.162±0.002	0.157±0.003
r_2 (kenar)	0.157	0.157	0.157	0.157	0.157	0.160±0.002	0.155±0.003
r_2 (arka)	0.159	0.159	0.159	0.159	0.159	0.162±0.002	0.157±0.003
r_2 (hacim)	0.158	0.158	0.158	0.158	0.158	0.160±0.002	0.156±0.003
i (°)	74.2	74.2	74.2	74.2	74.2	73.9±0.3	74.5±0.4
NOBS	32	36	39	480, 64	78	66	68
χ^2	0.001527	0.002589	0.003311	0.147187, 0.011011	0.011290	0.001600	0.002633

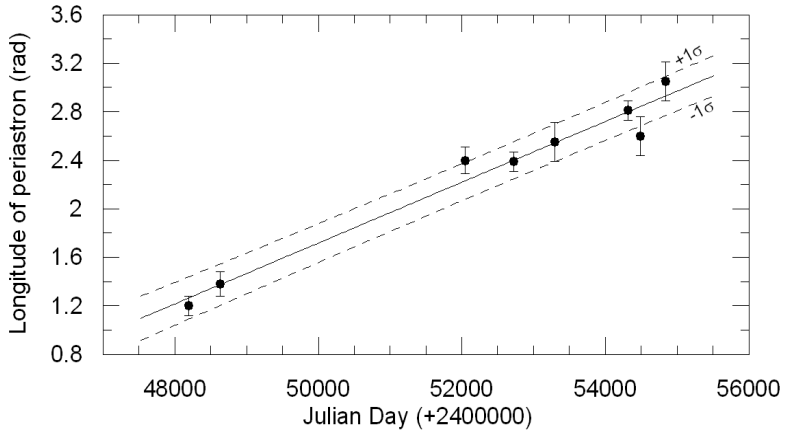


Şekil 3. V ve H_p-bantlarındaki ışık eğrilerinin çözümleri.

Farklı fotometrik veri setlerinin analizi yıllara göre değişen enberi boylamı değerleri vermiştir. Bu değerlerin zamanla değişimi Bölüm 5'de ayrıntılı incelenmiştir.

5 Eksen Dönmesi

LT CMa'nın ışık eğrisi çözümlerinden elde edilen enberinin boylamının zamanla değişimi eksen dönmesinin açık bir delilidir. Eksen dönme dönemi ışık eğrisi çözümlerinden bulunan enberinin boylamı değerlerine (bkz. Tablo 2) doğrusal fit yapılarak bulunmuştur. En iyi doğrusal fit ($w = w_0 + \dot{w}T$) eksen dönme oranını $\dot{w}$=0.0252±0.0020 deg cycle^{-1} vermiştir ve zaman göre değişimi Şekil 4'de gösterilmektedir. Eksen değişim oranından eksen dönme dönemin $U = 69\pm5$ yıl olarak belirlenmiştir ve bu değer Bulut&Demircan tarfından verilen eksen dönmesi gösteren örten çift yıldızlar kataloğundaki sistemlere göre kısa eksen dönmesi göstermektedir.



Şekil 4. Sekiz ışık eğrisi ve bir de tayfsal veri setinden elde edilmiş enberinin boylamı (ω) değerlerinin zamanla değişiminin doğrusal fit ile modellenmesi. Enberinin boylamına hatalarıyla birlikte yapılan en küçük kareler yöntemi eğrinin eğimini 0.00025±0.00002 rad d^{-1} vermiştir. ±1-σ sınırları da kesikli çizgi ile gösterilmiştir.

6 Tartışma

6.1 Mutlak parametreler ve evrim

LT CMa'nın mutlak parametreleri tayfsal yörünge elemanları (Tablo 1) ile ışık eğrisi çözüm parametrelerinin (Tablo 2) birleştirilmesi ile elde edilmiştir ve Tablo

3'de özetlenmiştir. Baş bileşen için bulduğumuz sıcaklık T_{1eff}=17000 K, kütle M_1=5.59 $M_\odot$ ve yarıçap R_1=3.56 $R_\odot$, B4V tayf türü ile uyumludur. Yoldaş yıldız için ise T_{2eff}=13140 K, kütle M_2=3.36 $M_\odot$ ve yarıçap R_2=2.04 $R_\odot$, B6-7 tayfı ve ZAMS ışıtma sınıfı ile uyumludur (bkz. Straizys & Kuriliene, 1981). Clarie (1974) tarafından verilen kızıllaşmadan arındırılmış toplam V-parlaklığı ışık eğrisi çözümünden elde edilen bileşenlerin ışık katkıları ile birleştirildiğinde bileşenlerin parlaklıkları sırasıylar $m_{V1}=7^m.55$, $m_{V2}=9^m.19$ ve $m_{V3}=9^m.72$ bulunmuştur. Güneş'in mutlak parlaklığını $M_V=4^m.75$ ve baş ve yoldaş bileşenlerin bolometrik düzeltmelerini sırasıyla BC_1=-1.58 ve BC_2=-0.93 (bkz. Straizys & Kuriliene, 1981) alırsak bileşenlerin bolometrik ve mutlak parlaklıklarını elde ettik (bkz. Tablo 3). Bileşenlerin görsel parlaklıkları ile uzaklık modülünden LT CMa'nın fotometrik uzaklığı d=535±45 pc bulunur. LT CMa'nın fotometrik uzaklığı Hipparcos astrometrik verilerini tekrar analiz eden van Leeuwen (2007) tarafından verilen uzaklık (826±326 pc) ile uyumlu olmasa da Hipparcos uzaklığının büyük hata sınırları içinde kalmaktadır. Buna ek olarak orjinal Hipparcos kataloğunda LT CMa'nın uzaklığı 591±386 pc olarak verilmektedir ve bu çalışmada elde edilen fotometrik uzaklığa çok daha yakındır. Bütün bu ölçümler arasında fotometrik uzaklık en duyarlı ve güvenilir görünmektedir.

CMa OB1 oymağının uzaklığı (1150pc)(Claria, 1974) LT CMa'nın uzaklığından çok daha büyüktür ve bu LT CMa'nın üyelik ihtimalini zayıflatmaktadır.

LT CMa'nın bileşenlerinin dönme hızları tayf çizgilerinin Kurucz (1993) model atmosferleri ile modellenmesi ve sistemin yörünge eğikliğinin dikkate alınması ile V_{rot1}=109(10) kms^{-1} ve V_{rot2}=67(10) kms^{-1} bulunmuştur. Bileşenlerin mutlak boyutları ve yörünge dönme dönemi dikkate alınarak hesaplanan eş dönme hızları ile gözlemlerden bulunan dönme hızları karşılaştırıldığında LT CMa'nın bileşenlerinin yörünge ile eş dönme yaptığı görülmektedir.

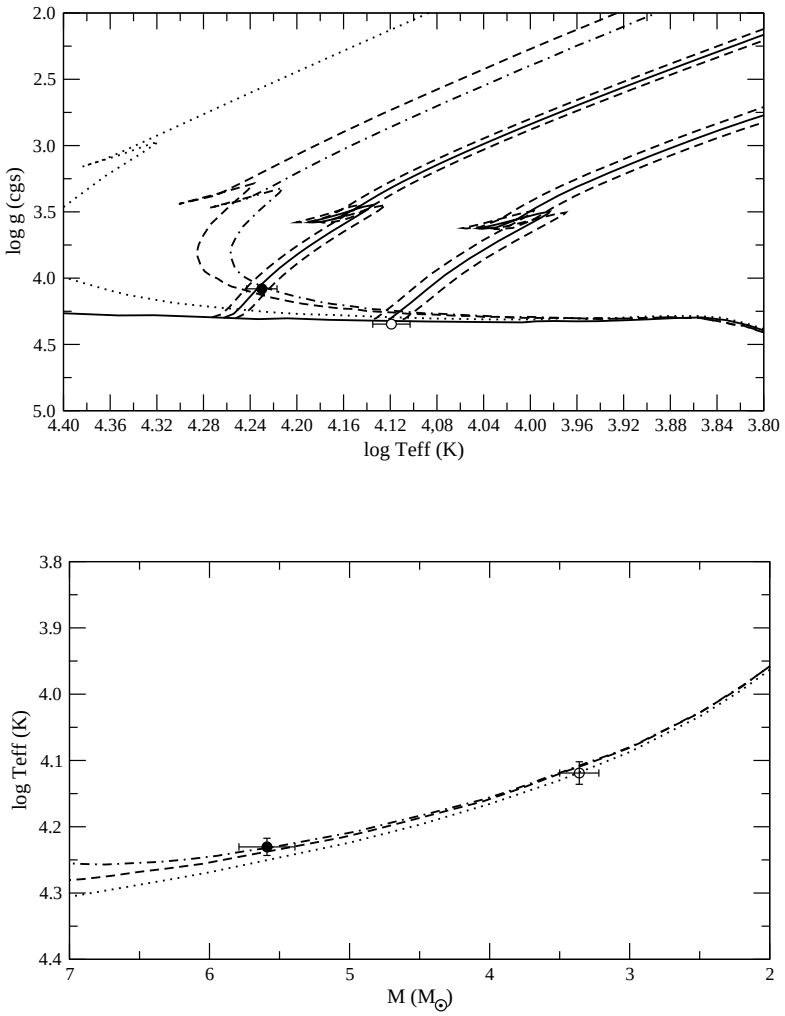
Işık eğrisi çözümleri sistemde üçüncü cismin ışığını desteklese de, bu çalışmada kullanılan tayfsal verinin düşük S/G oranından dolayı üçüncü bileşenin tayftaki etkisi tüm tayf bölgesinde belirlenememiştir. Bu nedenle LT CMa sistemindeki üçüncü bileşenin daha detaylı tayfsal çalışması için farklı tayf aralıklarında yapılmış yüksek S/G oranına sahip tayfsal gözlemlere ihtiyaç vardır.

LT CMa'nın evrimini güncel evrim modelleri ve izokronları kullanarak (Girardi ve ark., 2000) log T_{eff} - log g ile Kütle - log T_{eff} düzlemlerinde (Şekil 5) inceledik. Güneş bolluğunu kabul ederek Y=0.28 ve Z=0.02 helyum ve metal içeriğinde izokronlar oluşturuldu. Şekil 5a'dan her iki bileşenin de kütleleri için hesaplanan evrim çizgileri ile uyumlu olduğu görülmektedir. Ayrıca baş bileşenin evrimleşerek ZAMS'dan uzaklaştığı yoldaş bileşenin de hala ZAMS'da olduğu görülmektedir. Şekil 5'deki 30 M ve 40 M yaş izokronları sistemin yaşı için 35 M yıl önermektedir. LT CMa'nın yaşı Claria (1975)'nın CMa OB1 için önerdiği 3 M yıl yaştan çok daha büyüktür, bu da LT CMa'nın üyelik ihtimalini uzaklıktaki uyuşmazlık ile birleştirildiğinde tamamen ortadan kaldırır.

Çizelge 3. LT CMa astrofiziksel parametreleri. Parametrelerin hataları parantez içinde verilmiştir.

Parametre	Sembol	Baş	Yoldaş
Tayf türü	Sp	B4 V	B6.5 V
Kütle ($M_\odot$)	M	5.59(0.20)	3.36(0.14)
Yarıçap ($R_\odot$)	R	3.56(0.07)	2.04(0.05)
Ayrıklık ($R_\odot$)	a	12.7(0.2)	
Yörünge dönemi (gün)	P	1.759535	
Yörünge eğimi (°)	i	74.2(0.3)	
Kütle oranı	q	0.602(0.020)	
Basıklık	e	0.059(0.006)	
Yüzey çekimi (cgs)	$\log g$	4.081(0.014)	4.347(0.019)
Toplam görsel parlaklık (kadir)	V	7.42(0.01)	
Toplam renk indisi (kadir)	$B-V$	-0.11(0.009)	
Renk artığı (kadir)	$E(B-V)$	0.06(0.03)	
Görsel soğurma (kadir)	$A_{\rm V}$	0.19(0.03)	
Bileşen renk indisi (kadir)	$(B-V)_0$	-0.17(0.03)	
Sıcaklık (K)	$T_{\rm eff}$	17000(500)	13140(800)
Işıtma ($L_\odot$)	$\log\ L$	2.98(0.03)	2.05(0.07)
Tüm ışınım parlaklığı (kadir)	$M_{\rm bol}$	-2.70(0.05)	-0.36(0.08)
Mutlak görsel parlaklık (kadir)	$M_{\rm v}$	-1.12(0.05)	0.57(0.07)
Bolometrik düzeltme (kadir)	BC	-1.58	-0.93
Hız yarı-genlikleri (km s^{-1})	$K_{1,2}$	132.6(2.9)	220.4(3.1)
Kütle merkezi hızı (km s^{-1})	RV_γ	23.6(2.0)	
Teorik eş dönme hızı (km s^{-1})	$V_{\rm synch}$	102	59
Gözlenen eş dönme hızı (km s^{-1})	$V_{\rm rot}$	109(10)	67(10)
Uzaklık (pc)	d	535(45)	
Öz hareket (mas yr^{-1})	$\mu_\alpha cos\delta$, μ_δ	-6.82(0.83), 3.53(0.71)*	
Uzay hızları (km s^{-1})	u, v, w	-27.46(2.12), -5.21(2.15), -12.45(2.24)	

* *Hipparcos* kataloğundan (van Leeuwen 2007).



Şekil 5. $\log T_{\rm eff}$ - $\log g$ (üst panel) ve Kütle - $\log T_{\rm eff}$ düzlemlerinde LT CMa'nın bileşenlerinin konumu (alt panel). Baş ve yoldaş bileşenler hata barları ile sırasıyla dolu ve boş daireler ile gösterilmiştir. İzokronlar 10 Myıl (noktalı çizgi), 30 Myıl (kesikli çizgi) ve 40 Myıl (noktalı kesikli çizgi) içindir. Baş ve yoldaş bileşenleri için evrim çizgileri sürekli çizgi ile gösterilmiştir. Evrim çizgilerinin altındaki ve üstündeki kesikli çizgiler kütlelerdeki hata aralığını göstermektedir. Yatay sürekli çizgi ZAMS'ı göstermektedir.

6.2 Kinematik analiz ve CMa OB1 üyeliği

LT CMa'nın kinematiğine çalışmak için sistemin Tablo 3'da verilen kütle merkezi hızı, uzaklık ve öz hareket değerleri kullanılmıştır. Öz hareket değerleri van Leeuwen (2000)'den alınmıştır, diğer parametreler ise bu çalışmada elde edilmiştir. Sistemin uzay hızı Johnson&Soderblom (1987) tarafından verilen algoritma ile hesaplanmıştır. Uzay hız bileşenleri u, v ve w hataları ile birlikte Tablo 3'de listelenmiştir. LSR düzeltmesini (9, 12, 7) kms^{-1} kullanarak LT CMa'nın uzay hızı S=12.45(3.76)kms^{-1} elde edilmiştir. LT CMa'nın populasyon sınıfını belirlemek için sistemin galaktik yörüngesini inceledik. Dinescu, Girardi & van Altena (1999) verdiği N-cisim kodunu kullanarak sistemin apogalaktik ve perigalaktik uzaklıkları sırasıyla R_{maks}=9.61 kpc ve R_{min}=8.35 kpc bulunmuştur. Ayrıca sistemin galaktik düzlemden olan maksimum ve minimum uzaklıkları sırasıyla $|z_{maks}|=|z_{min}|$=30 pc, galaktik yatay ve dikey hareketinin basıklıkları sırasıyla e_p=0.07 ve e_v=0 bulunmuştur. Bu değerler LT CMa'nın galakside dairesel bir yörüngede dolandığını ve genç ince disk popülasyonuna ait olduğunu göstermektedir.

6.3 İç Yapı Satibi

İç yapı sabiti ($\bar{k}_2$) basık yörüngeli örten çift yıldızların bileşenlerinin yoğunluk dağılımının bir ölçüsüdür ve yıldız evrim modelleri için önemli bir parametredir. Yörünge basıklığı, yörünge ve eksen dönme dönemleri, bileşenlerin kütleleri ve yarıçapları biliniyorsa bileşenlerin iç yapı sabitleri belirlenebilir. İç yapı sabitinin hesaplanmasında kullanılan bağıntılar Bakış ve ark. (2010)'da verilmiştir.

LT CMa'nın gözlenen eksen dönme dönemi U=69±5 yıl Bölüm 5'de elde edilmişti. Bu dönme dönemine genel görelilikten elde edilen relativistik katkı 0.00162 derece/çevrim veya gözlemin %6'sı kadardır. Eksen dönme döneminin relativistik etkiden arındırılmasıyla LT CMa'nın gözlemsel iç yapı sabiti $\log\bar{k}_{gozlem2}$=-2.53 bulunmuştur.

LT CMa'nın teorik iç yapı sabiti ($\log\bar{k}_{teorik2}$) standart Güneş bolluğunu varsayarak Claret (2004)'den alınmıştır. Tablolanmış değerler arasından bileşen yıldızların kütleleri ve çekim ivmelerinin aradeğer hesaplamalarıyla birinci ve ikinci bileşen için teorik iç yapı sabitleri sırasıyla -2.23 ve -2.18 bulunmuştur. Ortalama teorik iç yapı sabiti ise $\log\bar{k}_{teorik2}$=-2.22 hesaplanmıştır. Teorik iç yapı sabiti gözlemsel iç yapı sabitinden bileşen yıldızların kütlece daha fazla yoğunlaştığı yönünde bariz bir şekilde farklıdır. Bu durumun farklı nedenleri olabilir. Diğerleri arasında belki de en önemlisi eksen dönme dönemine göre analiz edilen gözlemsel veri aralığının küçük olması gösterilebilir.

Kaynaklar

Bakış, V., Bulut, İ., Bilir, S., Bakış, H., Demircan, O. & Hensberge, H. 2010, PASJ, 62, 129.
Bulut, İ. & Demircan, O. 2007, MNRAS, 378, 179.
Claret, A. 2004, A&A, 424, 919.

Claria, J. J. 1974, A&A, 37, 229.
ESA 1997, The Hipparcos Catalogue, ESA SP-1200.
Fitzgerald, M. P. 1970, A&A, 4, 23.
Girardi, L., Bressan, A., Bertelli, G., & Chiosi, C. 2000, A&AS 141, 371.
Johnson, H. L. & Morgan, W.W. 1953, ApJ, 117, 313.
Johnson, D. R. H. & Soderblom, D. R. 1987, AJ, 93, 864.
Kurucz, R. L. 1993, CD-ROM 13, 18, http://kurucz.harward.edu.
Otero, S. A. 2005, IBVS, 5631, 1.
Pojmanski, G. 2002, AcA, 52, 397.
Straižys, V. & Kuriliene, G. 1981, Ap&SS, 80, 353.
van Leeuwen, F. 2007, A&A, 474, 653.
Wilson, R. E. & Devinney, E. J. 1971, ApJ, 166, 605.
Wilson, R. E. 1994, PASP, 106, 921.

Ötegezegen Keşfindeki Zorluklar
Soğuk Yıldızlarda Gözlenen Farklı Hız Alanları

Özgür Baştürk[1⋆], Selim O. Selam[2] ve Thomas H. Dall[3]

[1] Ankara Üniversitesi Gözlemevi, 06832 Ahlatlıbel-Ankara
[2] Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 06100 Tandoğan-Ankara
[3] European Southern Observatory, ESO, Garching

Özet Bu çalışmada, seçilmiş bazı soğuk yıldızlar için Avrupa Güney Gözlemevi'nin (European Southern Observatory, ESO) La Silla/Şili'deki 3.6 metre birincil ayna çaplı teleskobuna bağlı, 1 m/s düzeyinde duyarlılıkla dikine hız gözlemleri yapılabilen HARPS tayfölçeri (bkz. Mayor vd. 2003) ile elde edilen yüksek çözünürlüklü tayflar üzerinde çizgi ortay (bisektör) analizlerinin gerçekleştirilmesi hedeflenmiştir. Bu yıldızlarda gözlenen olguların yarattığı dikine hız değişimleri ile bu olguların çizgi ortayları üzerinde neden olduğu değişimler arasındaki ilişkiler incelenmiş ve bu olguların, çizgi ortayları kullanılarak olası ötegezegenlerin neden olacağı dikine hız değişimlerinden nasıl ayrılabileceği tartışılmıştır.

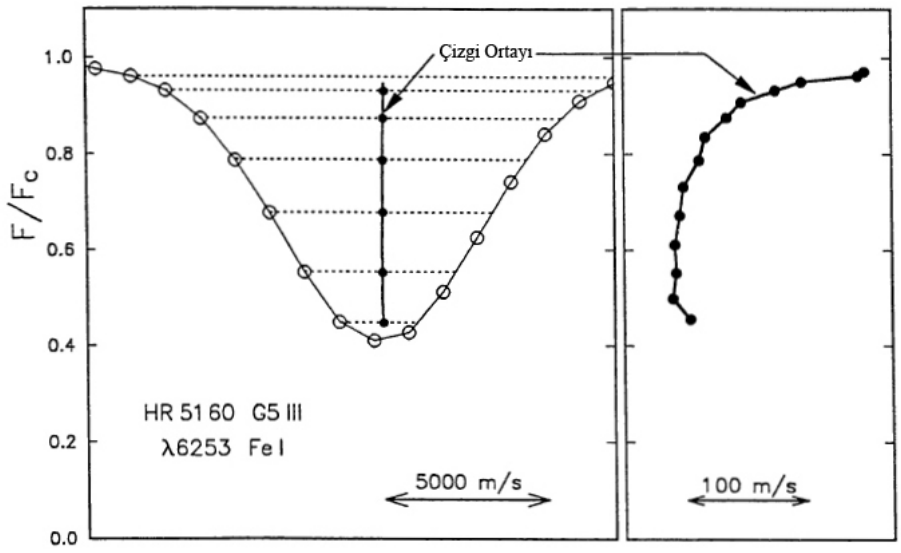
1 Giriş

Soğuk yıldızların tayflarında dikine hız değişimlerine neden olan pek çok olgu bulunmaktadır (Gray 2005). Bu olgulardan en önemlileri dönme, bulgurlanma (granülasyon), zonklama (pulsasyon), kaotik madde hareketleri, manyetik etkinlik kaynaklı lekeler gibi yıldızın doğasından kaynaklanan olgular ya da yıldıza fiziksel olarak bağlı bileşen ya da bileşenlerin var olmasıdır. Soğuk yıldızların dikine hız gözlemlerinde bu olguları birbirinden ayırt etmek, ele alınan yıldızı ya da ona bağlı bileşenleri çalışmak açısından büyük önem taşımaktadır.

Soğuk yıldızlardaki hız alanlarını çalışabilmek için radyal hız ve çizgi profil değişimlerinin iyi anlaşılması gereklidir. Çizgi profillerindeki değişimleri çalışmanın ve bu değişimleri ölçülebilir birer nicelik haline dönüştürebilmenin en iyi yollarından biri çizgi ortaylarını (bisektörlerini) çalışmaktır (Gray 1990). Bir çizginin ortayı, onun kırmızı kanadı ile mavi kanadını birleştiren ve dalgaboyu eksenine paralel doğruların orta noktalarını birleştiren eğridir (Şekil 1).

Çizgi profili asimetrilerini çalışmak için yüksek çözünürlüklü ve yüksek sinyal/gürültü oranına sahip tayflara ihtiyaç duyulur. Günümüzde kullanılan yüksek teknoloji ürünü teleskop - tayfölçer sistemleri ile yüksek çözünürlüklü tayflar elde edilebiliyor olsa da soğuk yıldızlar gibi sönük cisimlerin tayfsal gözlemlerinde istenilen sinyal/gürültü oranlarına ulaşabilmek için ya çok uzun poz süreleri vermek ya da kısa poz süresi ile alınan pek çok tayfı birleştirmek

⋆ obasturk@ankara.edu.tr



Şekil 1. Çizgi Ortayı (Bisektör) (Gray 1992)

gereklidir. Ancak, her iki seçenekte de kısa dönemli profil değişimlerinin gözlenememesi durumu ortaya çıkar. Yıldız tayflarının, tayf türüne uygun sentetik ya da parametreleri iyi bilinen gözlemsel tayflar, delta fonksiyonları ya da ikili (binary) fonksiyonlarla çapraz korelasyonu sonucu elde edilen çapraz korelasyon fonksiyonları (Cross Correlation Functions, CCF), korelasyonda dikkate alınan tüm çizgilerin ortalaması olan birer tayfsal çizgi olarak düşünülebilir (Dall vd. 2006). Bu özellikleri nedeniyle CCF, yüksek sinyal/gürültü oranına sahiptirler ve birleştirilmiş bir tayf yerine kısa poz süreli tek bir tayfı temsil edebilmeleri nedeni ile oldukça kullanışlıdırlar. Bir CCF profilinin ortayı, tekil çizgi ortayı ile aynı şekilde tanımlanır ve çapraz korelasyonda kullanılan çizgilerdeki profil değişimlerine duyarlıdır (Queloz vd. 2001).

Bu çalışmada, seçilmiş bazı soğuk yıldızların Avrupa Güney Gözlemevi'nin (European Southern Observatory, ESO) La Silla/Şili'deki 3.6 metre birincil ayna çaplı teleskobuna bağlı HARPS tayfölçeri ile elde edilen yüksek çözünürlüklü tayfları üzerinde çizgi ortay analizlerinin gerçekleştirilmesi hedeflenmiştir. Bu amaçla, ilk etapta HARPS arşivinde yüksek çözünürlüklü tayfsal verisi bulunan α Hor, μ Ara, ve τ Cet yıldızlarının çizgi ortay analizleri gerçekleştirilmiştir. Çizgi ortay analizlerini gerçekleştirmek üzere tarafımızdan Python programlama dili ile yazılmakta olan bilgisayar kodu söz konusu yıldızların analizleri için kullanılmış, elde edilen sonuçlar literatürde çizgi ortay analizi için kullanılmakta olan başka bir bilgisayar kodu ile karşılaştırılmıştır.

2 Gözlemsel Materyal ve Yöntem

Bu çalışmada, α Hor, μ Ara ve τ Cet yıldızlarının HARPS arşivinde yer alan yüksek çözünürlüklü tayfları kullanılmıştır. Gözlemsel yıldız tayfları ile HARPS uzmanları ile birlikte geliştirilen bir grup şablon tayf (template) kullanılarak elde edilen ve "ortalama birer tayfsal çizgi" olarak tanımlanabilecek (Dall vd. 2006) çapraz korelasyon fonksiyonlarının (CCF) ortayları, tayfsal çizgilerde yıldıza ait mekanizmalardan kaynaklanan profil bozulmalarını belirlemek ve modellemek üzere irdelenmiştir. Bu amaçla ortay şeklini niceliksel olarak ifade etmek üzere geliştirilen çizgi ortayı ölçütlerinden yararlanılmıştır (Dall vd. 2006).

HARPS tayfölçeri ile elde edilen tayfların, tayf türüne uygun olarak seçilen ve amaca uygun tayf çizgilerini içeren delta fonksiyonu yapısındaki şablon tayflarla çapraz korelasyona tabi tutulmasıyla elde edilen çapraz korelasyon fonksiyonları her tayfın 73. basamağında yer alır. Bu fonksiyonlar, şablon tayfta yer alan çizgilerin gözlemsel tayftaki karşılıklarının bir ortalaması olarak düşünülebilen birer tayfsal çizgi yapısındadır. Bu profillerin de ortaylarını almak ve ele alınan çizgilerdeki asimetrilerin bu ortaylarda da kendini göstereceğini düşünerek bu ortayları analiz etmek mümkündür.

Bu amaçla, HARPS tayfölçeri ile elde edilen daha geniş bir grup yıldızın tayflarını çalışmak üzere bu çalışmanın da bir parçası olduğu doktora projesi kapsamında Python bilgisayar programlama dili ile geliştirilmekte olan bilgisayar kodu kullanılarak ilk etapta HARPS arşivinde bulunan üç yıldızın (α Hor, μ Ara, τ Cet) gözlemleri analiz edilmiştir. Analiz sonuçları, Dr. Thomas Dall tarafından yine HARPS çapraz korelasyon fonksiyonlarının ortaylarını çalışmak üzere Perl programlama dili ile geliştirilen bilgisayar kodu kullanılarak elde edilen analiz sonuçları ile karşılaştırılmıştır. Yapılan karşılaştırmalar, Python programlama dili ile geliştirilmekte olan programın ilk sonuçlarının, daha önce geliştirilmiş ve bilimsel çalışmalarda kullanılmış bulunan (Dall vd. 2006) bilgisayar kodu kullanılarak elde edilen sonuçlarla tutarlı olduğunu göstermiştir.

3 Soğuk Yıldızların Tayflarında Dikine Hız Değişimine Neden Olan Etkiler

3.1 Bulgurlanma (Granülasyon)

Güneş benzeri yıldızlarda oldukça etkin olarak gözlenen bu olgu, yükselen sıcak granül hücrelerinin, alt katmanlara inen soğuk materyalle yer değiştirmesinin bir sonucudur. Yükselen sıcak hücreler gözlemcinin bakış doğrultusunda ona doğru yaklaşırken, içerdiği maddenin soğurma sürecine katkıda bulunduğu çizgiler de maviye kayar. Bu madde daha sonra granül hücrelerinin arasından, alt katmanlara iner ve gözlemcinin bakış doğrultusunda ondan uzaklaşır ve soğurma sürecine katkıda bulundukları çizgilerin kırmızıya kaymasına neden olur. Yükselen granül hücreleri daha sıcak ve parlak olduğundan katkısı (maviye kayma) daha fazladır. Her iki materyalin de soğurmada katkıda bulunduğu bir çizgi bu nedenle asimetrik olur. Asimetrik bir çizginin çizgi merkezini belirlemek, özellikle

çözünürlük düştükçe güçleşir ve bulgurlanma hareketindeki değişimlerin neden olduğu asimetri değişimleri bir dikine hız değişimi olarak algılanır. Söz konusu asimetrileri çalışmanın en iyi yolu, çizgi ortaylarını çalışmaktır. (Gray 1986).

3.2 Zonklama (Pulsasyon)

Yıldızın türüne bağlı olarak zonklama ya da zayıf salınımlar (osilasyonlar) dikine hız değişimine neden olurlar. Soğuk yıldızlarda etken mekanizma, Güneş'teki 5 dakikalık salınımlara benzer zayıf salınımlardır. Bu salınımlar çapsal ve simetrik olmadığı için gerçekleştikleri katmanda oluşan soğurma çizgilerinde asimetrilere neden olurlar.

3.3 Manyetik Etkinlik Kaynaklı Lekeler

Soğuk yıldızların manyetik etkinlik kökenli lekeleri onları çevreleyen fotosfere nazaran daha soğuktur ve fotosferde oluşan bazı soğurma çizgilerini soğurma sürecine katkıda bulunmazlar. Yıldızın dönmesi sonucu gözlemcinin bakış doğrultusuna göre konum değiştiren bu lekeler, soğurma sürecine katkıda bulunmadıkları bu çizgilerde, genellikle hatalı olarak "salma" şeklinde nitelenen hörgüç benzeri yapıların ortaya çıkmasına neden olurlar. Bu hörgüç yapısı, dönme sonucu çizgi üzerinde göç eder. Bir lekenin gözlemcinin bakış doğrultusuna dik doğrultudaki izdüşümü ne kadar büyük ya da leke fotosferden ne kadar farklı bir sıcaklıktaysa, lekenin soğurmada katkıda bulunmadığı çizgi üzerindeki asimetri (hörgüç) de o kadar büyük olur. Bu asimetriler de tıpkı bulgurlanmanın yarattığı asimetriler gibi dikine hız değişimleri olarak algılanır.

3.4 Olası Ötegezegenlerin Varlığı

Gözlenen yıldıza bağlı olası bir başka cismin varlığında, yıldızın ortak kütle merkezi etrafındaki hareketi nedeniyle tüm çizgileri periyodik olarak mavi ve kırmızıya kayar. Söz konusu cisim, yıldızın tayf çizgilerinde bir asimetriye yol açmaz. Ötegezegenler gibi cisimlerin neden olduğu dikine hız değişimleri bu nedenle çizgi asimetrileri ile birlikte gerçekleşmez. Bu noktada soğuk yıldızlarda dikine hız değişimine neden olan diğer etkilerden ayrışırlar. Bu nedenle, soğuk yıldızlarda dikine hız değişimi ile birlikte gerçekleşen çizgi asimetrilerini çalışmak dikine hız değişiminin kaynağını ortaya koymak ve varsa olası ötegezegenlerin keşfinin ve parametrelerinin doğru bir şekilde saptanmasını sağlamak açısından da gereklidir.

4 Çizgi Ortaylarını Kullanarak Asimetrileri Çalışmak

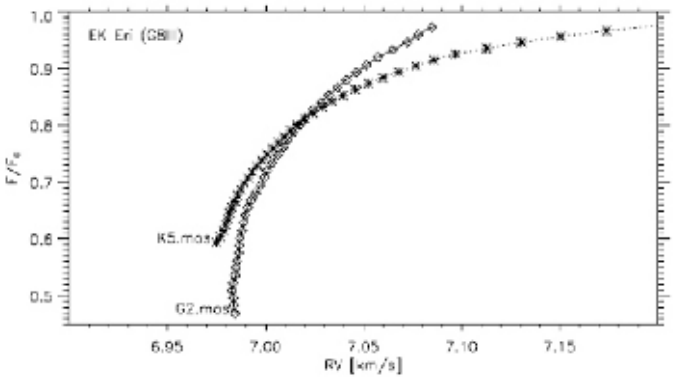
Profil asimetrilerini çalışmak için çizgi ortayları uzun süredir kullanılmaktadır (Gray 1990). Bu amaçla ortayın üzerinde farklı derinliklerdeki hızların ortalamalarını alarak oluşturulan ortay ölçütleri literatürde en sık kullanılan asimetri belirteçleridir. Bu ölçütlerden en yaygın olarak kullanılanı; çizgi ortayı

üzerinde iki akı düzeyi arasında kalan hızların ortalamaları arasındaki fark olarak tanımlanan "ortayın kapladığı hız alanı" (bisector velocity span) parametresidir (Queloz vd. 2001). Ayrıca ortay üzerinde farklı bölgeleri esas alan Ortayın Ters Eğimi (Bisector Inverse Slope, BIS), ortay eğikliği (curvature), ortayın taban hızı (bisector bottom velocity) gibi başka ölçütler de bulunmaktadır (Dall vd. 2006). Bu ölçütler ortay üzerinde farklı bölgelerdeki hızlara dayandırıldıkları için yıldız atmosferinin farklı katmanlarındaki hareketlere duyarlıdırlar.

Bir CCF profilinin ortayı da tıpkı tekil bir çizginin ortayı gibi tanımlanır ve çapraz korelasyonda kullanılan çizgilerdeki profil değişimlerine duyarlıdır. Profil değişimini nicel hale getirebilmek amacıyla oluşturulan ortay ölçütleri de CCF ortaylarını analiz etmek için kullanılabilirler. CCF ortayı ölçütlerinin, profil değişimlerini iyi temsil edip etmediğini anlamak üzere profil değişimlerine neden olan olgularla ilişkilerini ortaya koymak önem taşımaktadır. Dall vd. 2006 bu amaçla, CCF ortayları ile çizgi profili değişimlerine neden olan olguların başka gözlemsel sonuçları arasındaki ilişkileri sorguladılar. Çizgi profili asimetrileri ile birlikte dikine hız değişimlerine neden olan yıldızın kendi doğasından kaynaklanan özdeğişimlerin, ortay ölçütleri üzerinde de değişime yol açtığını gördüler.

CCF ortaylarındaki değişimin dikine hız değişimleri ile korelasyonunun ötegezegen keşiflerinde, dikine hız değişiminin ötegezegen kaynaklı olup olmadığının denetlenmesinde kullanılması yaygın hale gelmiştir (Queloz vd. 2001). Daha önce çevresinde gezegen olduğu düşünülen bazı yıldızlarda dikine hız değişimlerinin yıldızların özdeğişimlerinden kaynaklanabildiği belirlenirken (Huélamo vd. 2008), bazı durumlarda da yıldıza ait etkiler ayıklandıktan sonra geriye kalan dikine hız değişimlerinin ötegezegen kaynaklı olabildiği de görülmüştür (Melo vd. 2007). Yıldızlardaki özdeğişimlerin yarattığı dikine hız değişimlerini, bu özdeğişimlerin fotometrik gözlemlerle elde edilen ışık şiddeti, renk değişimleri gibi gözlemsel karşılıklarıyla ilişkilendirmek; yıldızın tayfında özdeğişim belirteci olabilecek salma çizgilerinin varlığını sorgulamak, bulguları polarizasyon gözlemleri ve/veya yıldızın farklı dalgaboylarında yapılan dikine hız gözlemleri ile desteklemek de dikine hız değişimi yaratan etkileri birbirinden ayırt edebilmek açısından önemlidir.

CCF ortaylarının yapısı ve buna bağlı olarak ortay ölçütleri, çapraz korelasyon için kullanılan sentetik ya da gözlemsel tayflara veya seçilmiş bazı çizgilerin dalgaboyları kullanılarak üretilen ikili (binary) ya da delta fonksiyonlarının yapısına bağımlılık gösterir (Şekil 2). Ayrıca çapraz korelasyon için seçilen çizgilerin oluştuğu atmosfer derinliği, çizginin yakınında onunla karışabilecek (blend) başka bir çizginin var olup olmadığı da CCF profilini dolayısı ile ortay ve ölçütlerini de etkiler (Dall vd. 2006). Bu nedenle çapraz korelasyon için kullanılan şablon tayfların oluşturulması ve her tayf türü için en uygun şablon tayfların seçilmesi büyük önem taşımaktadır.



Şekil 2. EK Eri yıldızına ilişkin gözlemsel tayfın iki farklı tayf türüne uygun olarak hazırlanmış delta fonksiyonları ile çapraz korelasyonu sonucu elde edilmiş CCF ortayları (Dall vd. 2006).

5 HARPS Tayflarında Ortay (Bisektör) Analizi

Bu çalışmayı da içeren bir doktora projesi kapsamında HARPS tayfölçeriyle alınmış 33 soğuk yıldızın tayflarına ait CCF ortayların analizlerinin yapılması hedeflenmiştir. Bu amaçla, HARPS uzmanlarıyla ile iletişim halinde ve Python programlama dili ile bir bilgisayar kodu geliştirilmektedir. Bunun için daha önceden ortay analizlerini yapabilmek üzere Güney Avrupa Gözlemevi (European Southern Observatory, ESO) çalışanlarından Dr. Thomas Dall tarafından Perl programlama dili ile geliştirilen bir bilgisayar kodu temel alınmıştır. Bu kodun önemli eksikleri bulunmaktadır. Bu çalışma dahilinde bu eksikliklerin de giderilmesi ve modüler, kullanıcı dostu, güvenilir bir bilgisayar kodunun da hazırlanması amaçlanmıştır.

Geliştirilen kod, kullanılmakta olan Perl kodu gibi HARPS tayflarından CCF ortaylarının çıkarılmasını ve ortaylar üzerinde istenen ölçümlerin yapılabilmesini sağlamasının yanı sıra çeşitli yöntemler kullanılarak dikine hız ve eşdeğer genişlik ölçümlerinin de yapılabilmesini sağlayacak düzeye gelmiştir. Elde edilen sonuçların güvenilirliğini araştırmak üzere HARPS arşivinde yer alan, analiz edilecek 33 soğuk yıldızın verisine benzer nitelikteki α Hor, μ Ara, ve τ Cet yıldızlarının birer gecede alınmış tayflarının CCF ortayları, geliştirilmekte olan Python kodu ve analizlerde daha önceden kullanılan Perl kodu kullanılarak analiz edilmiş ve sonuçlar karşılaştırılmıştır.

5.1 Ortay Analiz Kodu ile Elde Edilen İlk Sonuçlar

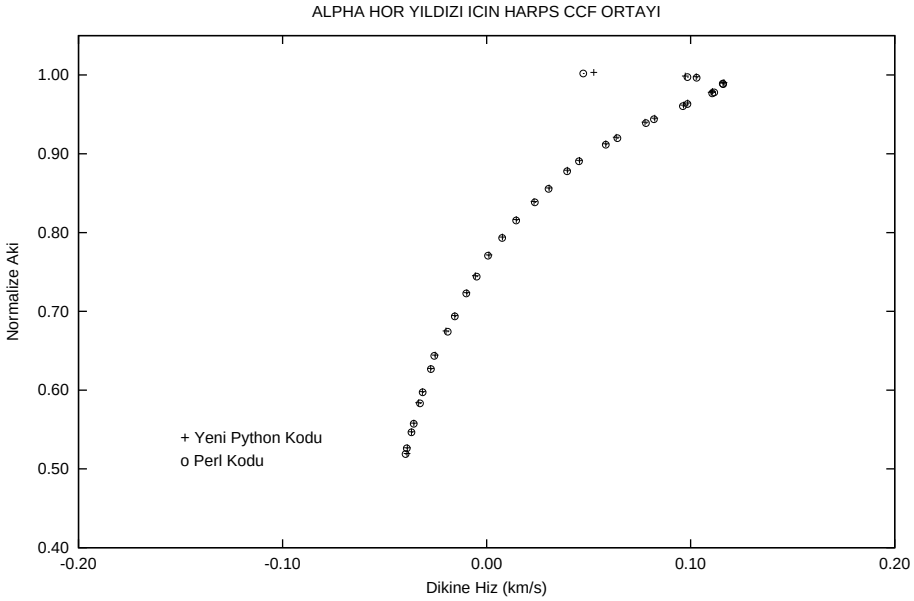
Ortayın, ölçütler elde etmek üzere analiz edilebilmesi için öncelikle CCF profilinin bir HARPS echelle tayfının 73. basamağından çıkarılması gereklidir. Bu profilde sürekliliğe normalizasyon ve profil için kullanılacak alan, Python kodu ile

kullanıcı tarafından interaktif olarak ya da komut satırından belirlenir. Ardından kod, profilin kırmızı ve mavi kanatlarındaki her bir fiziksel nokta için diğer kanatta onunla aynı akı seviyesinde bir nokta elde etmek üzere interpolasyon işlemi gerçekleştirir. Bunun için üçüncü dereceden bir spline fonksiyonu kullanır. Daha sonra her fiziksel nokta ile ona karşılık gelen interpole noktaya karşılık dikine hızlar toplanıp ikiye bölünerek ortay noktaları hesaplanır.

Şekil 3'te HARPS tayfölçeri ile 29 Ekim 2004 tarihinde alınmış α Hor yıldızının CCF profilinin tarafımızdan geliştirilen Python bilgisayar kodu ve ortay analizlerinde kullanılan ve Dr. Thomas Dall tarafından geliştirilen Perl bilgisayar kodu ile çıkarılmış ortayının bir karşılaştırması yer almaktadır. Kullanılan interpolasyon fonksiyonları ve süreklilik için seçilen bölgeler arasında küçük farklılıklar olmasına karşın ortaylar arasında uyum görülmektedir. Özellikle interpolasyon fonksiyonları arasında, veri setini temsil açısından yapılan değişiklikler kendini ortayın en üst ve en alt noktalarında göstermektedir. Ancak, her iki bölgedeki farklar büyük değildir ve farkın daha büyük olduğu sürekliliğe yakın üst bölge, ortay ölçüt hesaplarında sinyal/gürültü oranının düşük olması sebebiyle kullanılmamaktadır. Her iki bilgisayar kodu kullanılarak elde edilen CCF ortayları üzerinde yapılan ölçümler de uyum göstermekte, tarafımızdan geliştirilen kodla elde edilen ortay ölçütlerinin analiz için güvenle kullanılabilir olduğunu ortaya koymaktadır.

6 Sonuç ve Değerlendirme

Çalışma bir doktora çalışması olarak sürdürülmektedir. Geliştirilen bilgisayar kodunun sonuçları literatürde ortay analizlerinde daha önce kullanılmış (Dall vd. 2006) bilgisayar kodunun sonuçları ile uyuşmaktadır. Kodun, başka özelliklerin de eklenmesiyle geliştirilmesi yönündeki çalışma sürmektedir. 33 soğuk yıldız için literatürde sık kullanılan tüm ortay ölçütleri elde edilecek, değerlendirilmek istenen astrofizik probleme uygun olarak yeni ölçütler araştırılacak ve bu ölçütler ile dikine hız değişimleri arasındaki ilişki sorgulanacaktır. Bu çalışma ile amaçlanan yüksek dikine hız hassasiyetine sahip bir tayfölçerle elde edilen tayfların, uygun şablon tayflarla çapraz korelasyonuyla elde edilecek CCF profilllerinin ortaylarının, tayfsal çizgilerde asimetri çalışmaları yapmak üzere kulllanışlılığını belirleyerek, bu ortaylar üzerinde tanımlanan ya da tanımlanacak nicel ölçütlerden hangilerinin soğuk yıldızlarda dikine hız değişimi yaratan hangi olgulara daha duyarlı olduğunu saptamaktır. Bu amaçla, en uygun şablonları belirleyebilmek üzere HARPS uzmanları ile birlikte bir çalışma da yürütülecek ve bu şablonlar için ele alınmak istenen astrofizik probleme uygun çizgi listeleri oluşturulacaktır. Ayrıca çalışılacak soğuk yıldızlarda dikine hız değişimine neden olan olguların tayfsal ve fotometrik gözlemlerdeki diğer karşılıklarının da aranması ve bu olguların düzeylerinin saptanması da hedefler arasındadır.



Şekil 3. Farklı iki bilgisayar kodu ile elde edilen CCF ortayları

7 Teşekkür

Yazarlardan Özgür Baştürk kendisini 2211-Yurt İçi Doktora Burs Programı ile desteklemekte olan TÜBİTAK Bilim İnsanı Destekleme Daire Başkanlığı (BİDEB)'na teşekkürlerini sunar.

Kaynaklar

Dall, T.H., Santos, N.C., vd.: Bisectors of the Cross Correlation Function Applied to Stellar Spectra A&A **454** (2006) 341–348

Gray, D.F.: The Rotation Effect - A Mechanism for Measuring Granulation Velocities in Stars PASP **98** (1986) 319–324

Gray, D.F.: High Resolution Spectroscopy Why How and What For MmSAI **61** (1990) 503–511

Gray, D.F.: Stellar Convection: The Observations ASPC **26** (1992) 127–138

Gray, D.F.: The Observation and Analysis of Stellar Photospheres Cambridge University Press (2005) 3rd edition

Huélamo, N., Figueira, P.: TW Hydrae: evidence of stellar spots instead of a Hot Jupiter A&A **489** (2008) L9–L13

Mayor, M., Pepe, F., vd.: Setting New Standards with HARPS Messanger **114** (2003) 20–24

Melo, C., Santos, N.C., vd.: A New Neptune Mass Planet Orbiting HD219828 A&A **467** (2007) Issue:2 721–727

Queloz, D., Henry, G.W., vd.: No Planet for HD 166435 A&A **379** (2001) 279–287

Queloz, D., Mayor, M.: A Jupiter-mass companion to a solar-type star Nature **378** (1995) 355–359

NGC 1513 Açık Kümesinin CCD BV ve 2MASS Fotometrik İncelenmesi

Selçuk Bilir[1⋆], Tolga Güver[2], İrek Hamitoğlu[3], Tansel Ak[1,3], Serap Ak[1], B. Coşkunoğlu[1], Ernst Paunzen[4] ve Esma Yaz[1]

[1] İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, İstanbul, Türkiye
[2] Arizona Üniversitesi, Astronomi Bölümü, Tucson, Amerika Birleşik Devletleri
[3] TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi, Antalya, Türkiye
[4] Viyana Üniversitesi, Astronomi Enstitüsü, Viyana, Avusturya

Özet Bu çalışmada NGC 1513 açık kümesinin TÜBİTAK Ulusal Gözlemevinden (TUG) alınan CCD BV optik verileriyle JHK$_S$ kızılötesi verilerinden elde edilen sonuçlar sunulmaktadır. Küme doğrultusunda V = 19 limit görünen kadire kadar 609 yıldız gözlenmiştir. Yıldız sayım yöntemi kullanılarak kümenin merkezi koordinatlarının $\alpha = 04^h09^m36^s$, $\delta = 49^o28^{'}43^{''}$ (J2000), açısal çapının r =10 yay dakikası büyüklüğünde olduğu görülmüştür. Optik ve yakın kızılötesi iki renk diyagramlarının analizinden küme doğrultusundaki renk artığı değerleri, sırasıyla, E(B-V)=0^m.68 ±0.06, E(J-H)=0^m.21±0.02, E(J-K$_s$)=0^m.33±0.04 olarak hesaplanmıştır. Küme renk-kadir diyagramlarının optik ve yakın kızılötesinde oluşturulan sıfır yaş anakollarıyla karşılaştırılma-sından ortalama uzaklık modülü (m-M)$_o$=10.80±0.13 olarak hesaplanmış ve kümenin uzaklığı 1440±80 pc bulunmuştur. Padova eş-yaş eğrileri kullanılarak kümenin metal bolluğu ve yaşı, sırasıyla, Z=0.015±0.004 ([M/H]=-0.10±0.10 dex) ve log (t/yıl)= 8.40±0.04 bulunmuştur.

1 Giriş

Sistematik açık küme çalışmaları Galaktik yapı ve yıldız oluşumunun yanı sıra yıldız evriminin anlaşılmasına yardımcı olmaktadır. Optik ve yakın kızılötesi fotometrik verileri açık kümelerin yaş, metal bolluğu ve uzaklık gibi temel parametrelerinin belirlenmesinde kullanılır. Bu amaç için gözlenen yıldızların renk-kadir diyagramları oluşturulur. Çalışmada, NGC 1513 açık kümesinin optik ve yakın kızılötesi verileri analiz edilerek kümenin temel parametreleri elde edilmiştir.

NGC 1513 genç açık kümesi düşük merkezi yoğunluklu, kısmen zengin Trümp-ler sınıfı II 1m olarak sınıflandırılmıştır. Küme doğrultusunda 55 yıllık fotoğraf plaklarını inceleyen Bronnikova (1958a) küme hakkındaki ilk astrometrik çalışma-yı gerçekleştirmiştir. Barhatova ve Drjakhlushina (1960), Bronnikova'ın (1958b) listesindeki 49 yıldızın fotoğrafik ve fotogörsel parlaklıkları yayınlanmıştır. Del Rio ve Huestamendia (1988), küme bölgesindeki

⋆ sbilir@istanbul.edu.tr

31 yıldızın UBV fotoelektrik parlaklıklarıyla 116 yıldızın RGU fotoğrafik parlaklıklarını elde etmişlerdir. RGU verilerinin analizden kümenin renk artığı, uzaklığı ve yaşı, sırasıyla, E(G-R)= $0^m.93$, d=1320 pc ve log (t/yıl)=8.18 bulunmuştur. Frandsen ve Arentoft (1998) yıldız evrim modellerini test etmek üzere NGC 1513'in BV fotometrisini kullanmışlardır. Küme doğrultusundaki 333 yıldızın astrometrik verisini inceleyen Frolov ve diğ. (2002) 33 olası küme üyesi yıldızı belirlemişlerdir. Kümenin ilk BV CCD ölçümleri Frolov ve diğ. (2002) tarafından yapılmış ve kümenin Güneş bolluğunda, log (t/yıl)=8.40 yaşında olduğu bulunmuştur. Küme hakkında yapılan literatürdeki en son çalışma Maciejewski ve Niedzielski'ye (2007) aittir. Araştırma-cılar Galaktik 42 açık kümenin CCD BV fotometrisini inceleyerek kümelerin yapısal ve astrofiziksel parametrelerini tayin etmişlerdir. NGC 1513'in CCD BV fotometrik incelemelerinden kümenin renk artığını, uzaklık modülünü ve yaşını, sırasıyla, E(B-V)=$0^m.76$, (m-M)=$12^m.96$ ve log (t/yıl)=7.4 bulmuşlardır.

Bu çalışmada, NGC 1513 açık kümesinin TUG'dan CCD BV gözlemleri yapılmış ve indirgenen optik verileri 2MASS fotometresindeki verileriyle birleştiril-miştir. Optik ve yakın kızılötesi verilerinin bir arada analizinden kümenin renk artığı, uzaklık modülü, metal bolluğu ve yaşı belirlenmiştir.

2 Gözlemler ve Veri İndirgemesi

2.1 Optik veriler

NGC 1513 açık kümesinin CCD BV fotometrik gözlemleri, 8-9 Ekim 2004 tarih-leri arasında TUG'daki RTT150 teleskobuna takılı ANDOR DW436 CCD kamerasıyla (arkadan aydınlatmalı, 2k×2k, 13.5×13.5μm) yapılmıştır. CCD üzerinde-ki görüntü gökyüzünde $8^{'} \times 8^{'}$ bir alana karşılık gelmektedir. NGC 1513'in açısal çapı yaklaşık $15^{'} \times 15^{'}$ bir alana yayıldığı için NGC 1513'ün dört eşit parçadan meydana gelen mozaik bir görüntüsü oluşturulmuştur.

Her bir alt alan için B ve V filtrelerinde altı görüntü alınmış ve her bir filtre için bu görüntülerin medyanı alınarak tek bir görüntüye indirgenmiştir. Gözlem indirgemelerinde IRAF'ın DAOPHOT paketi kullanılmıştır (Stetson 1987; 1992). PSF belirlenirken izole olmuş yıldızlar tercih edilmiştir. Her bir görüntü için oluşturulan kataloglarda kaynakların konum, parlaklık ve aletsel kadirlerinin ortalama değerleri yer almaktadır. V=10 kadirden daha parlak yıldızlar CCD kamera üzerindeki piksellerin doymasından dolayı ölçülememiştir.

Aletsel b ve v kadirleri Johnson'ın standart B ve V kadirlerine çevrilirken Del Rio ve Huestamendia (1988) ile Frandsen ve Arentoft'un (1998), sırasıyla, fotoelektrik UBV ve CCD UBV fotometrileri için vermiş oldukları standart alan yıldızlarının parlaklıkları kullanılmıştır. Del Rio ve Huestamendia (1988) ve Frandsen ve Arentoft'tan (1998) alınan 31 standart yıldızın kadir ve renk aralıkları, sırasıyla, 12<V<18 ve 0.55<B-V<1.70, standart yıldızların parlaklık ve renklerindeki hatalar ise ±0.02 ve ±0.01 kadirdir. Her bir alt alan, içine 8-11 standart yıldız düşecek şekilde ayarlanmıştır. Standart yıldızlar kullanılarak alandaki diğer yıldızların standart kadirleri hesaplanmıştır. Ortalama renk ve

parlaklık farklarıyla bu farkların standart sapmaları, sırasıyla, 0.005, -0.011 ve 0.07, 0.07 kadirdir.

2.2 Yakın kızılötesi verileri

JHK$_S$ fotometrik verileri, İki Mikron Tüm Gökyüzü Taraması'ndan (2 Micron All Sky Survey; 2MASS) alınmıştır. 2MASS, tüm gökyüzünü J (1.25 μm), H (1.65 μm), K$_S$ (2.17 μm) filtrelerinde iki tane otomatik 1.3'lik teleskop ile taramıştır. Verilerin fotometrik belirsizliği K$_S$ $\sim$16.5 kadir için 0.155'ten küçüktür; ki bu da $|b| > 25^o$ için 2MASS yıldızlarının fotometrik tamlığıdır (Skrutskie ve diğ., 2006). NGC 1513 doğrultusunda 25 yay dakika karelik bir alan Cutri ve diğ.'nin (2003) Nokta Kaynak Kataloğu'ndan alınmıştır. Alanın limit kadirleri J=16.5$\pm$0.125, H=16.0$\pm$0.143 ve K$_S$=15.5$\pm$0.175'dir. Fotometrik hatalar yüksek enlemlerdeki yıldız alanları için verilen hatalar ile uyumludur.

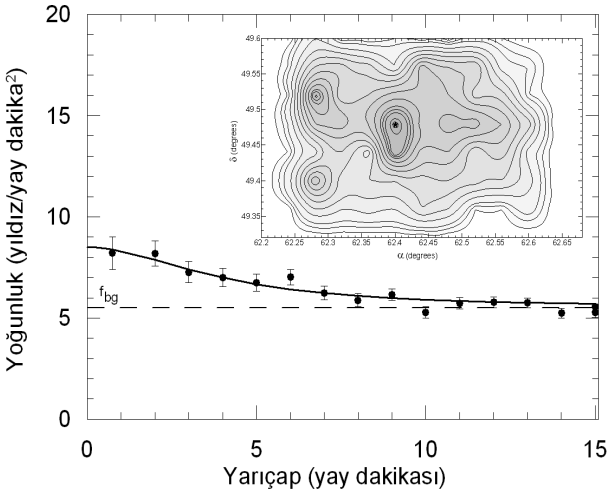
BV fotometrisinde 609 yıldız gözlenmiştir. Bu yıldızlar Cutri ve diğ.'nin (2003) Nokta Kaynak Kataloğu'yla eşleştirilerek 606 yıldızın 2MASS verileri elde edilmiştir. Bu 606 yıldızdan 534'ünün fotometrik kalitesi en yüksektir (AAA). 2MASS parlaklık ve renk hataları $0.018 \leq \sigma_J \leq 0.145$, $0.032 \leq \sigma_{J-H} \leq 0.232$ ve $0.030 \leq \sigma_{J-K_s} \leq 0.241$'dir. Optik verilerin hassasiyetinin yakın kızılötesi verilerine göre daha iyi olduğu görülmektedir.

3 Veri Analizi

3.1 Küme merkezi ve radyal yoğunluk profili

NGC 1513, düşük yoğunluklu bir açık kümedir. Kümenin merkezi, gözle kabaca belirlenebilir. Küme merkezini daha duyarlı belirleyebilmek için küme görüntüsü 1 yay dakika karelik alanlara ayrılarak her bir alandaki yıldızların sayımı yapılmıştır. Bu analizi takiben her alanın yüzey yoğunluğu hesaplanmış ve bu alanlarda içinde en yüksek yoğunluğa sahip alan kümenin merkezi olarak kabul edilmiştir (Şekil 1). Şekil 1'deki yıldız sembolü kümenin merkezi koordinatlarını göstermektedir. Bu noktanın ekvatoral ve Galaktik koordinatları, sırasıyla, $\alpha_{2000} = 04^h09^m36^s$, $\delta_{2000} = +49^o28'43''$ ve $l = 152^o.57$ ve $b = -1^o.64$'dir. Bu sonuç Maciejewski ve Niedzielski'nin (2007) $\alpha_{2000} = 04^h09^m46^s$, $\delta_{2000} = +49^o28'28''$ değerleriyle uyumlu, Frolov ve diğ.'nin (2002) $\alpha_{2000} = 04^h10^m38^s$, $\delta_{2000} = +49^o31'00''$ değerlerinden biraz farklıdır. Çalışmamızın hem optik hem de yakın kızılötesi verilerden oluştuğu dikkate alındığında bu çalışmada hesaplanan küme merkezine ait koordinat bilgilerinin daha doğru olacağı aşikârdır.

Kümenin radyal yoğunluk profilini oluşturmak için küme merkezinden r$\leq$1 yay dakikalık uzaklıklar içinde bulunan yıldızlar sayılmıştır. Bu analiz küme merkezinden r=15 yay dakika uzaklığına kadar 1 yay dakikalık adımlar ile gerçekleştirilmiştir. Bir sonraki adımda, bir önceki alandaki yıldızlar bir sonraki alanda bulunan yıldız sayılarından çıkartılarak incelenen bölgeye ait yıldız sayıları hesap-lanmıştır. Her bir alandaki yıldız sayıları bulundukları daire parçasının alanına bölünmek suretiyle yoğunluklar tayin edilmiştir. Her alandaki yoğunluk belirsiz-liği Poisson gürültü istatistiğine göre hesaplanmıştır.



Şekil 1. NGC 1513 açık kümesinin radyal yüzey dağılımı. Noktalar: gözlemsel verileri, düz çizgi: King profilini, kalın kesikli çizgi: gözlemsel zemin yıldızlarının sayısını göstermektedir. Grafiğin sağ üst kısmında yer alan kontur haritası kümenin yıldız sayım değerlerini göstermektedir.

Küme merkezinden itibaren r=15 yay dakikası uzaklık içindeki her bir alan için hesaplanan yoğunluk değerleri Şekil 1'de gösterilmiştir. Küme merkezinde görülen ρ=8.5 yıldız/yay dakika kare maksimum yoğunluk, merkezden r=15 yay dakika uzaklığında ρ=5.5 yıldız/yay dakika kare değerine azalıyor. Yoğunluk r$\sim$10 yay dakika uzaklığında azalarak asimptot oluyor ve bu uzaklığın ötesinde az sayıda küme yıldızı bulunuyor. Çalışmada kümenin yapısal parametrelerini belirlemek için deneysel King modelini kullanıldı (King, 1966). King modeli şu şekilde verilir:

$$\rho(r) = f_{bg} + \frac{f_o}{1 + (r/r_c)^2}, \tag{1}$$

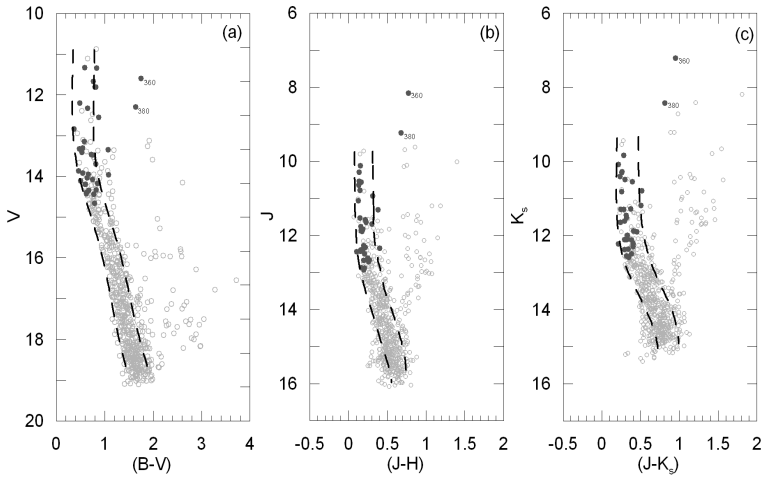
burada f_{bg}, f_0 ve r_c, sırasıyla, zemin ve merkezi yıldız yoğunluklarını ve kümenin kor yarıçapını göstermektedir. Şekil 1'den görüleceği gibi zemin yıldızı yoğunluğu değeri f_{bg}=5.5 yıldız/yay dakika karedir. Gözlemsel verilerinin King modeline uyumunda minimum χ^2 analizinden faydalanılmıştır. χ^2 analiziyle merkezi yıldız yoğunluğu ve kümenin kor yarıçapı, sırasıyla, f_0=3.00$\pm$0.31 yıldız /yay dakika kare ve r_c=3.98$\pm$0.55 yay dakikası olarak hesaplanmıştır. Analizin serbestlik derecesi (dof) 0.11 ve korelasyon katsayısı R^2=0.89'dur. Şekil 1'de içi dolu noktalar gözlemsel değerleri, kalın çizgi ise King profilini göstermektedir. Gözlemsel noktaların belirsizlikleri Poisson hatalarından hesaplanmıştır.

Maciejewski ve Niedzielski (2007) King modelini (King 1962) kullanarak 42 açık kümenin yapısal parametrelerini analiz etmişlerdir. Analizleri sonucunda NGC 1513 açık kümesi için yapısal parametreleri şu şekilde tayin etmişlerdir: r_{lim}=9.2, r_c=3.7 yay dakikası, f_0=2.47 ve f_{bg}= 1.04 yıldız/yay dakika kare.

Sonuçlarımızı Maciejewski ve Niedzielski (2007) çalışmasıyla karşılaştırdığımızda kümenin limit çapı ve kor çapının uyumlu, merkezi ve zemin yıldız yoğunluğunun ise biraz farklı olduğu görülmüştür.

3.2 Renk kadir diyagramları

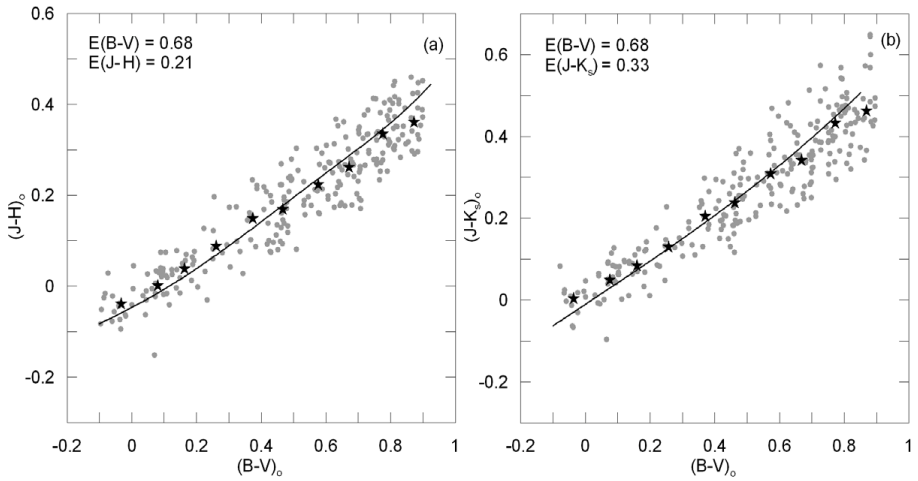
Şekil 2'de NGC 1513 açık kümesi için optik (B-V/V) ve yakın kızılötesi (J-H/J, J-K_s/K_s) bölge için renk kadir diyagramları oluşturulmuştur. Kümenin merkezi yoğunluğu düşük olduğundan radyal yıldız yoğunluk profili kullanarak bir yıldızın küme elemanı olup olmadığını anlamak zordur. Muhtemel küme yıldızlarını seçebilmek için merkezden 5 yay dakikası uzaklığı içinde bulunan tüm yıldızlar alınmıştır. Bu şart altında örneğimiz 343 anakol yıldızına azalmıştır. Bu yıldızlar Şekil 2a-c'deki renk-kadir diyagramında iki kesikli çizginin arasında bulunmaktadır. Ayrıca, kesikli çizgilerin arasında 5<r≤15 yay dakikası uzaklık aralığında 110 yıldız daha bulunmaktadır. Bu değer Şekil 2'deki kirlenmenin %24 civarında olduğunu göstermektedir. Frolov ve diğ.'nin (2002) yüksek olasılıklı küme yıldızlarını ve 5 yay dakikalık yarıçapta yer alan yıldızları kullanarak daha hassas bir anakol elde edilmiştir. Bu da kümenin uzaklığını daha duyarlı bir şekilde tayin edilmesine olanak sağlar.



Şekil 2. NGC 1513 açık kümesinin optik ve kızılötesi renk kadir diyagramları. İçi boş daireler: bu çalışmadaki yıldızları, içi dolu daireler: Frolov ve diğ.'nin (2002) yüksek olasılıklı küme üyesi yıldızlarını, kesikli çizgiler: $r \leq 5$ yay dakikası içinde bulunan yıldızların renk kadir diyagramı üzerindeki yerlerini göstermektedir.

3.3 İki renk diyagramları ve renk artıkları

Şekil 3'de r≤5 yay dakikası içinde yer alan yıldızların optik ve yakın kızılötesi iki renk diyagramları verilmiştir. Küme doğrultusunda kızarmayı belirlemek için Pickles'ın (1998) sentetik kütüphanesi kullanılmıştır. Metal bolluğu [M/H]=0 dex ve farklı spektrel tiplerdeki anakol yıldızlarının (B-V), (V-J), (V-H), (V-K) fotometrik verileri Pickles'dan (1998) alınmıştır. Pickles'ın (1998) yakın kızılötesi verileri Johnson sisteminde tanımlandığı için fotometrik veriler Carpenter'ın (2001) dönüşüm formülleriyle 2MASS sistemine çevrilmiştir. Bilir ve diğ.'lerinin (2008) Tablo 3'de verdiği standart anakol ile gözlem verilerimizi içeren iki renk diyagramları Şekil 3'te gösterilmiştir. Küme doğrultusundaki kızarmayı tayin edebilmek için gözlemsel veriler ağırlık verilerek şekil üzerinde yıldız sembolüyle gösterilen 10 noktaya indirgendi. 10 kuvvetli gözlem noktası standart anakolu en iyi şekilde temsil edilinceye kadar şekil üzerinde iki yönde kaydırıldı. Şekil 3'te gösterilen iki renk diyagramları için elde edilen renk artıkları şu şekilde bulunmuştur: E(J-H)=0.21±0.02, E(B-V)=0.68±0.06 ve E(J-K_s)=0.33±0.04, E(B-V)=0.68±0.06.



Şekil 3. Optik ve kızılötesi iki renk diyagramları. İçi dolu daireler: $r \leq 5$ yay dakikası içinde bulunan yıldızları, çizgi: Pickles'ın (1998) sentetik anakolunu ve yıldız sembolü: kümedeki anakol yıldızların geometrik yerlerini göstermektedir.

3.4 Kümenin uzaklığı ve yaşı

Sıfır Yaş Anakol (ZAMS) çakıştırma yöntemi kümenin uzaklığının tayininde kullanılmıştır. ZAMS, bu çalışmada hesap edilen E(B-V)=$0^m.68$ renk artığı dikkate alınarak kızartılmıştır. Daha sonra ZAMS, kümenin anakolunuyla üst

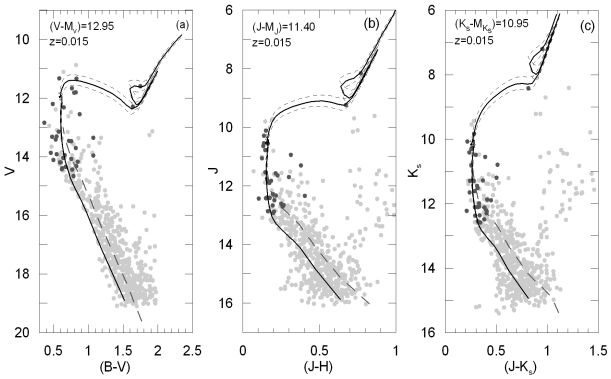
üste gelecek şekilde kaydırılmıştır. Bu analizden kümenin uzaklık modülü (V-M_V)=$12^m.95$ olarak hesaplanmıştır.

Kızılötesi filtreler için ZAMS seçiminde Güneş bolluğundaki Padova eş-yaş eğrileri kullanılmıştır. 2MASS ZAMS verileri Marigo ve diğ.'nden (2008) alınmıştır. Optik verilere uygulanan yöntemde olduğu gibi kızılötesi ZAMS'lar da, bu çalışma-da elde edilen E(J-H)=$0^m.21$ ve E(J-K_s)=$0^m.33$ değerler ile kızartılmıştır. J/(J-H) ve K_s/(J-K_s) renk kadir diyagramlarında anakol çakıştırma yöntemiyle elde edilen uzaklık modülü değerleri, sırasıyla, (J-M_J) =$11^m.40$ ve (K_s-M_{Ks})=$10^m.95$' dir. Bu çalışmada tayin edilen optik ve yakın kızılötesi uzaklık modüllerinin kızarmadan arındırılmasında Fiorucci ve Munari'nin (2003) A_V=3.1 E(B-V), A_J=0.887E(B-V) ve A_{Ks}=0.322E(B-V) bağıntıları kullanılarak (V-M_V)=$10^m.84$
$\pm$0.19, (J-M_J)=$10^m.80\pm0.10$ ve (V-M_{Ks})=$10^m.73\pm0.10$ olarak hesap edilmiş ve bu değerler de, sırasıyla, NGC 1513'ün uzaklığı 1472, 1445 ve 1400'e karşılık gelmiştir.

Bu çalışmada renk artığı değerleri ve uzaklık modülleri farklı yöntemler ile bulunmuşken NGC 1513'ün tayfsal bir çalışması olmadığı için metal bolluğu tayin edilememiştir. Ancak optik ve yakın kızılötesi filtrelerde, $0.0095< Z <0.024$ ağır element bolluğu aralığında birkaç eş yaş eğrisi üretilmiştir. Her bir renk-kadir diyagramında ZAMS dışında log(t/yıl)=8.40 ve log(t/yıl)=8.60 eş yaş eğrileri de işaretlenmiştir. Yapılan analizlerden Z=0.015'lik eş yaş eğrisi kümenin anakolunu, anakolunun dönüm noktasını ve dev yıldızlarını en iyi şekilde temsil etmiştir. Bu nedenle Z=0.015 ağır element bolluğu ([M/H]=-0.10 dex) kümenin metal bolluğu olarak kabul edilmiştir.

Duyarlı bir şekilde yaşı tayin edebilmek için ağır element bolluğu Z=0.015'teki eş yaş eğrileri için üç farklı yaş değeri (log(t/yıl)=8.35, log(t/yıl)=8.40 ve log(t/yıl)
=8.44) renk-kadir diyagramlarına ilave edilmiştir (Şekil 4). log(t/yıl)=8.40'lik eş yaş eğrisi kümenin yaşını en iyi temsil eden eğri olarak görülmektedir; çünkü söz konusu yaş eğrisi hem anakolu, hem de kümenin dev yıldızlarını en iyi şekilde temsil etmiştir. log(t/ yıl)=8.40'lık eş yaş eğrisindeki kanca (Şekil 4a: B-V=0.61, V=11.93; Şekil 4b: J-H=0.16, J=10.44; Şekil 4c: J-K_S=0.26, K_S=10.05) çekirdek-te hidrojen yanmasının sona erdiği, kalın katmanda hidrojenin yanmaya devam ettiği ve çekirdeğin sıkıştığı yerdir. 380 numaralı yıldız kırmızı dev kolunun hemen tabanında, 360 numaralı yıldız ise helyum yakma aşamasındadır. Anakolun dönüm noktası $(B\text{-}V)_0$=-0.11 rengine karşılık gelip tayf tipi B8'dir. Kümedeki çift yıldız etkisini belirlemek için kümedeki yıldızlar eş kütleli çift sistemler olarak kabul edilmiştir. Bu durum herhangi bir sistemin mutlak kadirinin olması gere-kenden 0.75 kadirden daha parlak olamayacağı anlamına gelir. log(t/ yıl)=8.40'lık bu çift yıldız etkisi içeren anakol Şekil 4'de kalın, kesikli çizgiyle gösterilmiştir.

Sonuç olarak kümenin ortalama uzaklığı d=1440$\pm$80 pc, metal bolluğu Z=0.015 $\pm$0.004 ([M/H]=-0.10$\pm$0.10 dex) ve ortalama yaşı log(t/yıl)= 8.40'tır. Bu sonuçlar Frolov ve diğ.'nin (2002) sonuçlarıyla kısmen uyumludur. Maciejewski ve Niedzielski (2007) kümenin yaşını log(t/yıl)=7.4 vermekte olup kümenin



Şekil 4. NGC 1513 açık kümesinin V/(B-V), J/(J-H) ve K_s/(J-K_s) renk kadir diyagramları. Kalın çizgi: log (t/yıl)=8.40, üstdeki kesikli çizgi: log (t/yıl)=8.35 ve alttaki kesikli çizgi: log(t/yıl)=8.44 yaş eğrisini göstermektedir.

dev yıldızlarını dikkate almamışlardır. Bu nedenle bu çalışmada elde edilen yaş Maciejewski ve Niedzielski'ninkiyle (2007) uyumlu değildir. NGC 1513'ün optik ve yakın kızılötesi bütünleştirilmiş mutlak kadirlerini belirlemek için Lata ve diğ.'nin (2002) bağıntıları kullanılarak küme merkezinden r=5 yay dakikası içindeki yıldız-lar için bu değerler elde edilmiştir: I(M_V)=-2.136, I(B-V)$_0$=0.032, I(J-H)$_0$=0.053, I(J-K_S)$_0$=-0.037. Kümenin bütünleştirilmiş optik rengi A2 tayf türüne karşılık gelmektedir.

4 Teşekkür

Bu çalışma, İstanbul Üniversitesi Bilimsel Araştırma Projeleri Birimi (UDP-8084) ve TUG (TUG-RTT150.04.016) projeleriyle desteklenmiştir.

Kaynaklar

Barhatova, K. A., Drjakhlushina, L. I.: Astronomicheskii Zhurnal **37** (1960) 332
Bilir, S., Karaali, S., Ak, S., Yaz, E., Cabrera-Lavers, A., Coşkunoğlu, B.: MNRAS **390** (2008) 1569
Bronnikova, N. M.: Izv. Glav. Astron. Obs. Pulkovo No. **161** (1958a) 144
Bronnikova, N. M.: Trudy Glav. Astron. Obs. Pulkovo Ser. 2 **72** (1958b) 79
Carpenter, J. M.: AJ **121** (2001) 2851
Cutri, R. M., ve diğ.: 2MASS All-Sky Catalog of Point Sources, CDS/ADC Electronic Catalogues 2246 (2003)
Del Rio, G., Huestamendia, G.: A&AS **73** (2003) 425
Fiorucci, M., Munari, U.: A&A **401** (2003) 781
Frandsen, S., Arentoft, T.: A&A **333** (1998) 524
Frolov, V. N., Jilinski, E. G., Ananjevskaja, J. K., Poljakov, E. V., Bronnikova, N. M., Gorshanov, D. L.: A&A **396** (2002) 125

King, I.: AJ **71** (1966) 64
Lata, S., Pandey, A. K., Sagar, R., Mohan, V.: A&A **388** (2002) 158
Maciejewski, G., Niedzielski, A.: A&A **467** (2007) 1065
Marigo, P., Girardi, L., Bressan, A., Groenewegen, M. A. T., Silva, L., Granato, G. L.: A&A **482** (2008) 883
Pickles, A. J.: PASP **110** (1998) 863
Schmidt-Kaler, T.: Bull. Inf. Centre Donnees Stellaires **23** (1982) 2
Skrutskie, M. F., ve diğ.: AJ **131** (2006) 1163
Stetson, P. B.: PASP **99** (1987) 191
Stetson, P. B.: Astronomical Data Analysis Software and Systems I, A.S.P. Conference Series, **25** (1992) eds. D. M. Worrall, C. Biemesderfer and J. Barnes, 297

ÖRTEN ÇİFT YILDIZLAR HS HER VE RU MON'DA EKSEN DÖNMESİ VE ÜÇÜNCÜ CİSİM PROBLEMİ

A. BULUT[1⋆], C. ÇİÇEK[1⋆⋆], İ. BULUT[2⋆⋆⋆] ve A. ERDEM[1]

[1] Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fizik Bölümü,
Terzioğlu Kampüsü, Çanakkale
[2] Çanakkale Meslek Yüksek Okulu,
Terzioğlu Kampüsü, Çanakkale

Özet Bu çalışmada eliptik yörüngeli örten çift sistemleri HS Her(P = 1.637 gün, e = 0.019) ve RU Mon (P = 3.585 gün, e = 0.39)' da eksen dönmesi ve üçüncü cisim problemi incelenmiştir. Bu iki sistem için yeni fotometrik gözlemler yapılarak yeni minimum zamanları elde edilmiştir. Literatürde bulunan tüm minimum zamanları ile bu çalışmada elde edilen yeni minimum zamanları birleştirilerek gözlenen sistemlerin *O-C* eğrileri oluşturulmuş, dönem değişimleri analiz edilmiştir.
HS Her'in eksen dönmesi dönemi 72.58 ± 5.4 yıl, üçüncü cismin yörünge dönemi ise 55.7 ± 3.3 yıl hesaplanmıştır. RU Mon' ın eksen dönmesi dönemi 322 ± 95 yıl ve üçüncü cismin yörünge dönemi 73.3 ± 0.3 yıl olarak hesaplanmıştır. Sistemlerin gözlemsel iç yapı sabitleri bulunmuş, kuramsal değerlerle karşılaştırılarak tartışılmıştır.
Anahtar Kelimeler : Örten Değişen çift Yıldızlar, Eksen dönmesi, Yıldızlar: HS Her ve RU Mon

1 Giriş

Eksen dönmesi eliptik yörüngeli çift yıldız sisteminin yarı büyük ekseninin zamanla dönmesidir. Eğer örten çiftin yörüngesinin dış merkezliği büyük ve eksen çizgisi gözlemciye doğru yönelmemişse fotometrik gözlemlerdeki baş minimum, yan minimuma göre kayarak 0.5 evresi etrafında salınım yapar.

Eksen dönmesi örten çift yıldız sistemlerinin minimum zamanların izlenmesiyle doğrudan gözlenebilir. Eksen dönmesi analizi için yöntemler Gimenez ve Garcia - Pelayo (1983), Lacy (1992) ve Gimenez ve Bastero (1995) tarafından geliştirilmiştir. Bir örten çift yıldız sistemine dinamik olarak bağlı üçüncü bir cisim bulunuyorsa örten çift ve üçüncü yıldız ortak kütle merkezi çevresinde devineceklerdir.

Bu yörünge gökyüzü düzlemiyle çakışık değilse örten çift devinimi sırasında gözlemciye yaklaşacak ve uzaklaşacaktır. Işık hızı sonlu olduğundan örten çiftin üyelerinin birbirini karşılıklı örtmeleriyle oluşan minimumlar, çiftin gökyüzü düzleminin önünde olduğunda daha erken arkasında olduğunda ise daha geç gözlene-

⋆ abulut@comu.edu.tr
⋆⋆ ccicek@comu.edu.tr
⋆⋆⋆ ibulut@comu.edu.tr

cektir. Bu olaya ışık zaman etkisi denir. Işık zaman yörüngesinin çözümüyle üçüncü cisim kütlesinin bulunabileceği Woltjer (1922) tarafından gösterilmiştir. Bu etki Irwin (1952, 1959) tarafından ifade edilmiştir.

Bu çalışmada eksen dönmesi ve üçncü cisim gösteren örten çift sistemlerden HS Her ve RU Mon'ın, yeni yapılan gözlemler ışığında eksen dönmesi ve üçüncü cisim parametreleri hesaplanmıştır.

2 Gözlemler ve Analiz

2.1 HS Her

HS Her (HD 174714, SAO= 86497, HIP= 92478, BD + 24° 3552, V= $8^m.61$, Tayf Türü= B5V + A4V ve P= 1.63 gün), örten çift sistemindeki değişim Martynov (1940) tarafından 1934 yılında keşfedilmiştir. Martynov sistemi Algol türü bir örten çift sistem olarak sınıflamıştır. HS Her'in dönem değişimi bir çok yazar tarafından araştırılmıştır. Bunlardan bazıları şunlardır: Cesco ve Sahade (1945), Hall ve Hubbard (1971), Martynov (1974), Scarfe ve Barlow (1974), Todoran (1992), Bastian (1993), Todoran ve Agerer (1994), Wolf (2002), Bozkurt ve Değirmenci (2007). Bozkurt (2006), sistemde hem eksen dönmesi hem de üçüncü cisim etkisinin varlığı birlikte incelenmiştir. Bozkurt'a göre; HS Her örten çift sisteminde dönem değişimi, 82.3 yıl dönemli eksen dönmesi ve 89.3 yıl dönemli üçüncü cisim katkısını içermektedir.

2.2 Gözlem ve Dönem Analizi

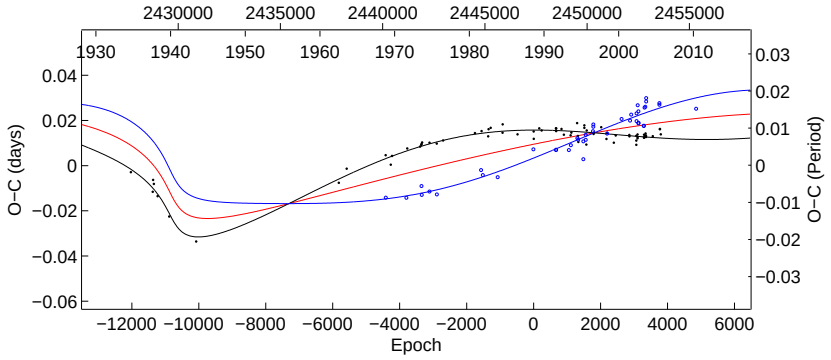
HS Her'in yeni minimum gözlemleri Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Gözlemevi'nde 2010 da 30-cm çaplı Schmidt-Cassegrain teleskopu ve buna bağlı STL-1001E CCD kamera ile BVR filtresinde yapılmıştır. Bu çalışmada yapılan gözlemlerinden HS Her için bir yeni minimum zamanı elde edilmiştir. Minimum zamanları ve standart yanılgıları, Kwee - van Woerden yöntemi (Kwee ve Woerden, 1956) kullanılarak hesaplanmıştır. Sistemin çevrim sayılarının hesabında

$$\text{Min I(HJD)} = 2447382.4060 + 1.637432 \times E, \qquad (1)$$

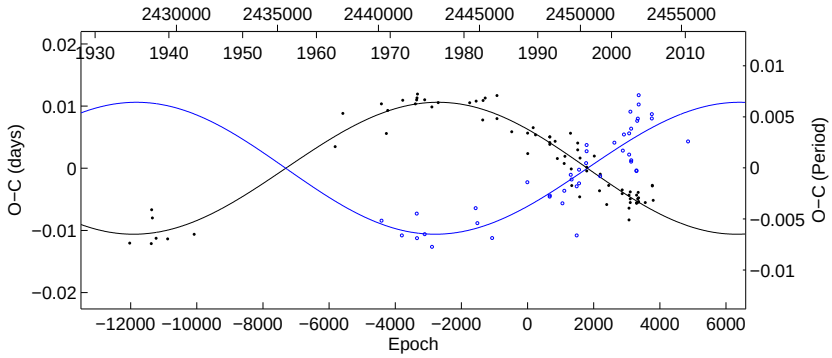
lineer ışık elemanları kullanılmıştır. Analizlerde Tablo 1' de verilen yeni minimum zamanı ile beraber literatürden toplanan, 75 tanesi birinci minimum olmak üzere, toplam 112 tane minimum zamanı kullanılmıştır. *O-C* eğrisinde önce eksen dönmesi etkisi analiz edilmiştir. Bu etki çıkartıldıktan sonra üçüncü cisim analizi yapılmıştır. Analiz sırasında tüm noktalara gerekli ağırlıklar (vis= 1, pg= 3, pe= 10 ve ccd= 10) verilmiştir. Elde edilen üçüncü cisim ve eksen dönmesi parametreleri Tablo 2 de verilmiştir. Şekil 1, 2 ve 3'de sırasıyla analiz sonucu elde edilen kuramsal eğri ve gözlemsel *O-C* farkları ile, eksen dönmesi katkısı, üçüncü cisim katkısı ve gözlemsel noktaların kuramsal eğrilerden olan farklar verilmektedir. Tablo 2'den görüleceği gibi HS Her'in eksen dönmesi dönemi 72.58 ± 5.4 yıl, üçüncü cismin yörünge dönemi ise 55.7 ± 3.3 yıl hesaplanmıştır.

Tablo 1. Yeni minimum zamanı.

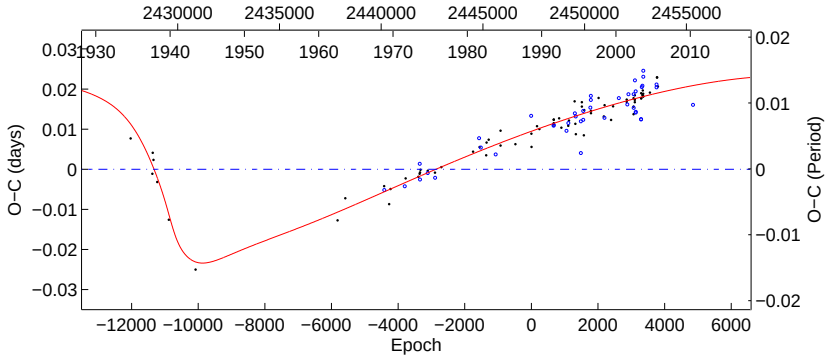
Sistem	HJD+2400000+	Hatası	Çevrim Sayısı(E)	Türü	Filtre
HS Her	55326.4349	0.0005	4851.5	II	BVR



Şekil 1. HS Her'in (O-C) değişimi ve bu değişimi belirleyen fit.



Şekil 2. HS Her'in eksen dönmesini gösteren fit.



Şekil 3. HS Her'in üçüncü cismi gösteren fit.

2.3 RU Mon

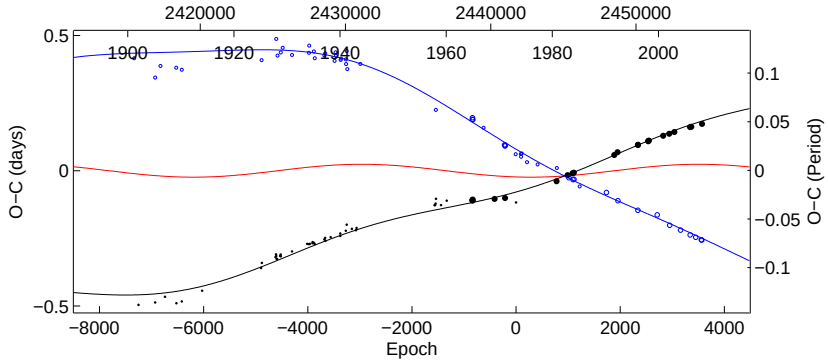
RU Mon (GSC 5380.0802, HIP= 33163, BD - 7° 1623, FL 689, AN 43.1905 V= 10^m.5, Tayf Türü= B7V + B7V ve P= 3.58 gün), ilk kez Ceraski (1905) tarafından keşfedilmiştir. Blazko (1905, 1925) sistemin görsel gözlemini yapmıştır. Dubiaga ve Martynov (1929), birinci minimum ve ikinci minimum değişimini bulmuştur. Ayrıca eksen dönme dönemini birkaç yüzyıllık olarak yorumlamış ve yörünge eksantiritesini e= 0.4 olarak tahmin etmiştir. RU Mon birçok araştırmacı tarafından incelenmiştir. Bunlardan bazıları Martynov (1965), Khaliullina ve Martynov (1985) ve Wolf (1999). Wolf (1999) çalışmasında, eksen dönme dönemi 347 yıl ve üçüncü cismin yörünge dönemi ise 73 yıl bulmuştur.

2.4 Gözlem ve Dönem Analizi

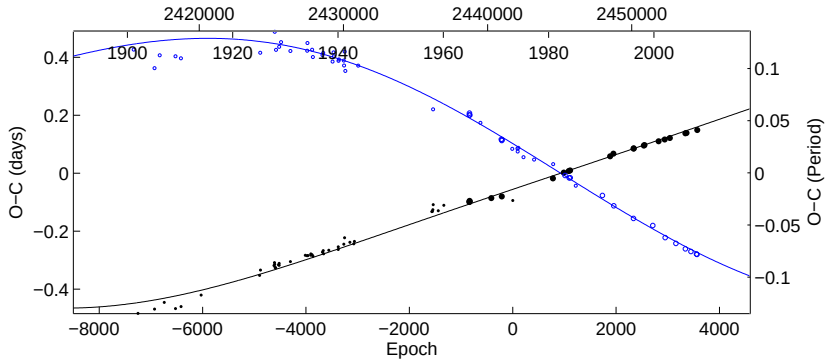
RU Mon eksen dönmesi analizinde, literatürden toplanan minimum zamanları kullanılmıştır. Literatürden 64 tanesi birinci minimum olmak üzere, toplam 120 tane minimum zamanı toplanmıştır. Sistemin çevrim sayılarının hesabında

$$\text{Min I(HJD)} = 2445116.4706 + 3.584651 \times E, \qquad (2)$$

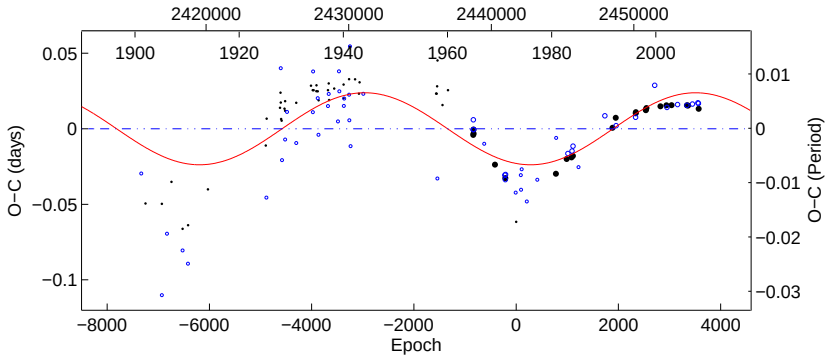
lineer ışık elemanları kullanılmıştır. *O-C* analizi sırasında tüm noktalara gerekli ağırlıklar (vis= 1, pg= 3, pe= 10 ve ccd= 10) verilmiştir. Şekil 4, 5 ve 6'de sırasıyla analiz sonucu elde edilen kuramsal eğri ve gözlemsel *O-C* farkları ile, eksen dönmesi katkısı, üçüncü cisim katkısı ve gözlemsel noktaların kuramsal eğrilerden olan farkları verilmektedir. *O-C* sonucu elde edilen eksen dönmesi ve üçüncü cisim parametreleri ise Tablo 2'de verilmektedir. Tablo 2'den de görüleceği gibi eksen dönmesi dönemi 322 ± 95 yıl ve üçüncü cismin yörünge dönemi ise 73.3 ± 0.3 yıl olarak hesaplanmıştır.



Şekil 4. RU Mon'ın (O-C) değişimi ve bu değişimi belirleyen fit.



Şekil 5. RU Mon'ın eksen dönmesini gösteren fit.



Şekil 6. RU Mon'ın üçüncü cismi gösteren fit.

Tablo 2. HS Her ve RU Mon'ın eksen dönmesi ve üçüncü cisim parametreleri.

Parameter	Unit	HS Her	RU Mon
T_0	HJD	2447382.4060 ± 0.002	2451767.3504 ± 0.0030
$P_{\rm s}$	day	1.63743 ± 0.00021	3.5846513 ± 0.000008
$P_{\rm a}$	day	1.63513 ± 0.00015	3.5847526 ± 0.000008
e		0.01765 ± 0.00021	0.396 ± 0.005
$\dot{\omega}$	deg/cycle	0.0196 ± 0.0003	0.0102 ± 0.0005
ω_0	deg	235.5 ± 0.001	90.1 ± 0.03
i	deg	87.6	89.8
U	yr	72.58 ± 5.4	322 ± 95
P_3	yr	55.7 ± 0.8	73.3 ± 0.3
ω_3	deg	190.23 ± 0.05	202.3 ± 0.3
e_3		0.91 ± 0.04	0.464 ± 0.005
T_3	HJD	29602.181 ± 0.153	39865.146 ± 0.115
$A_{12}\sin i_3$	AU	7.61 ± 0.02	8.421 ± 0.005

3 İç Yapı Sabitleri

Eksen dönmesi çalışmaları yıldız iç yapı sabitinin elde edilmesine kaynak olmaları sebebiyle çok önemlidirler. İç yapı sabiti, yıldız içlerindeki yoğunluk dağılımı ile ilişkilidir ve yıldız evrim modellerinin önemli bir parametresidir. Eksen dönme dönemini, ortalama gözlemsel iç yapı sabitine bağlayan ifade Kopal (1978) tarafından verilmiştir. Enberi noktası boylamının değişimindeki relativistik katkıyı veren ifade Gimenez (1985) tarafından elde edilmiştir.

Bir sistemin mutlak parametreleriyle birlikte eksen dönmesi dönemi bilinirse, sistemin ortalama gözlemsel içyapı sabitini hesaplamak mümkündür.

4 Sonuçlar ve Tartışma

Bu araştırma da, eksen dönmesi gösteren çoklu sistemlerin incelenmesi amaçlanmıştır. Bu amaç için HS Her ve RU Mon seçilmiş, sistemlerin dönem değişimi incelenmiştir. Çalışılan iki sistemde eksen dönmesi yanında üçüncü cisim ışık zaman etkisinin varlığı gösterilmiştir. Yapılan *O-C* analizleri ile eksen dönmesi ve üçüncü cisim parametreleri elde edilmiştir.

HS Her sistemin eksen dönme dönemi 72.58 ± 5.4 yıl ve üçüncü cismin yörünge dönemi 55.7 ± 3.3 yıl olarak bulunmuştur. Bu sonuca göre eksen dönmesi dönemi, Bozkurt (2006) tarafından bulunan değerden yaklaşık 10 yıl kadar daha küçük çıkmıştır. Gözlenen eksen dönmesine relativistik eksen dönmesinin katkısı % 7 olarak hesaplanmıştır. Bu oran gözlemsel eksen dönmesinden çıkarıldığında ortalama gözlemsel iç yapı sabiti ($log\ \bar{k}_{2,obs}$)= -2.207 olarak hesaplanır. Diğer taraftan sistem için ortalama teorik iç yapı sabiti ($log\ \bar{k}_{2,theo}$)= -2.160 olarak belirlenmiştir. Bulunan gözlemsel ve teorik değerler karşılaştırıldığında gözlemler,

sistemin merkezi yoğunlaşmasının yıldız modellerine göre daha yüksek olduğu söylenebilir.

RU Mon sistemin eksen dönme dönemi 322 ± 95 yıl ve üçüncü cismin yörünge dönemi de 73.5 ± 3.6 yıl olarak bulunmuştur. Bu sonuç sistemin eksen dönme döneminin Wolf (1999)'nun bulduğu değerden daha küçük olduğu göstermektedir. Sistemin gözlemsel iç yapı sabiti ($log\ \bar{k}_{2,obs}$)= -2.258 olarak hesaplanmıştır. Gözlenen eksen dönmesine, relativistik eksen dönmesinin katkısı da % 9 olarak bulunmuştur. Sistemin teorik ortalama iç yapı sabiti ($log\ \bar{k}_{2,theo}$)= -2.52 olarak belirlenmiştir. Bulunan gözlemsel ve teorik değerler karşılaştırıldığında gözlemler, sistemin merkezi yoğunlaşmasının yıldız modellerine göre daha az olduğu söylenebilir.

O-C analizi ile elde edilen ışık-zaman etkisi parametreleri kullanılarak da üçüncü cisim için kütle fonksiyonu ve bazı parametrelerin değerleri hesaplanmıştır.

Kaynaklar

Bastian, U.: HS Herculis–Not apsidal motion, but a third body. Astronomische Nachrichten. **314** (1993) 39–41

Blazko, S.: Aufforderung zur Beobachtung von RU Monocerotis.Astronomische Nachrichten, volume. **224** (1925) 127

Bozkurt, Z., Değirmenci, Ö. L.: Triple systems showing apsidal motion.Monthly Notices of the Royal Astronomical Society. **379** (2007) 370–378

Bozkurt, Z.: Eksen Dönmesi Gösteren Üçlü Sistemler. Doktora Tezi, Ege Üniversitesi, İzmir. (2006)

Ceraski W.: Une nouvelle variable 43. Monocerotis. Astron. Nachr. **167** (1905) 318

Cesco, C. U., Sahade, J. : The Spectroscopic Orbit of SVS 923 Herculis. Astrophysical Journal, vol. **101** (1945) 114

Dubiago A.D., Martynov D.Y.: Der Algolstern RU Monocerotis. Astronomische Nachrichten 235 (1929) 225 **235** (1929) 225

Gimenez, A. :General-relativistic periastron advances in eclipsing binary systems. Astrophysical Journal vol. **297** (1985) 405–412

Gimenez, A., Bastero, M.: A Revision of the Ephemeris-Curve Equations for Eclipsing Binaries with Apsidal Motion. Astrophysics and Space Science. **226** (1995) 99

Gimenez, A., Garcia-Pelayo, J. M.: A new method for the analysis of apsidal motions in eclipsing binaries. Astrophysics and Space Science. **92** (1983) 203–222

Hall, D. S., Hubbard, G. S.: A UBV Photometric Study of HS Herculis. Publications of the Astronomical Society of the Pacific. **83** (1971) 459

Irwin, J. B.: The Determination of a Light-Time Orbit. Astrophysical Journal. **116** (1952) 211

Irwin, J. B.: Standard light-time curves. Astronomical Journal. **64** (1959) 149

Khaliullina A.I., Khaliullin Kh.F., Martynov D.I.: Apsidal motion and the third body in the system RU Monocerotis. Royal Ast. Soc. **216** (1985) 909–922

Kopal, Z.: Dynamics of close binary systems. Astrophysics and Space Science Library. **68** (1978) 524

Kwee, K. K., van Woerden, H.: A method for computing accurately the epoch of minimum of an eclipsing variable. Bulletin of the Astronomical Institutes of the Netherlands. **12** (1956) 327

Lacy, C. H. S.: An exact solution of the ephemeris-curve problem Astronomical Journal. **104** (1992) 2213–2216

Martynov D.Y.: RBull. Astron. Obs. Engelhardta. **18** (1940) 38

Martynov D.Y.: RU Monocerotis. Further Data on the Motion of the Line of Apsides. Astronomicheskii Zhurnal. **42** (1965) 1209

Martynov, D. Y.: Variability in the RU Monocerotis system. Soviet Astronomy. **18** (1974) 62

Scarfe, C. D., And Barlow, D. J.: On the Possible Apsidal Advance in HS Herculis. Publications of the Astronomical Society of the Pacific. **86** (1974) 181

Todoran, I.: A new suspected apsidal period for HS Herculis. Astronomische Nachrichten. **313** (1992) 183–186

Todoran, I., Agerer, F.: Remarks on the period variation of HS Herculis and SW Cygni. Astronomische Nachrichten. **315** (1994) 349–352

Wolf, M., Harmanec, P., Diethelm, R., Hornoch, K., Eenens, P.: Apsidal motion and light-time effect in eclipsing binaries HS Herculis and U Ophiuchi. Astronomy and Astrophysics. **383** (2002) 533–539

Wolf, M., Diethelm, R., Sarounova, L.: Apsidal motion and light-time effect in the eclipsing binaries RU Monocerotis and DR Vulpeculae. Astronomy and Astrophysics. **345** (1999) 553–558

Woltjer, J. Jr.: On a special case of orbit determination in the theory of eclipsing variables. Bulletin of the Astronomical Institutes of the Netherlands. **1** (1922) 93

Palomar 14 Küresel Kümesindeki Yıldızlar:İlk Bolluk Analizi Sonuçları

Şeyma Çalışkan[1,2], Norbert Christlieb[2] ve Berahitdin Albayrak[1]

[1] Ankara Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Ankara
[2] Zentrum für Astronomie der Universität Heidelberg, Heidelberg

Özet. Küresel Küme üyesi yıldızlara yönelik kimyasal bolluk analizleri yıldızların kökeninin araştırılmasında önemli bir yer işgal etmektedir. Öyle ki, bu türden yıldızların kimyasal bolluk analizi, erken evrendeki yıldız oluşumu ve nükleosentez süreçleri, ilk yıldızların doğası ve galaksilerin oluşumu ve kimyasal evrimleri hakkındaki sahip olduğumuz bilgilerin geliştirilmesine öncülük etmektedir. Bu çalışmada, galaksimizin dış halosunda bulunan ve bilinen en uzak altı küresel kümeden biri olan Palomar 14 küresel kümesine ait dokuz yıldızın, 476-577 nm ile 584-648 nm dalgaboyu aralığını kapsayan ve VLT/UVES ile alınmış, yüksek çözünürlüklü tayfları ışığında elde edilen element bolluklarına dair ilk sonuçlar tartışılmaktadır.

1 Giriş

Evrendeki en yaşlı yıldız toplulukları olan küresel kümeler, Samanyolu Sisteminin evrim başlangıcını ve erken oluşumunun izlerini taşır. Örneğin, bu kümelerin metal bollukları Galaktik Haloda metal gradyentinin varlığını belirlemede güçlü bir rol oynar. Metal bolluğu değişiminin (gradyentinin) varlığı ya da yokluğu galaksinin o bölgesinin oluşumu hakkında bilgiler sunar (Armandroff ve ark. (1992)). Özellikle, dış haloda metal bolluğu gradyentinin olmaması durumu bir kaç milyar yıl içinde genişlemiş galaktik halo için bir birikme başlangıcı fikrine yol açmaktadır (Searle ve Zinn (1978)). İç ve dış halo popülasyonundaki ayrım hem alan yıldızları hem de küresel kümeler için şimdilerde belirlendi (Hartwick (1987), Norris ve Ryan (1989), Kinman ve ark. (1994), Carney ve ark. (1996), Chiba ve Beers (2000), (Carollo ve ark. 2007)). Bu ayrım, dış haloda bulunan ve bu popülasyonda geniş bir yaş aralığını işaret eden küresel kümeler için telaffuz edilen ikinci parametre probleminin varlığıyla desteklenmektedir (Catelan ve ark. (2001)). Dış halo küresel kümeleri, küresel kümeler ile halodaki birikmeyle oluştuğu düşünülen cüce küremsi galaksileri (dSph) birbiriyle karşılaştırma, iç ve dış küresel kümeler arasındaki homojenlikleri ya da heterojenlikleri test etme olanağı sağlayan önemli gözlemsel olgulardır (Koch ve ark. 2009). Özetle, halo alan yıldızlarının ve küresel küme yıldızlarının kimyasal bolluk sonuçları galaktik evrimin anlaşılabilmesi açısından çok önemlidir (Pritzl ve ark. 2005).

Palomar 14 (Pal 14), galaksimizin dış halosunda bulunan ($R_{GC} \approx 70$ kpc) yaygın bir küresel kümedir. Palomar 14 küresel kümesinin bugüne değin en

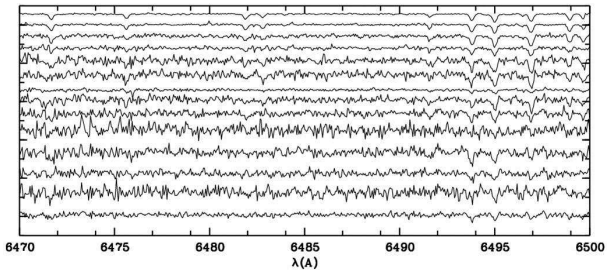
kapsamlı Renk-Parlaklık diyagramını Sarajedini (1997) tarafından yayınlandı. Sarajedini (1997), bu kümenin benzer metal bolluğuna sahip iç halo küresel kümelerinden 3-4 milyar yıl daha genç olduğu sonuçuna vardı. Bu sonuç Hilker (2006), Dotter ve ark. (2008) ve Jordi ve ark. (2009) tarafından da onaylandı.

Pal 14'ün yaygınlığı, sönüklüğü ve Güneş'ten olan uzaklığı onu gözlenmesi zor bir cisim haline getirmektedir. Bu yüzden, bugüne değin çok fazla rağbet görmemiştir. Pal 14 üyesi bir yıldızın ilk radyal hızı Hartwiçk and Sargent (1978) tarafından 81±3 km/s olarak ölçüldü. Armandroff ve ark. (1992), küme üyesi iki yıldız için radyal hız ölçümlerini kullanarak 72 ± 3 km/s değerinde bir sistemik hız (kümenin uzay hızı) değeri yayınladı. Ayrıca Jordi ve ark. (2009) tarafından küme üyesi onyedi yıldızın radyal hızlarını ölçerek, 72.28±0.12 km/s değerinde bir sistemik hız ve 0.38±0.12 km/s bir hız dispersiyonu belirlediler.

Kümenin ilk tayfsal metal bolluğu Armandroff ve ark. (1992) tarafindan, Ca II triplet bölgesini içeren tayflar kullanılarak, [Fe/H]= −1.6±0.18 dex olarak belirlendi. Bulunan bu bolluk değeri Da Costa ve ark.(1982) tarafından kümenin (B-V) değerinden yola çıkarak elde edilen bolluk değeriyle uyumludur. Bu çalışma dış Palomar 14 küresel kümesinin, yüksek çözünürlüklü tayflar ışığında gerçekleştirilen ilk detaylı bolluk analizidir.

2 Gözlemler

Analizlerde kullanılan tayflar, VLT/UVES (Very Large Telescope/Ultraviolet-Visual Echelle Spectrograph) ile 30 Mayıs 2006 ve 27 Mart 2007 tarihleri arasında, iki gözlem döneminde ve servis modunda elde edildi. UVES, 476-577 nm ile 584-648 nm dalgaboyu aralığında ve 580 nm kırmızı ayarında kullanıldı. Böylece elde edilen tayfların çözme gücü (R) yaklaşık 60000 dir. Etkin S/N orani elde edebilmek için, hedef yıldızlar parlaklıklarına göre üç gruba ayrıldı ve her bir grup için farklı poz süreleri belirlendi. Buna göre, m_v = 17.37−18.52 kadir aralığında en parlak üç yıldızı içeren en parlak gruptaki yıldızların her biri için 60 dk poz süresi verilerek dörder adet, m_v = 18.56−19.05 kadir aralığında bulunan orta derecede parlak beş yıldızdan her biri için 60 dk poz süresi verilerek altışar adet ve son olarak parlaklığı m_v =19.41 kadir olan en sönük yıldız için ise yine 60 dk poz süresi verilerek onbir adet tayf alındı. Bu tayflar co-add algoritmaları ile birleştirildi. Veriler UVES pipeline'ı kullanılarak indirgendi (detaylar için bknz. Jordi ve ark. (2009)). Mevcut tayfların S/N oranını arttırmak için 3 faktörüyle binning yapildi. Şekil 1'de her bir yılıdıza ait 6470-6500 Å dalgaboyu aralığını içeren tayflar gösterilmektedir. Bu yolla elde edilen S/N oranları, hedef yıldızların parlaklıkları ve radyal hızları Tablo 1'de verilmektedir. YA[a] ve YA[b] sırasıyla, Hilker (2006) ve Holland ve ark. (1992)'nın yaptıkları yıldız adlandırmalarını göstermektedir.



Şek. 1. Hedef yıldızların 6470-6500Å dalbaboyu aralığındaki tayfları.

Çizelge 1. Hedef yıldızların özellikleri.

YA[a]	YA[b]	m_v (mag)	υ (km/s)	S/N (@6626 Å)
1		17.37	72.53±0.07	36
2	HV025	17.77	72.76±0.09	29
3		18.23	71.75±0.14	16
5	HV007	18.52	71.68±0.18	11
6	HH244	18.56	72.58±0.18	9
7	HH201	18.70	72.62±0.18	10
8	HV043	18.84	71.56±0.21	11
9	HV104	19.05	73.49±0.21	10
12	HV074	19.41	71.83±0.23	8

3 Bolluk Analizi

3.1 Atmosfer Parametreleri

Yıldızların her biri için, atmosfer parametreleri T_{et}, log g, [Fe/H] ve ξ aynı yöntemle belirlendi. T_{et} belirlemede Alonso ve ark. (1999) tarafından elde edilen renk-sıcaklık ilişkileri, log g belirlemede 11 Gyr, [Fe/H]=−1.5 ve [α/Fe]=0.3 değerlerine sahip Yale−Yonsei yaş çizgisi (Kim ve ark. (2002)) kullanıldı. [Fe/H] ve ξ belirlemek için ise hedef yıldızlarımızın tayflarında en fazla sayıda bulunan çizgiler olan Fe çizgileri kullanıldı. Elde edilen değerler Tablo 2'de verilmektedir.

3.2 Eşdeğer Genişlik Analizi

Analizde kullandığımız çizgi listesi Vienna Atomic Database (VALD) 'den derlendi. Ayrıca Koch ve ark. (2009) tarafından yayınlanan çizgi listelerinide dikkate alındı. Eşdeğer genişlik ölçümleri Gauss profil fiti ile yapıldı ve ardından ATLAS9 model atmosferleri temelinde, WIDTH9 kodu (Kurucz (2005)) yardımıyla bolluklara dönüştürüldü. Analizlerimizde, eşdeğer genişliği 185 mÅ'dan büyük olan çizgiler, bolluk analizinde güvenilir olmadıkları için kullanılmadı.

Çizelge 2. Hedef yıldızlara ait atmosfer parametreleri.

YA[a]	YA[b]	T_{et} (K)	log g (cgs)	ξ (km/s)	[Fe I/H] (dex)
1		4104	0.66	2.10	−1.53
2	HV025	4157	0.76	2.45	−1.58
3		4601	1.56	2.55	−1.37
5	HV007	4524	1.41	2.60	−1.55
6	HH244	4398	1.18	2.50	−1.53
7	HH201	4441	1.26	2.60	−1.44
8	HV043	4625	1.59	2.40	−1.67
9	HV104	4655	1.66	2.55	−1.38
12	HV074	4728	1.78	2.65	−1.55

4 Tartışma

4.1 Na−O Antikorelasyonu

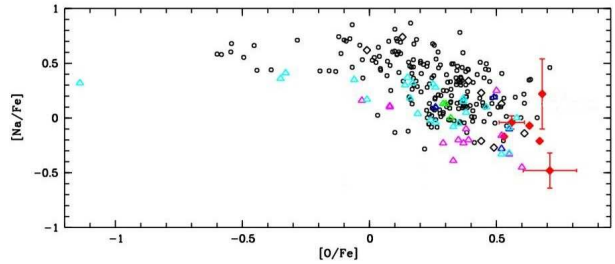
Küresel kümelerin basit yıldız toplulukları olmadıkları ve farklı jenerasyonlardan yıldızlar içerdiklerine dair deliller artmaya devam etmektedir. O, Na, Al, Mg ve Si gibi elementler küresel kümelerde farklı jenerasyonlardan yıldızların bulunup bulunmadığını anlamada kilit elementlerdir. Küresel küme yıldızları arasında, en bilinen antikorelasyonlardan biri Na−O antikorelasyonudur. Carretta ve ark. (2009)'nın onyedi küresel kümeyi içeren çalışmalarında bu antikorelasyonlardan hareketle galaktik küresel kümelerde birden fazla jenerasyondan yıldızlar bulunduğu vurgulanmaktadır. Buna göre, bir kümenin üyesi yıldızlar arasındaki minimum Na ve maksimum O bolluğuna sahip yıldızlar birinci jenerasyon ile diğer yıldızlar ise ikinci jenerasyonla ilişkilendirilmektedir. Palomar 14'e ait yıldızların sahip olduklari Na ve O bolluk oranlarını dikkate alındığında, analizi yapılan yıldız sayısı yeterli olmadığından, bu korelasyonun varolduğunu net bir şekilde söyleyebilmek mümkün gözükmese de, belirsiz bir şekilde varolduğu söylenebilinir (bknz. Şekil 2).

4.2 α element bolluk oranı

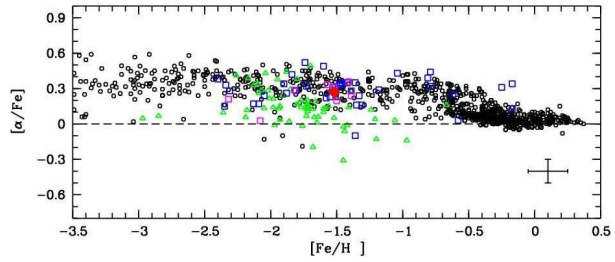
Palomar 14 küresel kümesinin α element bolluk oranı, (Mg+Ca+Ti)/3 ilişkisi kullanılarak 0.27±0.17 dex olarak bulundu. Şekil 3'de görüldügü gibi, bu deger galaktik halo alan yıldızları, iç halo ve dış halo küresel oldukca uyumludur. Cüce küremsi galaksilere bakıldığında, daha düşük yıldız oluşum oranıyla ilişkilendirilen düşük [α/Fe] oranına sahip oldukları görülmektedir. Bu anlamda, Palomar 14'ü sahip olduğu [α/Fe] oranı bakımından incelediğinde, galaksi ötesi kökenine dair net bir delil görülmemiştir.

4.3 Demir grubu elementleri

Demir grubu elementlerinden Sc, V, Cr, Mn, Co ve Ni bolluklarını belirlendi. Ölçümlerimiz, genel anlamda benzer metal bolluğuna sahip galaktik halo alan

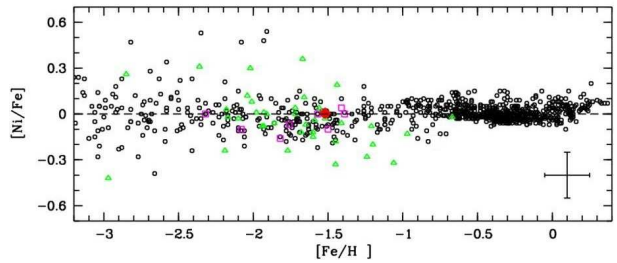


Şek. 2. Na−O antikorelasyonu. Kırmızı içi dolu eşkenar dörtgenler Palomar14, fuşya ve açık mavi içi boş üçgenler sırasıyla, M 3 ve M 13 (Cohen ve ark. (2005)), yeşil içi boş üçgenler Palomar 3 (Koch ve ark. (2009)), mavi içi boş üçgenler NGC 7492 (Cohen ve ark. (2005)) ve siyah içi boş altıgenler galaktik küresel küme (Carretta ve ark. (2009)) yıdızlarını göstermektedir.



Şek. 3. Pal 14'ün [α/Fe] oranının diğer cisimlerle karşılaştırılması. Kırmızı içi dolu eşkenar dörtgenler Palomar14, fuşya içi boş kareler şekil 2'daki küresel kümeler, mavi içi boş kareler şekil 2'daki galaktik küresel kümeleri, yeşil içi boş üçgenler cüce küremsileri (Shetrone ve ark. (2001), Venn ve ark. (2004)) ve içi boş altıgenler galaktik disk ve halo alan (Johnson ve ark. (2002), Ishigaki ve ark. (2010), Cayrel ve ark. (2004)) yıdızlarını göstermektedir.

yıldızları ve diğer küresel kümelerle uyumludur. Bu elementlerden ortalama [Ni/Fe] bolluk oranının sıfır olduğunu görmekteyiz (bknz. Şekil 4). Bunun beklenen bir sonuç olduğunu söyleyebiliriz, çünkü hem nikelin hemde demirin Tip Ia süpernovalarındaki aynı üretim mekanizmasının ürünleri olduğuna inanılmaktadır.



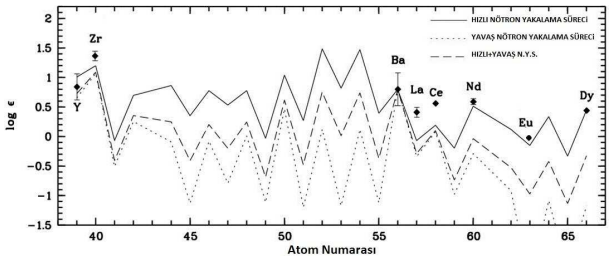
Şek. 4. Pal 14'ün [Ni/Fe] oranının diğer küresel kümelerin yanısıra galaktik disk ve halo alan yıldızlarıyla karşılaştırılması. Semboller ve referanslar Şekil 3'deki gibidir.

4.4 Nötron yakalama elementleri

Nötron yakalama elementlerinden Y, Zr, Ba, La, Ce, Nd, Eu ve Dy bolluklarını belirlendi. Y ve Ba bollukları güneşe göre düşükken, diğer elementler Zr, Ce, Nd, Eu ve Dy yüksek bolluk degerlerine sahiptirler. Ölçtügümüz bollukları güneş skalasındaki bolluklarla karşılaştırdığımızda, bu elementlerin üretiminde baskın olan sürecin hızlı nötron yakalama süreci olduğunu görülmektedir (bknz. Şekil 5). Bu sonuç, bu yıldızların Tip II süpernovaları tarafından ortama atılan materyalden oluştuğunu göstermektedir. Palomar 14'ün ortalama bir değer olan demir bolluğunu, ve göreli genç yaşını dikkate aldığımızda bu sonuç şaşırtıcıdır. Çünkü, bu tür bolluklar kümenin erken safhalarında varolan tip II süpernovalarının, onun kimyasal zenginleştirilmesinde katkısı olduguna işaret etmektedir. Palomar 14 bu tür nötron yakalama elementleri bollukları gösteren, M 15 ve Palomar 3'ten sonra bilinen üçüncü küresel kümedir.

5 Sonuç

Palomar 14' e ait yıldızlar için elde edilen bollukların genel anlamda halo alan yıldızları ve diğer küresel kümelerle uyumlu iken diğer bir dış halo küresel kümesi olan Palomar 3'e ait bolluklarla gösterdiği uyum dikkat çekicidir. Palomar 3'te olduğu gibi, Palomar 14'te de ağır element oluşumu hızlı nötron yakalama süreci nükleosentezi ile yönetilirken, galaksi ötesi kökenine dair güclü bir delil elde edilememiştir. Elde ettiğimiz bolluklara dair belirsizlik sınırlarımızın büyük olmasından dolayı, bu kümede yıldızdan yıldıza bolluk değişimi hakkında kesin



Şek. 5. Pal 14'ün Baryum'a normalize edilmiş nötron yakalama element bollukları. Güneş bollukları, Burris ve ark. (2000) çalışmasından alındı.

bir şey söylemenin zor olmasına rağmen, mevcut Na−O antikorelasyonuna dair izler, bu kümenin birden fazla jenerasyondan yıldız içerdiğine dair ipuçları vermektedir. Galaksimizin en uzak noktalarında bulunan altı küresel kümeden biri olan Palomar 14 için bu sonucun netleşmesi, küresel kümelerin geçmişini anlamamızda çok büyük bir ipucu sağlayacaktır.

References

Alonso, A. and Arribas, S. and Martínez-Roger, C.: The effective temperature scale of giant stars (F0-K5). II. Empirical calibration of T_{eff} versus colours and [Fe/H]. A&AS. **140** (1999) 261–277

Armandroff, T.E., Da Costa, G.S., Zinn, R.: Metallicities for the outer-halo globular clusters PAL 3, 4, and 14. AJ. **104** (1992) 164

Burris, D.L. and Pilachowski, C.A. and Armandroff, T.E. and Sneden, C. and Cowan, J.J. and Roe, H.:, Neutron-Capture Elements in the Early Galaxy: Insights from a Large Sample of Metal-poor Giants. ApJ **544** (2000) 302-319

Carney, B. W., Laird, J. B., Latham, D. W., & Aguilar, L. A.: A Survey of Proper Motion Stars. XIII. The Halo Population. AJ **112** (1996) 668

Carollo, D. and Beers, T. C. and Lee, Y.S. and Chiba, M. and Norris, J.E. and Wilhelm, R. and Sivarani, T. and Marsteller, B. and Munn, J.A. and Bailer-Jones, C.A.L. and Fiorentin, P.R. and York, D.G.: Two stellar components in the halo of the Milky Way. Nature. **450** (2007) 1020

Carretta, E. and Bragaglia, A. and Gratton, R. and Lucatello, S.: Na−O anticorrelation and HB. VIII. Proton-capture elements and metallicities in 17 globular clusters from UVES spectra. A&A **505** (2009) 139-155

Catelan, M., Ferraro, F. R., & Rood, R. T.: Horizontal-Branch Models and the Second-Parameter Effect. IV. The Case of M3 and Palomar 3. ApJ **560** (2001) 970

Cayrel, R. and Depagne, E. and Spite, M. and Hill, V. and Spite, F. and François, P. and Plez, B. and Beers, T. and Primas, F. and Andersen, J. and Barbuy, B. and Bonifacio, P. and Molaro, P. and Nordström, B.: First stars V - Abundance patterns from C to Zn and supernova yields in the early Galaxy. A&A **416** (2004) 1117–1138

Chiba, M., & Beers, T. C.: Kinematics of Metal-poor Stars in the Galaxy. III. Formation of the Stellar Halo and Thick Disk as Revealed from a Large Sample of Nonkinematically Selected Stars. AJ **119** (2000) 2843

Cohen, J.G. and Meléndez, J.: Abundances in a Large Sample of Stars in M3 and M13. AJ **129** (2005) 303–329

Cohen, J.G. and Meléndez, J.: Outer Versus Inner Halo Globular Clusters: NGC 7492 Abundances. AJ **129** (2005) 1607–1615

Da Costa, G.S., Ortolani, S. & Mould, J.: PAL 14 - an intermediate metal abundance globular cluster in the outer galactic halo. ApJ. **257** (1982) 633

Dotter, A. and Sarajedini, A. and Yang, S.C.: Globular Clusters in the Outer Galactic Halo: AM-1 and Palomar 14. AJ **136** (2008) 1407–1414

Harris, W. E., van den Bergh, S.: The distant globular clusters Palomar 14 and Palomar 15. AJ **89** (1984) 1816

Hartwick, F. D. A.: The structure of the Galactic halo. NATO ASIC Proc. **207** (1987) 281

Hilker,M.: Probable member stars of the gravitational theory-testing globular clusters AM 1, Pal 3 and Pal 14. A&A **448** (2006) 171

Holland, S. and Harris, W.E.: A photometric study of the second parameter globular cluster Palomar 14. AJ **103** (1992) 131–141

Ishigaki, M. and Chiba, M. and Aoki, W.: Chemical Abundances of Outer Halo Stars in the Milky Way. PASJ **62** (2010) 143

Johnson, J.A.: Abundances of 30 Elements in 23 Metal-Poor Stars. ApJS **139** (2002) 219–247

Jordi, K. and Grebel, E.K. and Hilker, M. and Baumgardt, H. and Frank, M. and Kroupa, P. and Haghi, H. and Côté, P. and Djorgovski, S.G.: Testing Fundamental Physics with Distant Star Clusters: Analysis of Observational Data on Palomar 14. AJ. **137** (2009) 4586–4596

Kim, Y.C. and Demarque, P. and Yi, S.K. and Alexander, D.R.: The Y^2 Isochrones for α-Element Enhanced Mixtures. ApJS. **143** (2002) 499–511

Kinman, T. D., Suntzeff, N. B., & Kraft, R. P.: The structure of the galactic halo outside the solar circle as traced by the blue horizontal branch stars. AJ **108** (1994) 1722

Koch, A., Côté, P., & McWilliam,A.: All quiet in the outer halo: chemical abundances in the globular cluster Pal 3. A&A **506** (2009) 729–743

Kurucz, R.L.: ATLAS12, SYNTHE, ATLAS9, WIDTH9, et cetera. MSAIS **8** (2005) 14

Norris, J. E., & Ryan, S. G.: Population studies - Evidence for accretion of the galactic halo. ApJ **336L** (1989) L17

Pritzl, B. J., Venn, K. A., & Irwin, M.: A Comparison of Elemental Abundance Ratios in Globular Clusters, Field Stars, and Dwarf Spheroidal Galaxies. AJ **130** (2005) 2140

Reddy, B.E. and Tomkin, J. and Lambert, D.L. and Allende Prieto, C.: The chemical compositions of Galactic disc F and G dwarfs. MNRAS **340** (2003) 304–340

Sarajedini,A.: Palomar 14: A Young Globular Cluster in the Outer Galactic Halo. AJ **113** (1997) 682–687

Searle, L., Zinn, R.: Compositions of halo clusters and the formation of the galactic halo. ApJ. **225** (1978) 357–379

Shetrone, M.D. and Côté, P. and Sargent, W.L.W.: Abundance Patterns in the Draco, Sextans, and Ursa Minor Dwarf Spheroidal Galaxies. ApJ **548** (2001) 592–608

Venn, K.A. and Irwin, M. and Shetrone, M.D. and Tout, C.A. and Hill, V. and Tolstoy, E.: Stellar Chemical Signatures and Hierarchical Galaxy Formation. AJ **128** (2004) 1177–1195

Gezegenli Sistemler

Zeynep ÇELİK[1⋆] ve Mutlu YILDIZ[2]

[1] Ege Üniversitesi , Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü , İzmir
[2] Ege Üniversitesi , Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü , İzmir

Özet Gezegenlerin içyapısını ve evrimini anlamak için yıldızlarda iyi bilinen kullanılan yapı denklemlerinden faydalanılır. Dolayısıyla yıldızlardaki gibi içyapısı hakkında detaylı bilgi sahibi olmak için atomik yapıların iyi bilinmesi koşulu gezegenlerde de geçerliliğini korur. Gezegenlerin içyapısını incelerken termodinamik, yapı ve taşınım denklemlerinden faydalanılır. Gezegenlerin yüzey koşulları kolayca açıklanabilirken merkeze doğru inildikçe artan sıcaklık ve basınç altında hal denklemlerinde zorluklar ortaya çıkar. Yüzeyde ideal koşullardan bahsedebilirken merkeze doğru indikçe basınç ve sıcaklığın çok yüksek değerlere ulaşmasından dolayı idealliği bozucu Coulomb etkileşimi göz önüne alınmalıdır. Hal denklemleri bu şartlar altında ayrıca incelenmelidir. Buna göre modellerin yeniden gözden geçirilmesi gerekir.

1 Öte Gezegenler

1995 yılında Güneş benzeri bir yıldız olan 51 Peg'in etrafında gezegenin bulunmasıyla gökbiliminde yeni bir gözlemsel ve teorik çalışma alanı doğdu. Bu tarihten günümüze gelindiğinde keşfedilen gezegen sayısı 450'lere ulaştı. Gökbiliminde 15 yıl içinde gözlemlenen öte gezegen sayısındaki hızlı artış bu alandaki çalışmaların ne derece önemsendiğinin göstergesidir. Atmosfer dışı gözlem yapan CoRoT (2006)'un ve Kepler (2007)'in temel hedeflerinden biri de gezegenli sistemleri gözlemlemektir. Bu iki uzay aracının gönderilmesinden sonra sönük ve küçük kütleli gezegenlerin gözlemlenmesiyle keşfedilen gezegen sayısında hızlı bir artış oldu.

1.1 Bilinen Bazı Özel Gezegen Sistemleri

Dikine hız ve astrometri yöntemiyle bulunan gezegen sayısı 388'e ulaştı (27 Ağustos 2010). O gün için bilinen gezegen sayısı 459'dur. Şu anda da gezegen keşifleri aralıksız sürmektedir. Bu keşiflerden bazı gezegenli sistemler özeldir. Örneğin; PSR 1257+12b; 0.02 Me (atarca gezegeni),Büyük kütleli: HD 48348b; 25 Mj=8065 Me(G tayf türü yıldızın gezegeni),Kısa dönemlisi: COROT- 7b; 0.85gün (ev sahibi yıldız K0 cüce),Uzun dönemlisi: Formalhaut b; 320000 gün (ev sahibi yıldız A3 cüce),En çok gezegenli sistem 5 gezegeni olan 55 Cnc (ev sahibi yıldız G8 cüce)gibi .

⋆ Yazar Altyazı Metni

2 Gezegenlerde Gözlemsel Veriler ve Modeller

Gezegenlerin gözlemsel verilerinden dikine hız yöntemiyle kütle; ışık eğrisi analizi ile yarıçapları belirlenebilir. Bu gözlemsel veriler doğrultusunda gezegenlerin iç yapı modelleri yapılabilir. Örneğin gezegenlerin gözlemsel yarıçap verisinden faydalanarak parçacıkların etkileşimleri ve bu etkileşimlerin düzeyi hakkında bilgi sahibi olunabilir.

Gezegenlerin iç yapılarını açıklamak için kullandığımız denklemler yıldızların yapı denklemleriyle aynıdır. Bu denklemler; hidrostatik denge, sıcaklık gradyenti, kütlenin sürekliliği ve ışınım taşınım denklemidir. Işınım taşınım denklemi gezegenlerin iç yapısını açıklamda yıldızlar kadar önemli olmasa da büyük kütleli gezegenlerde göz önüne alınabilir. Gezegenler ne kadar makro boyutlarda olsa da iç yapılarını anlayabilmek için mikro yapılar olan atomlar hakkında yeterli bilgiye sahip olmamız gerekmektedir. Dolayısıyla kuantum mekaniği ile atom altı parçacıkları irdelemeliyiz. Yıldızları incelerken yukarıda belirtilen denklem sistemi ideal koşullar altında incelenmektedir. Ancak gezegenlerin merkezlerine doğru inildikçe artan sıcaklık, basınç ve yoğunluktan kaynaklı olarak ideal durumdan sapmalar meydana gelir. Dolayısıyla parçacıkların yüksek basınç ve sıcaklık altında nasıl davrandıkları incelenmelidir. Gezegenlerin yıldızlardan üstün yanı onların merkezi koşulları laboratuar koşullarında elde edilebilir. Bu şekilde hal denklemlerinde bir takım düzeltmeler ile gezegenlerin iç yapısı daha detaylı olarak incelenebilir. Bu veriler yardımıyla küçük kütleli yıldızların yapı denklemlerinde de düzeltmeler yapılabilir. Böylece gezegenler için elde edilen bilgiler yıldızların iç yapılarını aydınlatmak için kullanılmış olur. Sonuçta, gerek gezegenlerin gerek yıldızların karşılıklı bu iyiye yönelik modellemelerdeki yenilemeler astrofiziksel açıdan mutualizim olarak düşünülebilir.

3 Güneş Sistemimiz

3.1 Yapısı

Güneş sistemimizde 8 tane gezegen vardır. Bunlar barınak yıldız olan Güneş'ten uzaklığına göre Merkür, Venüs, Yer, Mars (dört tane yer benzeri);Jüpiter, Satürn (iki tane dev gaz); Uranüs ve Neptün (iki tane buz) gezegenlerinden oluşmaktadır.

Güneş sistemi bize en yakın gezegenli sistem olduğundan onun yapısının ayrıntılı olarak öğrenilmesi diğer sistemlerin anlaşıması için oldukça önemlidir. Örneğin dev gezegenlerin, C, N ve O bakımından zengin olduğu sonucu bu şekilde elde edilmiştir. Gezegenlerin iç yapıları hakkında bilgi edinebilek için; toplam ağır element bolluğu, kaya ve buz kütle oranı, ağır elementlerin, gezegenlerin merkezindeki dağılımı bilinmelidir.

3.2 Jüpiter ve Satürn İçin İç Yapı Modelleri

Güneş Sistemi dışında bulunan dev gaz gezegenlerin yapısı bilgilerimizin temelini Jüpiter ve Satürn oluşturur. Guillot'un (2005) Jüpiter ve Satürn yıldız

modellerinde üç katman belirlenmiştir: H - He oluşmuş dış zarf, iç H - He zarfı ki bu zarf He bakımından zengin, merkezde yoğun (katı) bir özek.

Gezegen Modelleri: Yapılan gezegen modellerinde kullanılan özek,iç kısım ve dış kısım kavramlarının ne olduğunu önemlidir.

Özek: Kaya ve/veya buzdan oluşur. Bu bölgede yüksek sıcaklık ve basıncın en yüksek olduğu yerdir. Buralarda ideallikten sapmalar söz konusudur.

İç kısımlar: Özekten dış katmanlara gidildikçe sıcaklık ve basınç düşer. Dolayısıyla atomların yapısında ve hal denklemlerinde değişimler gözlemlenir. İç kısım dediğimiz bölgede iyonize olmuş H ve He bulunur.

Dış kısımlar: Sıcaklık ve basınç düşer. İdeal koşullar geçerlidir. Bu katmanda nötr He ve moleküler H zarf yer alır.

Buz ve kaya olarak geçen kavramlar:

Kaya: Mg, Si, O bakımından zengin,

Buz; suyun baskın olduğu metan ve amonyumun karışımıdır.

4 Sonuç

Gezegenli yıldızlar, gezegensiz yıldızlarla karşılaştırdığında metalce daha zengindir (Guillot, 2005).

EOS (hal) denklemi özellikle H için daha iyi yapılmak koşuluyla elden geçirilmelidir. Bu konu ile ilgili yüksek basınç ve sıcaklıkta çok sayıda deneyler yapılmalıdır.

Gezegenli sistemler üzerine bizim hedeflediğimiz ise, yıldız modellerinden yaş ve kimyasal kompozisyon elde ederek sistemlerin fiziksel parametreleri ile bu bulgular arasında bağlantı var olup olmadığını araştırmaktır. Bunun içinde duyarlı gözlem verilerinden faydalanarak gezegenli yıldızların en uygun modellerini yapmaya çalışıyoruz.

5 Kaynaklar

Baraffe, I.,, Chabrier, C. and Barman, T., 2010, The physical properties of extrasolar planets

Guillot, T. , 2005, The Interiors of Giant Planets Models and Outstanding Qestions

Valencia, D. et al., 2005, Internal Structure of Massive Terrestrial Planets

Frank, D. S. , 2005, High pressure equations of state and planetary interiors

ELİPTİK YÖRÜNGELİ ÖRTEN ÇİFT SİSTEMLER YY SGR VE PV CAS'IN EKSEN DÖNMESİ ANALİZİ

CANER ÇİÇEK[1⋆] ve AHMET BULUT[1⋆⋆]

Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fizik Bölümü,
Terzioğlu Kampüsü, Çanakkale

Özet Bu çalışmada YY Sgr ve PV Cas'ın eksen dönmesi analizi gerçekleştirilmiştir. Sistemlerin literatürde bulunan tüm minimum zamanlarıyla oluşturulan (*O-C*) diyagramları Lacy (1992)'nin yöntemi kullanılarak analiz edilmiş, eksen dönmesi parametreleri hesaplanmıştır. YY Sgr ve PV Cas'ın eksen dönme dönemleri sırasıyla 298.12 ± 47.55 ve 89.82 ± 4.62yıl olarak hesaplanmıştır. Ayrıca sistemlerin ortalama gözlemsel içyapı sabitleri de bulunarak ve kuramsal modellerle karşılaştırılmıştır.
Anahtar Kelimeler : Örten Değişen Çift Yıldızlar, Eksen dönmesi, Yıldızlar: YY Sgr ve PV Cas

1 Giriş

Eksen dönmesi alanında yapılan çalışmaların, en önemli sonuçlarından biri yıldızların iç bölgelerine deneysel olarak bakabilmektir. Basık yörüngeli yakın çift yıldızlarda yörünge büyük ekseninin dönmesi yalnızca bileşenlerin dönme ve karşılıklı çekim nedeniyle küresel yapılarının bozulmasından ileri gelmez. Genel görelilikten kaynaklanan etkilerle de eksen dönmesi olabilir. İki yıldız kütle nokta olsalar bile Einstein'ın Görelilik Kuramına göre yörünge büyük ekseninin dönmesi beklenir.

Çift yıldızların çoğunda bileşenlerin ortak kütle merkezi çevresinde dolanırken oluşturdukları yörüngeler elipstir. Böyle basık bir yörüngede enberinin boylamı düğümler çizgisinin yörünge düzlemindeki doğrultusunu belirler. Enberinin boylamı aynı zamanda yörüngeyi belirleyen yedi temel öğeden birisidir. Birbirine çekim kuvveti ile bağlı iki cismin eliptik yörüngelerde devinim denklemlerini çıkartırken enberinin boylamı genellikle sabit alınır.

Eksen dönmesi nedeniyle ışık eğrilerinde minimum II, 0.5 evreler etrafında salınım yapar.

Bu çalışmada eksen dönmesi gösteren örten çift sistemler YY Sgr ve PV Cas'ın eksen dönmesi, yeni yapılan gözlemler ışığında incelenmiş ve eksen dönmesi parametreleri hesaplanmıştır.

⋆ ccicek@comu.edu.tr
⋆⋆ abulut@comu.edu.tr

2 Gözlemler

PV Cas'ın yeni minimum gözlemleri Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Gözlemevi (ÇOMUG)'nde 2010 da 30-cm çaplı Schmidt-Cassegrain teleskopu ve buna bağlı ST273 CCD kamera ile yapılmıştır.

Bu araştırmada söz konusu sistemin gözlemlerinde PV Cas için bir minimum zamanı elde edilmiştir. Minimum zamanları ve standart yanılgıları, Kwee - van Woerden yöntemi (Kwee ve Woerden, 1956) kullanılarak hesaplanmıştır. Tablo 1'de PV Cas için yeni minimum zamanı listelenmiştir. Elde edilen minimum zamanları daha önce belirlenen literatür minimum zamanları ile birleştirilmiş ve eksen dönmesi analizleri yapılmıştır.

3 Eksen Dönmesi Analizi

Eksen dönmesi parametrelerinin bulunmasında en sık kullanılan yöntemlerden biri Lacy (1992) tarafından geliştirilmiştir. YY Sgr ve PV Cas'ın eksen dönmesi analizlerinde Lacy (1992)'nin yöntemini temel alan Zasche (2009) tarafından geliştirilen bilgisayar programı kullanılmıştır. Bu yöntem, örten bir çift yıldız sisteminde ikinci bileşen, birinci bileşen etrafında yörünge hareketi yaparken oluşacak tutulma anında yörünge büyük ekseninin de bir sabit oranında ilerleyeceği kabulüne dayanır.

3.1 YY Sgr

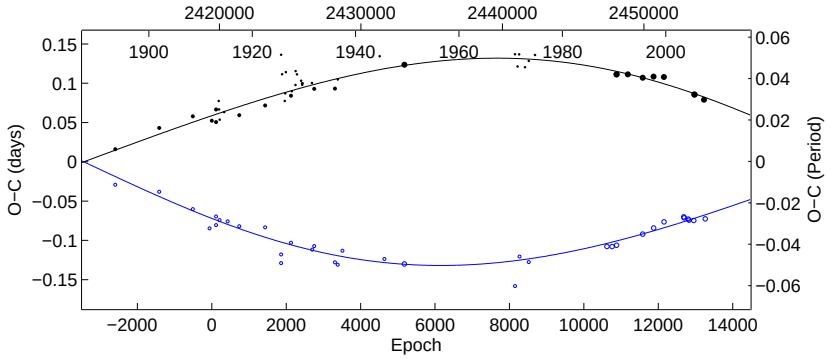
YY Sgr (HD= 173140, BD - 19° 5148, HV 3080, FL 2531; V= 10^m.03, Tayf Türü= B5+B6 ve P= 2.63 gün) erken tayf türünden ayrık bir örten çift yıldız sistemidir. Sistem ilk kez Pickering (1908) tarafından keşif edilmiştir ve sistemin ilk fotoelektrik ışık eğrisini elde etmiştir. Sistem bir çok araştırmacı tarafından çalışılmıştır. Bunlardan bazıları Keller ve Limber (1951), Woodward ve Koch (1992), Lacy(1993b), Lacy(1997 ve Wolf(2000), dur.

Ayrıca Wolf ve ark. (2006) dönem değişimini inceleyip sistemde eksen dönmesinin yanında üçüncü bir cismin var olabileceğini göstermiştir. Bu çalışmada eksen dönmesi dönemi için 294.7 yıl değeri verilmiştir.

Sistemin çevrim sayılarını hesaplamak için

$$\text{Min I(HJD)} = 2448059.6879 + 2.628463 \times E, \tag{1}$$

lineer ışık elemanları kullanılmıştır. Analizlerde Tablo 1'de verilen yeni minimum zamanlarıyla beraber literatürden toplanan, 31 tanesi ikinci minimum olmak üzere, toplam 77 tane minimum zamanı kullanılmıştır. Şekil 1'de verilen *(O-C)* değişimi eksen dönmesi analiz edilmiştir. Sistemin eksen dönmesi parametreleri Tablo 2 de verilmiştir.



Şekil 1. YY Sgr'nin eksen dönmesini gösteren fit.

3.2 PV Cas

PV Cas (HD= 240208, SAO= 35189, BD + 58° 2554, GSC 4010 1411, V= 9^m.86, Tayf Türü= B9.5V + B9.5V, P= 1.75 gün ve e= 0.032) ayrık ve eksen dönmesi gösteren örten bir çift yıldız sistemidir. Geyer (1961) tarafından ilk defa değişen olduğunu keşif edilmiştir. Sistem bir çok bilim adamı tarafından incelenmiştir. Bunlar: Pohl (1969), Ibanoğlu (1971, 1974), Busch (1975), Kelemen (1981), Alkan (1981), Gimenez ve Margrave (1982), Popper (1987), Hoord ve Nagasaka (1990), Krzesinski, Pajdosz ve Drozdz (1993), Barembaum ve Etzel (1994, 1995), Wolf (1995), Svaricek ve wolf (2008) ve Claret (2008) dır. Bu çalışmada, 39 tanesi birinci minimum olmak üzere, toplam 67 tane fotometrik minimum zamanı kullanılmıştır.

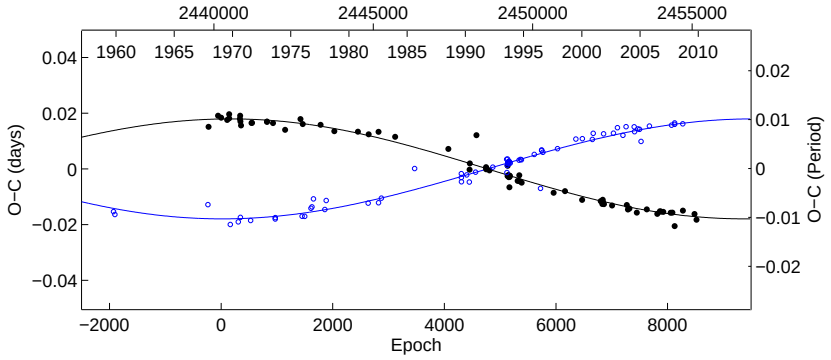
PV Cas'ın çevrim sayılarını hesaplamak için

$$\text{Min I(HJD)} = 2440227.4044 + 1.750469 \times E, \qquad (2)$$

lineer ışık elemanları kullanılmıştır. Analizlerde yörünge eğimi için Popper (1987)'in fotometrik analizlerde elde ettiği i= 85°.35 yi değeri kullanmıştır. Elde edilen eksen dönmesi parametreleri Tablo 2'de verilmiştir. *O-C* eğrisi de Şekil 2'de görülmektedir.

Tablo 1. Yeni minimum zamanı.

Sistem	HJD+2400000+	Hatası	Çevrim Sayısı(E)	Türü	Filtre
PV Cas	55155.3775	0.0002	8528	I	BVR



Şekil 2. PV Cas'ın (O-C) eksen dönmesini gösteren fit.

4 İç Yapı Sabitleri

Eksen dönmesi çalışmaları, yıldızların ($\bar{k}_2$), iç yapı sabitlerinin gözlemlerle bulunmasının en önemli yoludur. Ancak bir çift sistemin eksen dönmesi döneminin belirlenmesi, bileşen yıldızların ayrı ayrı iç yapı sabitlerinin bulunmasına olanak vermez. Bu yolla sadece sistem için ortalama bir iç yapı sabiti değeri belirlenebilir. Eksen dönme dönemini, ortalama gözlemsel iç yapı sabitine ($\bar{k}_{2,obs}$) bağlayan ifade Kopal (1978) tarafından verilmiştir.

$$\overline{k}_{2,obs} = \frac{1}{c_{21} + c_{22}} \frac{P}{U}, \tag{3}$$

Burada katsayılarının yaklaşık değerleri,

$$c_{2i} = r_i^5 [(\frac{\omega_{r,i}}{\omega_k})^2 (1 + \frac{M_{3-i}}{M_i}) f(e) + \frac{15 M_{3-i}}{M_i} g(e)], \tag{4}$$

ile bulunur. Bu katsayılar yörünge dışmerkezliği, bileşenlerin kesirsel yarıçapları ve kütleleri ile dönme hızlarının yörünge açısal hızına oranına bağlıdır. Burada ($\dot{\omega}_{rel}$) enberi noktası boylamının değişimindeki relativistik katkıyı temsil eder ve Gimenez (1985) tarafından

$$\dot{\omega}_{rel} = 5.45 \times 10^{-4} \frac{1}{1 - e^2} (\frac{M_1 + M_2}{P})^{2/3} \tag{5}$$

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

5 Sonuçlar ve Tartışma

Bu çalışmada eksen dönmesi gösteren çift sistemler YY Sgr ve PV Cas'ın dönem analizi, yeni gözlemler ışığında yeniden araştırılmıştır. Yapılan dönem

analizleri sonucunda YY Sgr ve PV Cas'ın için eksen dönmesi dönemleri sırasıyla 298.12 ± 47.55 ve 89.82 ± 4.62 yıl olarak bulunmuştur.

Her iki sistemin salt öğeleri ve eksen dönmesi dönemleri bilindiğinden gözlemsel içyapı sabitleri duyarlı biçimde bulunabilir. Bunun için öncelikle gözlenen eksen dönmesine, relativistik eksen dönmesinin katkısı belirlenmelidir. Gimenez (1985)'in enberi noktasının boylamsal yerdeğiştirmesi için verdiği relativistik katkı bağıntısı kullanıldığında, relativistik eksen dönmesi katkısının YY Sgr için % 13 ve PV Cas için % 6 olduğu görülmektedir. Bu oran, gözlemsel eksen dönmesinden çıkartıldığında ve sistemlerin enberi noktasında eş-dönme yaptığı kabul edildiğinde, YY Sgr ve PV Cas için hesaplanan gözlemsel ortalama içyapı sabitleri sırasıyla ($log\ \bar{k}_{2,obs}$)= -2.293 ve ($log\ \bar{k}_{2,obs}$)= -2.454 olarak hesaplanır.

Bu değerler Petrova ve Orlov (2002)'den belirlenen teorik ortalama içyapı sabitleriyle karşılaştırıldığında değerler arasında uyuşumun olduğu görülmektedir.

Tablo 2. YY Sgr ve PV Cas'ın yeni ışık elemanları ve *(O-C)*değişiminden elde edilen parametreler.

Parameter	Unit	YY Sgr	PV Cas
T_0	HJD	2419467.0348 ± 0.0161	2440227.3877 ± 0.0020
P_s	day	2.628474 ± 0.000002	1.7504696 ± 0.0000003
e		0.15612 ± 0.02678	0.03184 ± 0.00407
$\dot{\omega}$	deg/cycle	0.00869 ± 0.00165	0.01921 ± 0.00104
ω_0	deg	119.93 ± 4.22	178.26 ± 1.07
i	deg	88.88	85.35
U	yr	298.12 ± 47.55	89.82 ± 4.62

Kaynaklar

Alkan, H.: Analysis of the light curves of PV Cassiopeiae by use of automatized Fourier techniques. Astrophysics and Space Science, vol. **75** (1981) 455-463

Barembaum, M. J., Etzel, P. B.: A Photometric Analysis of the Apsidal Motion Binary System PV Cassiopeiae. Astronomical Journal. **109** (1995) 2680

Busch H.: Mitt. Brono-H. - Bürgel- sternwarte Hartha. **9** (1975) 5

Claret, A.: The role of the stellar rotation on the internal constitution of PV Cassiopeiae. Astronomy and Astrophysics. **490** (2008) 1103–1107

Geyer, E.: Die Lichtkurven und Systemkonstanten der Bedeckungsveränder lichen BV 72= PV Cas und BV 200= BD + 76°790. Mit 4 Textabbildungen. Zeitschrift für Astrophysik, Vol. **51** (1961) 79

Gimenez, A. :General-relativistic periastron advances in eclipsing binary systems. Astrophysical Journal vol. **297** (1985) 405–412

Gimenez, A., Margrave, T. E.: The Apsidal Motion of Pv-Cassiopeiae. Astronomıcal journal. **87** (1982) 1233

Hoard, D. W., Nagasako, E., Sandmann, W.: Time of Eclipse for the Binary System PV Cas. Information Bulletin on Variable Stars. **3462** (1990) 1

Ibanoglu, C.: Photoelectric Light Curves of PV Cassiopeiae. Information Bulletin on Variable Stars. **555** (1971) 1

Ibanoglu, C.: The eccentric orbit of PV Cassiopeiae. Astron. Astrophys. **35** (1974) 483–486

Kelemen, J.: Photoelectric Minima of the Eclipsing Binary PV Cassiopeiae. Information Bulletin on Variable Stars. **1923** (1981) 1

Keller, G., Limber, D. N.: A Photoelectric Study of the Eclipsing Stars RS Canum Venaticorum and YY Sagittarii. Astrophysical Journal. **113** (1951) 637

Kopal, Z.: Dynamics of close binary systems. Astrophysics and Space Science Library. **68** (1978) 524

Krzesinski, J., Pajdosz, G., Drozdz, M.: An O-C diagram analysis of PV Cassiopeiae. Astrophysics and Space Science. **204** (1993) 191–197

Kwee, K. K., van Woerden, H.: A method for computing accurately the epoch of minimum of an eclipsing variable. Bulletin of the Astronomical Institutes of the Netherlands. **12** (1956) 327

Lacy, C. H. S.: An exact solution of the ephemeris-curve problem Astronomical Journal. **104** (1992) 2213–2216

Lacy, C. H. S,: The photometric orbit and apsidal motion of YY Sagittarii. Astronomical Journal. **105** (1993) 637–645

Lacy, C. H. S,: Absolute Dimensions and Masses of YY Sagittarii and V526 Sagittarii. Astronomical Journal. **113** (1997) 1091

Petrova, A. V., Orlov, V. V.: Apsidal Motion in Detached Binary Stars: Comparison of Theory and Observations. Astrophysics (English translation of Astrofizika). **45** (2002) 334–341

Pickering, E. C.: 25 New Variable Stars in Harvard Map, Nos. 31 and 43.Harvard College Observatory Circular. **137** (1909) 1–4

Pohl, E.: PV Cassiopeiae–an Eclipsing Binary with Eccentric Orbit. Information Bulletin on Variable Stars. **386** (1969) 1

Pohl, E., Kizilirmak, A.: Photoelectric Minima of Eclipsing Binaries. Information Bulletin on Variable Stars 456 1971 1. **456** (1971) 1

Popper, D. M.: Rediscussion of eclipsing binaries. XVI - The detached early A type binaries PV Cassiopeiae and WX Cephei. Astronomical Journal. **93** (1987) 672–677

Svaricek, P., Wolf, M., Claret, A., Kotkova, L., Brát, L., Smelcer, L., Zejda, M.: Rapid apsidal motion in eccentric eclipsing binaries: OX Cassiopeia, PV Cassiopeia, and CO Lacertae. Astronomy and Astrophysics. **477** (2008) 615–620

Wolf, M.: Apsidal motion in the eclipsing binary PV Cassiopeiae. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society. **277** (1995) 95–98

Wolf, M.: Apsidal motion in southern eccentric eclipsing binaries: YY Sgr, V523 Sgr, V1647 Sgr, V2283 Sgr and V760 Sco. Astronomy and Astrophysics. **356** (2000) 134–140

Wolf, M.,Niarchos, P. G., Gazeas, K. D., Manimanis, V. N., Kotková, L., Paschke, A., Zejda, M.: Eccentric Eclipsing Binary YY Sagittarii. Astrophysics and Space Science. **304** (2006) 181-183

Woodward, E. J., Koch, R. H.: Analyses of photoelectric light curves of YY Sagittarii. Astronomical Journal. **104** (1992) 796–800

Zasche, P.: New Astronomy. **14** (2009) 121

ROTSE-IIId Gözlem Verileri ve İstatistiksel Uygulamalar: Değişen Yıldız Tespiti

ÇOKER Deniz[1⋆], GÜÇSAV Bülent Burak[2], AKSAKER Nazım[1], YEŞİLYAPRAK Cahit[3] ve YERLİ Sinan Kaan[1]

[1] Orta Doğu Teknik Üniversitesi
[2] Ankara Üniversitesi
[3] Atatürk Üniversitesi

Özet ROTSE-IIId görüntüleri yüzbinlerce farklı yıldıza ait verileri barındırmaktadır. Bu veri setinden, örneğin, değişen yıldızların belirlenip tek tek analiz edilmesi çok zaman alıcı ve zahmetli bir işlem gerektirebilmektedir. TÜBİTAK projesi kapsamında ekibimizin geliştirdiği yazılımlarla bu veri setleri çok daha kısa sürede ve topluca analiz edilmiş ve yaklaşık bir milyon yıldızın ışık eğrisi elde edilmiştir. Bilinen bazı istatistiksel yöntem ve uygulamaları, bu yıldızların görüntüleri ve ışık eğrilerine uyguladığımızda içlerinden değişen yıldız olanları belirlenmeye çalışılmıştır. Öncelikle, değişen yıldız özelliği zaten tanımlanmış olanların bu yöntemlerle yakalanıp yakalanmadığı denetlenmiştir. Sonrasında da ışık eğrilerinden, potansiyel değişen yıldızların belirlenmesine çalışılmıştır. Bu çalışma, TÜBİTAK TBAG-108T475 projesi kapsamında gerçekleştirilmiştir.

⋆ denizcoker@gmail.com

XVII. Ulusal Astronomi Kongresi VI. Ulusal Öğrenci Astronomi Kongresi
31 Ağustos - 4 Eylül 2010, Adana

RAVE Verilerinden Yerel Durağanlık Standardının Hesaplanması

Başar Coşkunoğlu[1⋆], Serap Ak[1], Selçuk Bilir[1], Salih Karaali[2], Esma Yaz[1] ve Gerry Gilmore[3]

[1] İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, İstanbul, Türkiye
[2] Beykent Üniversitesi, Matematik Bilgisayar Bölümü, İstanbul, Türkiye
[3] Cambridge Üniversitesi, Astronomi Enstitüsü, Cambridge, Birleşik Krallık

Özet Bu çalışmada, Radyal Hız Deneyi'nin (RAVE) 82850 yıldız içeren üçüncü veri sürümündeki anakol yıldızlarının Yerel Durağanlık Standardı'na (LSR) göre hızları tayin edilmiştir. Anakol yıldızları, yıldızların yüzey çekim ivmelerine sınırlamalar ($4<\log(\mathrm{g/cm\ s^{-2}})<5$) getirilerek belirlenmiştir. Yıldızların uzay hızlarının hesabı için gerekli olan öz hareket verileri literatürden, radyal hız verileri RAVE'den alınmış; uzaklık değerleri Hipparcos verilerine dayanan renk-parlaklık ilişkisinden hesaplanmıştır. Yıldızların popülasyon tiplerine ayrımında kinematik kriterler kullanılmıştır. Anakol örneği yıldızların popülasyon ve spektrel tiplerine göre alt gruplara ayrılmıştır: i) 21310 yıldızlık tüm örnek, ii) 19649 yıldız içeren ince disk yıldızları ve iii-v) 9654, 5910 ve 2325 yıldızdan oluşan F, G ve K spektrel tipinden ince disk yıldızları. Örneklerin uzay hız bileşenlerinin dağılımlarından Gauss eğrileri geçirilmiş ve bu eğrilerin modları LSR bileşenleri olarak kabul edilmiştir. İnce disk anakol örneğinden elde edilen LSR değerleri $U_\odot$=8.50±0.29, $V_\odot$=13.38±0.43 ve $W_\odot$= 6.49±0.26 km s^{-1}dir. Kalın disk yıldızlarının hız bileşenlerinde bir artış görülmektedir.

1 Giriş

Güneş yakınındaki yıldızların kinematiği Galaksinin yapısı ve evrimi ile ilgili önemli bilgiler sağlar. Gözlemler durağan olmayan Güneş'e göre yapıldığından elde edilen kinematik parametreler Yerel Durağanlık Standardı'na (Local Standard of Rest - LSR) göre düzeltilmelidir. Yerel Durağanlık Standardı Güneş'in konumunda bulunan, Galaksinin çekimsel potansiyelinde dairesel bir yörüngede dolanan bir yıldızın hızının tersi olarak tanımlanmıştır. Buna göre Güneş'in $U_\odot$, $V_\odot$ ve $W_\odot$ uzay hız bileşenleri tayin edilmelidir. Radyal ($U_\odot$) ve dikey ($W_\odot$) doğrultudaki bileşenler Güneş komşuluğundaki yıldızların ortalama Güneş merkezli hızlarından kolaylıkla bulunabilir. Fakat, Galaktik dönme yönündeki bileşeni ($V_\odot$) belirlemek ortalama geri kalmadan dolayı (asimetrik sürüklenme) zordur. Ortalama geri kalma örnekteki yıldızların hız dispersiyonlarına bağlıdır.

⋆ basarc@istanbul.edu.tr

Yakın zamana kadar astronomlar asimetrik sürüklenme ile radyal hız dispersiyonlarının karesi arasında doğrusal bir ilişki olduğunu varsaymışlardır (Strömberg, 1946). Fakat, bu doğrusal ilişkiyi temsil eden çizgi asimetrik sürüklenme eksenini 0 km s^{-1}de değil, -7 km s^{-1}de kesmektedir; bu da $V_\odot$ değerinin olması gerekenden küçük çıkmasına sebep olur. Dehnen ve Binney (1998)'in Hipparcos yıldızlarını kullanarak yapmış oldukları çalışmadan elde ettikleri $V_\odot$=5.25±0.62 km s^{-1}lik değer bu sonuca tipik bir örnek teşkil etmektedir.

Burada $U_\odot$, $V_\odot$ ve $W_\odot$'i tayin etmek için kullanılan yıldız örneği ve metot farklıdır: Hipparcos'tan daha uzak mesafelere ulaşan RAVE verisi kullanılmıştır. Ayrıca, anakol yıldızlarından oluşan bir örnek elde edebilmek için şu sınırlamalar kullanılmıştır: i) Yüzey çekim ivmesi $4<\log(g/cm\ s^{-2})<5$ olan yıldızlar seçilmiştir. ii) Mavi yatay kol yıldızlarını ve olası kırmızı devleri seçmemek için $(J-H)_0<0.05$ ve $(J-H)_0>0.55$ renk aralığı kullanılmıştır. iii) Uzay hız hataları 25 km s^{-1}den büyük yıldızlar dışarıda bırakılmıştır. iv) Yıldızlar popülasyonlara ayrılmış ve kalın disk ve halo tarafından kirletilmemiş ince disk popülasyonu kullanılmıştır.

$V_\odot$'i belirlerken halo ve kalın disk yıldızlarını dışarıda bırakmak çok önemlidir, çünkü bu iki popülasyon yüksek asimetrik sürüklenme değerlerine sahip olduklarından Gauss fitlerinin V bileşenine oturmasını güçleştirirler. 2. bölümde RAVE taraması ve bu taramada kullanılan verilerden bahsedilmektedir, 3. bölüm-de verilerden bahsedilmektedir, 3 ve 4. bölümler, sırasıyla, kinematik ve popülas-yon analizlerine ayrılmıştır. Sonuçlar 5. bölümde verilmiş olup 6. bölüm tartışmaya ayrılmıştır.

2 Veri

RAVE (Radyal Hız Deneyi - RAdial Velocity Experiment) yaklaşık 500000 yıldı-zın öncelikle radyal hızlarını ve metal bolluklarını, yüzey çekim ivmelerini, etkin sıcaklıklarını Anglo-Australian Observatory'deki 1.2 m'lik UK Schmidt teleskobu-nun 6 derecelik alan (6 degree Field - 6dF) spektrografını kullanarak belirleyecek bir projedir. 2003'te başlayan RAVE, Güney Yarımküre yıldızlarının $9<I_{DENIS}<13$ parlaklık aralığında Ca-Triplet bölgesinde (8410-8795 Å) orta çözünürlükte spektrumunu almaktadır. RAVE'in bilimsel amaçları yerel olarak gözlemlenmiş dev ve cüceleri kullanarak Galaksinin kimyasal ve dinamik evrimini analiz etmektir. Anakol yıldızları birkaç yüz pc'ye kadar uzaklıklarda bulunurken devler kpcler mertebesinde uzaklıklara uzanabilmektedir. Bu çalışmada kullanılan veriler RAVE'in 3. Veri Salınımını oluşturacaktır (Data Release 3 - DR3). DR3 yıldızların ekvatoral ve galaktik koordinatlarını, radyal hızlarını, metal bolluklarını, alfa element bolluklarını, yüzey sıcaklıklarını ve yüzey çekim ivmelerini içerecektir. Öz hareketler Tycho-2, Supercosmos Gökyüzü Taraması, PPMX ve UCAC-2 kataloglarından alınmışken, fotometrik veriler optik ve yakın kızılötesi sistemlerdendir. Yıldızların parlaklıkları RAVE DR3'ü Tycho-2, USNO-B, DENIS ve 2MASS kataloglarıyla eşleştirerek elde edilmiştir.

2.1 Anakol Yıldızları ve Uzaklık Tayini

Anakol örneğini oluşturabilmek için ana örneğe iki sınırlama uygulanmıştır: yüzey çekim ivmelerine ($4<\log$ (g/cm s^{-2})<5) ve renklerine ($0.05<(J-H)_0<0.55$). Renge getirilen sınırlama yatay mavi kol ve kırmızı dev yıldızlarından kaynaklanan kirlenmeyi engellemek konusunda çok etkilidir. Bu iki kriterin uygulanmasının ardından yıldız sayısı 21310'a inmiştir. Ana örneğin $(J-H)_0$-$(H-K_S)_0$ iki renk diyagramındaki yıldız dağılımı iki zirve etrafında yoğunlaşmıştır; bu F-M tipi cüceleriyle birlikte K ve M tipinden devlerin de örnekte bulunduğunu gösterir. Kriterler uygulandıktan sonra elde kalan alt örnekte ise saf bir anakol örneğine işaret eden tek bir zirve görülmektedir.

Hipparcos kataloğunun aksine RAVE taramasında gözlemlenen yıldızların paralaksları mevcut değildir. Bundan dolayı anakol yıldızlarının uzaklıkları Bilir ve diğ. (2008)'nin $0<M_J<6$ aralığında geçerli olan renk-parlaklık ilişkisi kullanılarak hesaplanmıştır. Yıldızların çoğu 100 pc'den daha büyük uzaklıklarda bulunduğundan parlaklık ve renkleri yıldızlararası kızarmadan etkilenir. Bunun için, uzaklık tayini ve kızarmadan arındırma eş zamanlı olarak yapılmıştır. Tekrarlanacak bir sürecin ilk aşamasında orijinal $(J-H)$ ve $(H-K_S)$ renklerinin kızarmadan arındırılmış olduğu varsayılmış ve mutlak M_J kadirleri Bilir ve diğ. (2008)'nin renk-parlaklık ilişkisi kullanılarak hesaplanmıştır. Görünen ve mutlak parlaklıkların bir arada kullanılmasıyla yıldızların uzaklıkları elde edilmiştir. Schlegel ve diğ. (1998)'nin yıldızlararası kızarma haritaları kullanılmış ve örnekteki her yıldız için $E(B-V)$ renk artığı değerleri bulunmuştur. UBV sistemindeki toplam ve seçici absorpsiyonlar arasındaki ilişki

$$A_\infty(b) = 3.1E_\infty(B-V), \tag{1}$$

$A_\infty(b)$'yi verir; bu değer de Bahcall ve Soneira (1980)'nın yöntemini kullanarak $A_d(b)$'nin bulunmasını sağlar:

$$A_d(b) = A_\infty(b)\left[1-\exp\left(\frac{|d\sin(b)|}{H}\right)\right] \tag{2}$$

denklemde b, d ve H, sırasıyla , yıldızın Galaktik boylamı, uzaklığı ve 125 pc (Marshall ve diğ., 2006) olarak alınan yıldızlararası tozun yükseklik ölçeğidir. $A_\infty(b)$ ve $A_d(b)$ ise model için toplam absorpsiyon ve yıldız yönünde yıldızın uzaklığına kadar olan absorpsiyonu gösterirler. Ardından, denklem 1'in özel bir şekli kullanılarak yıldızın uzaklığındaki renk artığı hesaplanabilir:

$$A_d(b) = 3.1E_d(B-V). \tag{3}$$

Bu değer, Fiorucci ve Munari (2003)'nin denklemlerinde J, H ve K_S bantlarındaki toplam absorpsiyonu hesaplamak için kullanılmıştır: A_J=$0.887\times E(B-V)$, A_H=$0.565\times E(B-V)$ ve A_{Ks}=$0.382\times E(B-V)$. Kızılötesi absorpsiyon miktarları ise uzaklıkları elde etmek için Pogson bağıntısında kullanılmıştır. Yukarıdaki varsayımın aksine orijinal $(J-H)$ ve $(H-K_S)$ değerleri aslında kızarmadan arındırılmış olmadıklarından, 1-3 nolu denklemler yıldızlara d uzaklığı ve $E_d(B-V)$ renk artığı değişmeyene kadar tekrar tekrar uygulanmıştır.

Elde edilen uzaklıkların medyanı 276 pc olup örnekteki yıldızların %97'sinin uzaklıkları 600 pc'den küçüktür.

3 Kinematik

Bölüm 3'te tayin edilen uzaklıklarla RAVE kinematik verilerinin ve öz hareketlerinin birlikte kullanılmasıyla, Johnson ve Soderblom (1987)'un algoritması yardımıyla Galaktik uzay hız bileşenleri tayin edilmiştir. Hesaplarda Uluslararası Gök Referans Sistemi'ndeki (International Celestial Reference System - ICRS) ve Hipparcos ve Tycho-2 (ESA 1997) kataloglarındaki tanıma uygun olacak şekilde J2000 epoğu kullanılmıştır. Dönüşüm matrisleri sağ el kuralına göre düzenlenmiştir. Bundan dolayı, U, V ve W bir yıldızın Güneş'e göre uzay hız bileşenleridir ve U Galaksi merkezi yönünde (l=0°, b=0°), V Galaksi etrafında dolanım yönünde (l=90°, b=0°) ve W Kuzey Galaktik Kutba doğru pozitiftir (b=90°). U, V ve W uzay hız bileşenlerini hassas şekilde tayin etmek için diferansiyel Galaktik rotasyon düzeltmesi yapılmıştır. Uzay hız bileşenlerinin belirsizlikleri U_{err}, V_{err} ve W_{err} öz hareketlerin, uzaklıkların ve radyal hızların belirsizlikleri birleştirilerek Johnson ve Soderblom (1987)'un algoritmasının yardımıyla tayin edilmiştir. Buradan bir yıldızın toplam uzay hız hatası aşağıdaki denklemle hesaplanır:

$$S_{err}^2 = U_{err}^2 + V_{err}^2 + W_{err}^2. \quad (4)$$

Uzay hız hatasının medyan değeri ve standart sapması, sırasıyla, 8.01 ve 16.99 km s^{-1}dir. Bu değerler elde edildikten sonra veri kalitesi düşük yıldızlar örnekten çıkarılmıştır; çünkü bu tür yıldızların içerisinde sistematik olarak yanlış analiz edilmiş yıldızlar bulunmaktadır. Bundan dolayı, örnekte medyandan 1σ'dan fazla sapmış yıldızlar (8.01 km s^{-1}+16.99 km s^{-1}=25 km s^{-1}) ileriki analizlere dahil edilmemiştir. Bu sınırlamayla 867 yıldız, yani örneğin yaklaşık %4'ü çıkarılmıştır. Böylece, örnek hassas uzay hız bileşenlerine sahip 20453 yıldıza indirgenmiştir. 20453 yıldızdan oluşan örnek için bileşenlerin medyan değerleri ve standart sapmaları ($\bar{U}_{err}^2$, $\bar{V}_{err}^2$, $\bar{W}_{err}^2$)=(4.83±3.19,4.40±2.82,3.94±2.69) km s^{-1}dır. (U, V) ve (V, W) diyagramlarındaki en ilginç özellik yıldızların sıfır noktalarının koordinat sistemlerinin orijininde bulunmamalarıdır; bu noktalar Güneş'in hız bileşenlerine karşılık gelirler.

4 Popülasyon Analizi

Uzay hızlarını kullanarak yıldızlarını popülasyonlara üyeliklerini test etmek analizimizin yeni aşamasını oluşturmaktadır. Bensby ve diğ. (2003, 2005)'nin yöntemi kullanılarak 20453 yıldızlık anakol örneği popülasyonlara ayrılmış ve LSR ile popülasyon arasındaki ilişkiyi araştırmak için ince disk popülasyonuna ait Güneş hız bileşenleri tayin edilmiştir. Bensby ve diğ. (2003, 2005) yıldız popülasyonlarının LSR'ye göre Galaktik uzay hızlarının aşağıda verildiği gibi Gauss dağılımları gösterdiğini varsaymışlardır:

$$f(U,\ V,\ W) = k\ .\ \exp\left(-\frac{U_{LSR}^2}{2\sigma_{U_{LSR}}^2} - \frac{(V_{LSR}-V_{asym})^2}{2\sigma_{V_{LSR}}^2} - \frac{W_{LSR}^2}{2\sigma_{W_{LSR}}^2}\right). \qquad (5)$$

σ_U, σ_V ve σ_W hız dispersiyonları olup ince disk (i=D) için, sırasıyla, 35, 20 ve 16 km s^{-1}; kalın disk için (i=TD) 67, 38, 35 km s^{-1} ve halo (i=H) için 160, 90, 90 km s^{-1} değerlerini alırlar (Bensby ve diğ., 2003). v_a asimetrik sürüklenmedir ve ince disk, kalın disk ve halo popülasyonları için, sırasıyla, -15, -46 ve -220 km s^{-1}dir. (U, V, W)$_{LSR}$ bir yıldızın LSR'ye göre uzay hız bileşenleridir. LSR'ye göre hız bileşenleri yıldızların uzay hızlarının Güneş'in LSR uzay hızına göre ((U, V, W)$_\odot$=(10.00, 5.25, 7.17) km s^{-1}, Dehnen ve Binney (1998)) düzeltilmesi ile elde edilir.

Bir yıldızın Galaksideki herhangi bir popülasyona ait olup olmadığını belirlemek için denklem 5'ten hesaplanan olasılık değerleri her bir popülasyonun Güneş civarındaki görülme olasılıkları (X) ile çarpılır. Yani, X Güneş civarındaki yıldızların popülasyon oranlarını gösteren bir katsayıdır. Bu değerler ince disk, kalın disk ve halo için, sırasıyla, X_D= 0.9385, X_{TD}=0.06 ve X_H=0.0015'tir (Robin ve diğ., 1996; Buser ve diğ., 1999). Kalın diskin ince disk ve haloya göre göreli olasılıkları aşağıdaki denklemlerin yardımıyla hesaplanır:

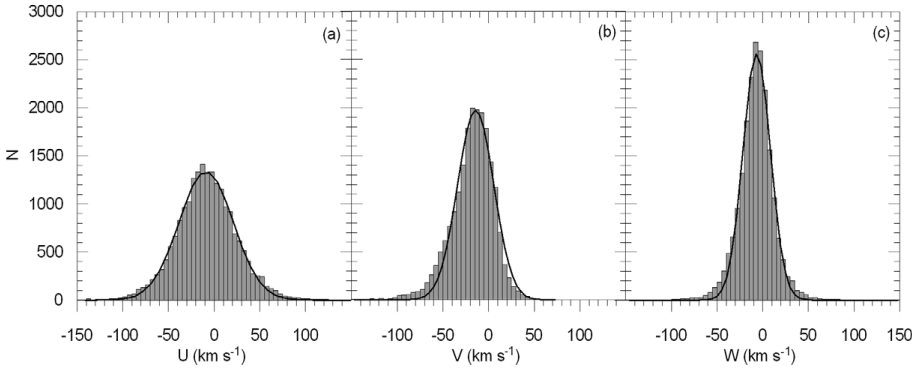
$$TD/D = \frac{X_{TD}}{X_D}.\frac{f_{TD}}{f_D}, \qquad TD/H = \frac{X_{TD}}{X_H}.\frac{f_{TD}}{f_H}. \qquad (6)$$

Bensby ve diğ. (2005) yıldızları dört kategoriye ayırmışlardır: $TD/D \leq 0.1$ (yüksek olasılıklı ince disk yıldızları), $0.1 < TD/D \leq 1$ (düşük olasılıklı ince disk yıldızları), $1 < TD/D \leq 10$ (düşük olasılıklı kalın disk yıldızları) ve TD/D>10 (yüksek olasılıklı kalın disk yıldızları). 18026 yıldız yüksek olasılıklı ince disk yıldızı kategorisine girerken, 1552 yıldız düşük olasılıklı ince disk, 412 yıldız kalın disk ve son olarak 463 yıldız ise halo yıldızıdır.

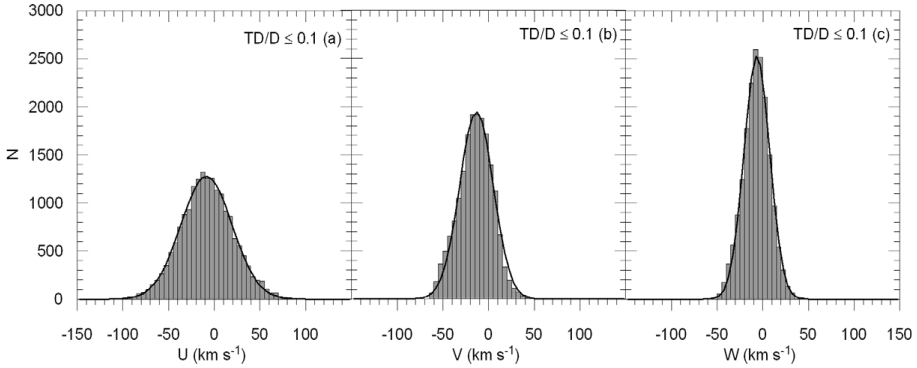
5 Sonuçlar

Anakol örneğinin ve farklı spektrel tiplerden yüksek olasılıklı ince disk yıldızlarından oluşan dört alt örneğin (F, G ve K - 17889 yıldız, sadece F - 9654 yıldız, sadece G - 5910 yıldız ve sadece K - 2325 yıldız) U, V ve W uzay hız bileşenlerinin Gauss dağılımlarının zirveleri tayin edilmiştir. Spektrel tipler yıldızların 2MASS renk indekslerine göre tayin edilmiştir (Bilir ve diğ., 2008 - Tablo 3). F spektrel tipi için renk aralığı $0.08 < J - H \leq 0.30$, G spektrel tipi için ise $0.30 < J - H \leq 0.42$'dir. Bu kinematik dağılım fonksiyonlarının zirveleri araştırılmakta olan yıldız grubu için Güneş hareketini ölçmenin en iyi yoludur. Anakol yıldız örneği ve yüksek olasılıklı ince disk yıldızlarının uzay hız bileşenlerinin histogramları, sırasıyla, Şekil 1 ve Şekil 2'de gösterilmiştir. Veriyi düzgün biçimde betimleyen Gauss eğrileri histogramların zirveleri için $U_\odot$=8.83±0.24, $V_\odot$= 14.19±0.34 ve $W_\odot$= 6.57±0.21 km s^{-1} değerlerini vermiştir. F, G ve K spektrel tiplerine ait yüksek olasılıklı ince disk yıldızlarındaki sonuçlar ise önceki gruba göre biraz

farklıdır: $U_{\odot}$=8.50±0.29, $V_{\odot}$=13.38±0.43 ve $W_{\odot}$=6.49±0.26 km s^{-1}. $V_{\odot}$'teki büyük fark Şekil 1b ile Şekil 2b kıyaslanarak görülebilir.



Şekil 1. 20453 anakol yıldızının Galaktik uzay hızlarının Gauss eğrileri geçirilmiş dağılım fonksiyonları.



Şekil 2. Yüksek olasılıklı ince disk yıldızlarının Galaktik uzay hızlarının Gauss eğrileri geçirilmiş dağılım fonksiyonları.

Her bir dağılımdaki Gauss eğrilerinin zirve noktaları tayin edilmiş ve sonuçlar, yüksek ihtimalli anakol örneği ve tüm örnekle birlikte, Tablo 1'de verilmiştir. Her bir örnekteki bileşenlerin zirveleri arasında fark vardır; bu konu 6. bölümde tartışılacaktır.

Çizelge 1. Güneş'in LSR'ye göre metinde belirtilen beş örneğe ait uzay hız bileşenleri.

Parametre	U (km s^{-1})	V (km s^{-1})	W (km s^{-1})	N
Tüm örnek	8.83±0.24	14.19±0.34	6.57±0.21	20453
$TD/D \leq 0.1$	8.50±0.29	13.38±0.43	6.49±0.26	18026
F Spektrel Tipi	8.35±0.36	13.14±0.43	6.24±0.27	9654
G Spektrel Tipi	9.25±0.50	14.42±0.57	6.67±0.38	5910
K Spektrel Tipi	7.01±0.67	11.96±0.66	7.03±0.38	2325

6 Tartışma

LSR, Galaksinin çekimsel potansiyelinde, Galaksi düzleminde dairesel bir yörüngede dolanan varsayımsal bir yıldızın referans çerçevesidir. Dinamik dengede bulunan Güneş civarındaki yıldızların kinematik dağılım fonksiyonları incelenerek Güneş'in bu varsayımsal yıldıza göre U, V ve W uzay hız bileşenleri tayin edilebilir. Benzer şekilde yıldız popülasyonlarının özel Güneş hareketleri incelenerek veya LSR'ye göre ortalama hareketleri araştırılarak dengede olup olmadıkları da test edilebilir.

Bu çeşitli sonuçlardan, seçilen örnekten bağımsız olarak, $U_\odot$'in küçük ve tutarlı değerlere sahip olduğu görülmektedir. Galaksideki her popülasyon radyal olarak kararlı ve dairesel olarak simetrik gözükmekte; çubuk-gibi yapılardan kaynaklanan tedirginliklere dair kanıt içermemektedir. Benzer şekilde, net dikey hareket $W_\odot$ için aynı sonuçlara ulaşılabilir. Gökyüzü düşmez. Galaksi, yerel olarak yığılmış bir sistem veya asimetrik kütle akımlarından ciddi şekilde etkilenmemiştir. Dönme doğrultusundaki bileşen $V_\odot$'te ise durum bu kadar net değildir: Bu büyüklük için tayin edilen değerler arasındaki uyum daha azdır; bunun esas sebebi ise açısal momentumun zamanla rastgele hareketlere dönüşmesini belirleyen kinematiği enerji dengesi açısından düzelten modele dayalı varsayımlardır. Bu dönüşüm difüzyonla yavaşça gerçekleşebilir; veya radyal etkilerle daha hızlı da olabilir. En iyi yol $V_\odot$'i çeşitli yöntemlerle, mümkün olduğu kadar çok popülasyon için tayin etmektir. Bu yaklaşımı uygulayarak çalışmamızda, birçok çalışmayla uyumlu bir biçimde, $V_\odot$'i yaklaşık 13 km s^{-1} bulduk. Bu değer yerel anakol yıldızlarından oluşan üç alt gruba göre tayin edilmiştir. İstatistiksel olarak bu gruplar çok geniş bir yaş aralığını kapsar. Yine de, birbirleriyle ve daha yerel örneklerden elde edilmiş değerlerle uyum içerisindedirler, yani LSR kavramı iyi tanımlanmıştır.

Güneş gibi ince disk cücelerini inceledik. Uzay hız bileşenlerinde, doğal dağılım-larından ve farklı popülasyon ve yaşlarda aynı bileşenlerdeki farklı değerlerden dolayı, bir dispersiyon olması beklenmiştir. Bir uzay hız bileşenini bulabilmek için uzay hareketi verisinden uygun bir dağılım fonksiyonu geçirmektir. Bu fonksi-yon Gauss dağılımı gösterir ve zirvesi istenilen değeri verir. Bu çalışmada kullanılan yöntem budur.

Yıldız örneği yüksek hassasiyetli yerel Hipparcos örneğinin çok ötesine ulaşan RAVE'den alınmıştır. Örneğin %97'sinin uzaklığı 0.6 kpc'den küçüktür. Küçük hatalara sahip bir anakol örneği oluşturabilmek için aşağıdaki sınırlamalar uygu-

lanmıştır: i) yüzey çekim ivmesi $4<\log(\mathrm{g/cm\ s^{-2}})<5$ olan yıldızlar seçilmiştir, ii) Mavi yatay kol yıldızlarını ve olası kırmızı devleri seçmemek için $(J-H)_0<0.05$ ve $(J-H)_0>0.55$ renk aralığı kullanılmıştır, iii) uzay hız hataları 25 km $\mathrm{s^{-1}}$den büyük yıldızlar dışarıda bırakılmıştır ve iv) yıldızlar popülasyonlara ayrılmış ve kalın disk ve halo tarafından kirletilmemiş ince disk popülasyonu kullanılmıştır. Güneş hız bileşenleri beş örnek için tayin edilmiştir: tüm RAVE anakol yıldızları için, yüksek olasılıklı ince disk anakol yıldızları için, F, G ve K spektrel tiplerine ait ince disk anakol yıldızlarının her biri için. Sonuçlar hata barları içerisinde, tüm örnekler için tutarlıdır (Tablo 1). Ayrıca, sonuçlar, başka popülasyon alt örneklerini kullanan diğer güncel tayinlerle de uyumludur. Günümüzde özel Güneş hızının eski çalışmalarda olması gerekenden küçük bulunduğu yönünde gittikçe kuvvetlenen bir fikir birliği vardır. Farklı örneklerimizdeki iç uyum ve bu çalışma ile diğerleri arasındaki uyum Güneş civarındaki Galaktik potansiyelin - zamana bağlı değişimler olmadan - simetrik olduğuna dair kuvvetli kanıtlar sunmaktadır.

7 Teşekkür

Bu çalışma, TÜBİTAK tarafından 108T613 nolu projeyle desteklenmiştir. Salih Karaali verdiği maddi destekten dolayı Beykent Üniversitesi'ne teşekkür eder.

Kaynaklar

Bahcall, J. N., Soneira, R. M.: ApJS **44** (1980) 73
Bensby, T., Feltzing, S., Lundström, I.: A&A **410** (2003) 527
Bensby, T., Feltzing, S., Lundström, I., Ilyin, I.: A&A **433** (2005) 185
Bilir, S., Karaali, S., Ak, S., Yaz, E., Cabrera-Lavers, A., Coşkunoğlu, K. B.: MNRAS **390** (2008) 1569
Buser, R., Rong, J., Karaali, S.: A&A **348** (1999) 98
Dehnen, W., Binney, J. J.: MNRAS **298** (1998) 387
ESA: The Hipparcos and Tycho Catalogs ESA SP-1200. ESA, Noordwijk (1997)
Fiorucci, M., Munari, U.: A&A **401** (2003) 781
Johnson, D. R. H., Soderblom, D. R.: AJ **93** (1987) 864
Marshall, D. J., Robin, A. C., Reylé, C., Schultheis, M., Picaud, S.: A&A **453** (2006) 635
Robin, A. C., Haywood, M., Créze, M., Ojha, D.K., Bienaymé, O.: A&A **305** (1996) 125
Schlegel, D. J., Finkbeiner, D. P., Davis, M.: ApJ **500** (1998) 525
Strömberg, G.: ApJ **104** (1946) 12

NGC 5204 Bükülmüş Spiral Galaksisinin Kinematik Modellemesi

DAĞTEKİN Nazlı Derya[12⋆], JOZSA Gyula[1], OOSTERLOO Tom A[1] ve KÜÇÜK İbrahim[2]

[1] Netherlands Institue For Radio Astronomy
[2] Erciyes Üniversitesi

Özet Disk galaksilerde bükülmeler oldukça yaygındır fakat orijinleri halen tartışma konusudur. NGC 5204 çok fazla bükülmüş bir galaksidir ve önceki çalışmalarda (Jozsa 2007) yasak hızlarda ekstra düzlemsel gaz bileşeni belirlenmiştir. Böylece bu galaksi, birbirine geçiş yarıçapında bağlı fakat oryantasyonları hızlıca değişen iç ve dış disklere sahiptir. Bu çalışmada TiRiFiC (Jozsa et all 2007)programı kullanılarak, WSRT ile yapılan HI gözlemlerinden elde edilen veri küplerine, direkt tilted-ring model fiti uygulanarak dış diskin kinematiği ve geometrisi, bu gaz anomalisini içerecek ve açıklayacak şekilde yendien modellenmiştir. Bu modellemenin sonucu olarakta bükülmeler ve halodaki HI arasındaki ilişki tartışılmıştır.

⋆ dagtekin@astron.nl

FLARE SINIFLAMASINDA İSTATİSTİKSEL YENİ BİR YÖNTEM VE V1285 Aql FLARELERİ

Hasan Ali DAL[1⋆], Serdar EVREN[1] ve Hayal BOYACIOĞLU[2]

[1] Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, İzmir
[2] Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, İstatistik Bölümü, İzmir

Özet Bu çalışmada, UV Ceti türü yıldızların fotoelektrik ışıkölçümlerinde elde edilmiş flarelerinin sınıflanması için geliştirilen yeni bir analiz yöntemini kullanarak, V1285 Aql'nın gözlemlerinde elde edilen flarelerden ulaşılan sonuçları sunuyoruz. Bu yeni yöntem, Independent Samples t-Test analizini kullanarak istatistiksel bir yönteme dayanmaktadır. Analizlerde kullanılan veri, bir flare yıldızı olan V1285 Aql'nın 2006 yılı gözlemlerinden elde edilmiştir. Standart Johnson U bandında elde edilen toplam flare sayısı 82'dir. Sonuç olarak, "flare sönümlenme süresi"nin "flare parlama süresi"ne göre oranına dayanarak, flareler "yavaş" ve "hızlı flare" olarak iki sınıfa ayrılabilmektedir. Ayrıca, Independent Samples t-Test'e göre yavaş ve hızlı flarelerin eşdeğer süreleri arasında yaklaşık 73 saniyelik fark vardır. Independent Samples t-Test'e göre bu farkın anlamlı olduğu görülür ($p < 0.001$). Buna ek olarak, yavaş ve hızlı flarelerin genlikleri ve parlama süreleri arasında da belirgin farklar vardır.

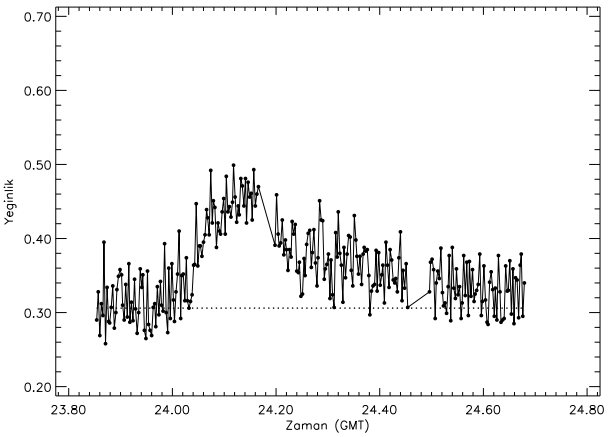
1 Giriş

Yıldız evrimini etkileyen temel parametrelerden biri kütle kaybıdır ve küçük kütleli yıldızların evrimini belirlemede rol oynar. Gökadamızdaki yıldızların %65'i kırmızı cüce yıldızlardan oluşur. Bu yıldızların %75'i flare aktivitesi gösterir ve UV Ceti türü yıldızlar olarak bilinirler (Rodono 1986). UV Ceti türü yıldızlar yılda 10^{-10} $M_{\odot}$ kütle kaybettikleri ve bu kayıpta flare aktivitesinin büyük rol oynadığı bilinir (Marcy and Chen 1992). Eğer flare aktivite süreci iyi bilinirse, kırmızı cüce yıldızların evriminin anlaşılması da kolaylaşacaktır.

UV Ceti türü yıldızlarda ilk flare, 1939'da elde edilmiştir (van Maanen 1940). UV Cet, YZ CMi, EV Lac, AD Leo ve EQ Peg gibi yüksek flare aktivitesi gösteren yıldızların keşfiyle gözlenen flare sayısı ve flarelerden kaynaklanan parlaklık değişimlerinin çeşitliliği artmıştır (Moffett 1974, Gershber 2005). Çok sayıda flare incelendiğinde, flarelerin genelde iki tür ışık değişimi gösterdiği görülür. Bunlardan birincisi, hızlı flareler olarak adlandırılan ve ışık değişimleri Güneş'in sert X-Işın flare ışık değişimine benzeyen yüksek enerjili parlamalardır.

⋆ e-mail:ali.dal@ege.edu.tr

İkincisiyse, yavaş flareler olarak adlandırılan, parlama ve sönümlenme süreleri hemen hemen eşit ve genelde de düşük enerjili flarelerdir. Hızlı ve yavaş flare kavramları, literatürde ilk kez 1960'larda kullanılmıştır. Haro and Parsamian (1969), yaptığı çalışmada, eğer bir flarenin parlama süresi 30 dakikadan küçük ise hızlı flare ve 30 dakikadan büyükse yavaş flare olarak sınıflamıştır. Diğer yandan, 1967'de Kunkel tarafından yayımlanan doktora tezinde, elde edilen flare ışık değişimlerinin aslında birçok hızlı ve yavaş flare parlamasıyla ortaya çıktığına işaret edilmiştir (Gershberg 2005). Benzer bir yaklaşımla Osawa et al. (1968) da ışık değişimlerinden yola çıkarak iki flare türü tanımlarken, Oskanian (1969) flareleri 4 gruba ayırmıştır. Moffett (1974) ise flareleri, parlaklık değişimlerine göre klasik, karmaşık, yavaş, anlık flare ve flare olayı olarak gruplamıştır.

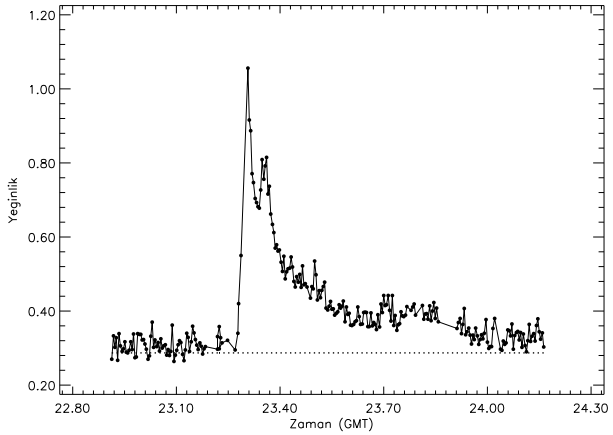


Şekil 1. V1285 Aql'nın 21 Mayıs 2006 gecesi elde edilen U bandı flaresi.

UV Ceti türü yıldızlarda ortaya çıkan flare parlamalarındaki süreçlerin açıklanabilmesi için Güneş Flare Olayı temel alınır (Rodono 1986, Hudson and Khan 1997, Gershberg 2005, Benz 2008). Bununla birlikte birçok yazar UV Ceti yıldızla- rına ait flareler için farklı modeller ortaya koymuştur (Grinin 1976, Grinin 1990, Katsova et al. 1997). Gurzadyan (1988) ise UV Ceti yıldızlarında elde edilen flarelerin %95'inin ısısal süreçlerle, %5'lik kısmının ise ısısal olmayan süreçlerle ortaya çıktığını belirtir. Gurzadyan'ın yaklaşımına göre bu iki tür flare arasında büyük enerji farkları vardır.

Bu çalışmada, bir flare yıldızı olan V1285 Aql'nın flare taramalarından elde edilen sonuçlar tartışılacaktır. SIMBAD Veri Tabanı'nda dM3e tayf türünden bir UV Ceti türü değişen bir yıldız olarak sınıflanır. Kinematik çalışmalarda yıldızın, gökada da genç diskte yer aldığı görülmüştür ve bir genç disk flare yıldızı olarak sınıflanmıştır (Vedeer 1974). V1285 Aql'nın flare aktivitesi gösterdiği ilk kez Shakhovskaya and Maslennikov (1970) tarafından bulunmuştur. Andrews (**?**) tarafından yapılan çalışmada, yıldızın parlaklığında 30 saniye dönemli mikro

salınımlar olduğu görülmüştür. Yazarın 1989 yılında yaptığı çalışmada ise, 1.2 ve 1.4 dakikalık dönemlerde de benzer bir davranış sergilediği gösterilmiştir (Andrews 1989). V1285 Aql'nın leke aktivitesi gösterip göstermediği tartışma konusudur. Literatürde, 2.9 gün dönemli bir değişim gösterilse de bu değişimin gerçek olup olmadığı kesinlik kazanmamıştır (Alekseev and Gershberg 1997, Byrne et al. 1984, Messina et al. 2001).



Şekil 2. V1285 Aql'nın 17 Haziran 2006 gecesi elde edilen U bandı flaresi.

V1285 Aql, 2006 yılında standart Johnson U bandında gözlenmiş ve 82 flare elde edilmiştir. Çalışmada bu flarelerin istatistiksel analizleri yapılmış ve flare türleri incelenmiştir. Flare türlerinin ayrımı, literatürde genelde flare değişiminin biçimine bakılarak yapılmaktadır. Bu çalışmada ise flarelerin türünün saptanmasına ilişkin yeni bir istatistiksel yöntem sunulmaktadır. Bu yeni yöntemde, flare parlama sürelerine karşılık flare eşdeğer sürelerinin değişimi incelenmektedir.

2 Gözlemler ve Analizler

2.1 Gözlemler

Gözlemler, Ege Üniversitesi Gözlemevi'nde, "High-Speed Three Channel Photometer" takılı olan 48-cm Cassegrain türü teleskopla yapılmıştır. Standart Johnson U bandında yapılan gözlemlerde 7-10 saniye aralığında poz süreleri kullanılmıştır. Flare gözlemleri sırasında, kullanılan fotometrenin ikinci kanalına bir takip yıldızı yerleştirilmiştir. Gözlenen program ve mukayese yıldızlarının kimlikleri Çizelge 1'de verilmiştir. Çizelge 1'de verilen parlaklıklar ve renk ölçekleri, bu çalışma kapsamında elde edilmiştir. Gözlenen yıldızların parlaklıkları atmosferik

sönükleştirme etkisinden arındırılmıştır. Elde edilen diferansiyel parlaklıklar, gökyüzünde program yıldızlarına yakın bölgelerde bulununan Johnson standart yıldızlarının gözlemleri kullanılarak standart parlaklığa dönüştürülmüştür. Gözlenen standart yıldızlar, Landolt (1992)'de yer almaktadır. Gözlem zamanları günmerkezine indirgenmiştir. U bandında yapılan gözlemlerin gecelik hatalarının ortalaması yaklaşık $0^m.015$ dir. Mukayese ve denet yıldızları farklarının değişimi incelendiğinde, gecelik gözlem hatalarının üzerinde bir değişimin olmadığı görülür. V1285 Aql, 5 Mayıs 2006 ile 25 Ağustos 2006 tarihleri arasında 32 gece gözlenmiştir. Bu gözlemler boyunca, toplan 30.95 saat olan flare tarama süresinde 82 flare elde edilmiştir.

Çizelge 1. Değişen, mukayese ve denet yıldızlarının kimlikleri.

Yıldız	**V (mag)**	**B-V (mag)**
V1285 Aql	10.191	1.646
C1=BD +08 3899	9.604	1.314
C2=BD +08 3900	10.020	1.605

Gershberg (1972), flare enerjilerinin hesaplanmasını sağlayan bir yöntem geliş- tirmiştir. Bu yöntemde, aşağıdaki (1) ve (2) nolu eşitlikler yardımıyla fotoelektrik gözlemlerde elde edilen flarelerin enerjileri hesaplanmaktadır. (1) nolu eşitlikte, I_0, gözlemin yapıldığı süzgeçte yıldızın sakin düzeyindeki yeğinliği; I_{flare} ise flare anındaki yeğinliğidir.

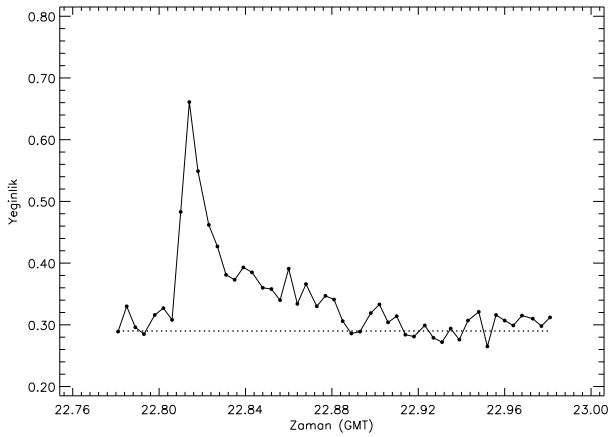
$$P = \int [(I_{flare} - I_0)/I_0]dt \tag{1}$$

$$E = P \times L \tag{2}$$

burada E, gözlem yapılan süzgeçteki flare enerjisi, P, (1) nolu eşitlikle tanımlanan flare eşdeğer süresidir. L ise gözlem yapılan süzgeçte, yıldızın sakin düzeydeki ışıtmasıdır.

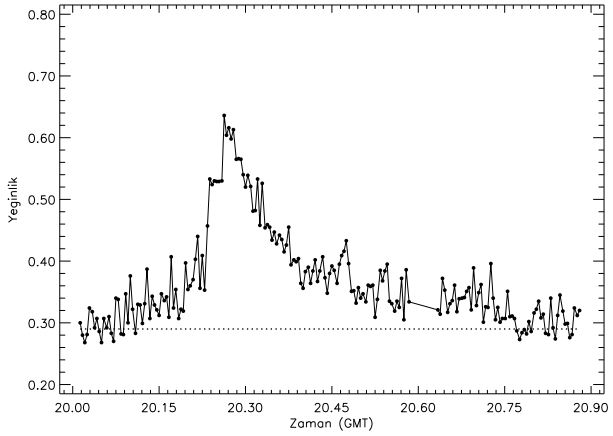
Elde edilen her bir flare için, flare maksimum anı HJD'si, flare parlama süresi, sönümleme süresi, flare genliği ve (1) nolu eşitlik yardımıyla flare eşdeğer süresi hesaplanmıştır. Gözlemlerde yıldızın flaresiz parlaklık düzeyi, yıldızın sakin düzeyi kabul edilmiş ve tüm parametreler bu düzey gözönüne alınarak hesaplanmıştır. Bazı flarelerde birden fazla pik görülmektedir. Maksimum nokta olarak en büyük genliğin olduğu pik baz alınmıştır.

Yapılan analizlerde flare enerjisi yerine flare eşdeğer süreleri kullanılmıştır. Bunun nedenlerinden biri, farklı tayf türlerinden yıldızlarda ortaya çıkan flare enerjileri (2) eşitliğiyle hesaplandığında, aynı eşdeğer süreye sahip olsalar bile L ışıtmasından dolayı hesaplanan enerjiler farklı olmakta ve bu



Şekil 3. V1285 Aql'nın 21 Temmuz 2006 gecesi elde edilen U bandı flaresi.

yıldızlardaki flareler aynı analizde kullanılamamaktadır. İkinci nedense, L ışıtma hesaplarında, yıldızların uzaklıkları, farklı kaynaklarda farklı verilmektedir ve uzaklıktaki küçük bir fark, enerjide birkaç katlık farklar ortaya çıkarmaktadır.



Şekil 4. V1285 Aql'nın 21 Temmuz 2006 gecesi elde edilen diğer bir U bandı flaresi.

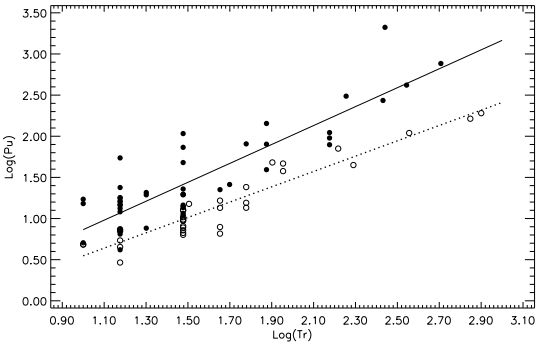
Elde edilen flareler incelendiğinde, Şekil 1, 2, 3 ve 4'den de görüldüğü gibi farklı şekillere sahip eğriler görülür. Bu şekillerdeki dört flare ışık eğrisinde görülen yatay noktalı çizgi, gözlem yapılan geceden hesaplanan gecelik sakin düzeyi gösterir. Şekil 1'de görülen flare, Moffett (1974) tarafından tanımlanan

sınıflamaya göre "flare olayı" olarak sınıflanır. Şekil 2 ve 3'de görülen flareler ise aynı sınıflamaya göre klasik flare sınıfına girer ve flare yıldızlarında sık rastlanan parlama türleridir. Şekil 4'de görülen flare ise karmaşık flare olarak tanımlanan bir değişimdir.

2.2 İstatistiksel Analizler

Flare parlama evreleri, ani-yüksek enerji çıkışının görüldüğü evrelerdir. Temel evre ise ortaya çıkan enerjinin yavaş yavaş azaldığı sönümlenme evresidir (Gurzad- yan 1988, Benz 2008). Bununla birlikte, klasik flarelerinin parlama evrelerinde birim zamanda gözlenen parlama miktarı yavaş farelerdekinden çok büyüktür (Moffett 1974, Gershberg 2005). Eğer flare parlama süreleri ve bunlara karşılık gelen flare eşdeğer sürelerinden bir veri seti oluşturulursa, uygun bir istatistik yöntemle bu iki grup flare arsında fark olup olmadığı incelenebilir ve ortaya çıkacak bu farklarla yavaş ve hızlı flareleri doğru şekilde ayırt edecek parametreler de elde edilebilir.

İlk olarak bağımsız gruplarda Independent Samples t-Test (bundan sonra t-Test) ile her iki grubun eşdeğer süreleri karşılaştırıldı. Her iki grubun birbirinden bağımsız dağılım sergilediği anlaşıldıktan sonra, Regresyon analizleri ile her iki gruba ait parlama süresi (x) ile eşdeğer süre (y) arasındaki en iyi model denklemi bulundu. Elde edilen model denklemler birbiriyle karşılaştırıldı. Analizler, SPSS V17.0 (Green et al. 1999) ve GrahpPad Prism V5.02 (Dawson and Trapp 2004) yazılımları kullanılarak yapıldı. Elde edilen analiz sonuçlarının değerlendirmesinde α değeri 0.05 olarak alınmıştır.



Şekil 5. Hızlı ve yavaş flarelerde parlama süresine göre eşdeğer sürelerin dağılımı ve lineer temsilleri. Şekilde içi olu noktalar hızlı flarelere, içi boş noktalar ise yavaş flareleri göstermektedir.

İstatistiksel bir analiz yöntemi olan t-Test, iki grubun bağımsız değişkenleri arasında fark olup olmadığını araştırır (Wall and Jenkins 2003, Motulsky 2007). Bu çalışmada flarelerin parlama süreleri bağlı değişken, flare eşdeğer süreleri ise bağımsız değişkenler olarak alınmıştır. V1285 Aql'nın 2006 yılı gözlemlerinde elde edilen 82 flare ışık değişimleri incelenerek, flare parlama süreleri aynı olmasına karşın eşdeğer süreleri farklı olan flareler belirlenmiştir. Işık değişimlerinin genel şekli de gözönüne alınarak, bu flareler yüksek enerjililer ve düşük enerjililer olarak iki gruba ayrılmıştır.

Elde edilen grupların ortalama eşdeğer süreleri karşılaştırılmıştır. Analizlerde kullanılan tüm yavaş flareler için logaritmik ölçekte ortalama eşdeğer süre 1.479± 0.054, hızlı flareler içinse 2.015±0.067 bulunmuştur. Bu, yavaş ve hızlı flareler için eşdeğer süreler arasında logaritmik ölçekte ortalama 0.536 katlık bir fark olduğunu gösterir. Bulunan farkın istatistiksel olarak anlamlı olup olmadığının testi için, p - olasılık hesabı yapılmış ve $p < 0.001$ bulunmuştur. Bu sonuç, elde edilen 0.536'lık farkın, bu dağılımlar için anlamlı olduğunu gösterir.

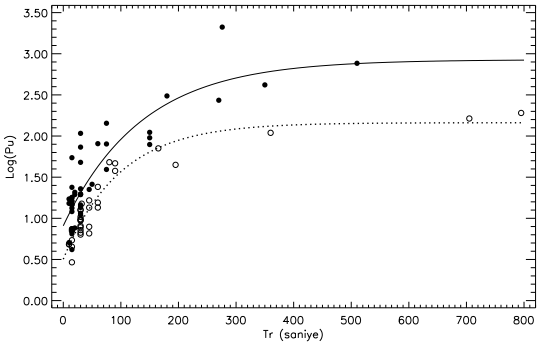
Çizelge 2. Parlama süreleri aynı olan yavaş ve hızlı flarelerin, flare parlama sürelerine karşılık eşdeğer sürelerinin dağılımına ilişkin istatistik analiz sonuçları.

Flare Grupları	**Yavaş Flare**	**Hızlı Flare**
En İyi Temsil Değerleri		
Eğim	0.932 ± 0.056	1.150 ± 0.095
X=0.0'da Y- Kesim Noktası	-0.385 ± 0.096	-0.285 ± 0.151
Y=0.0'da X- Kesim Noktası	0.414	0.248
Tüm Y Değerlerinin Genel Ortalaması		
Genel Ortalama	1.479	2.015
Genel Ortalama Hatası	0.054	0.067
Temsilin Korelasyon Katsayısı		
r^2	0.896	0.761
Eğimler Sıfırdan Farklı mı?		
P Olasılık Değeri	< 0.0001	< 0.0001
Sıfırdan Sapma?	Önemli.	Önemli.

Her iki grup flare için, flare parlama süresine (Tr, Flare Rise Time) karşılık flare eşdeğer sürelerinin ($logP_u$) dağılımları logaritmik ölçekte elde edilmiştir. Regresyon hesapları, bu dağılımlar için en iyi temsillerin doğrusal temsiller olduğunu gösterir. En Küçük Kareler Yöntemi kullanılarak, doğrusal temsiller elde edilmiştir. Bu doğruların denklemleri (3) ve (4) denklemleriyle verilmiştir.

Tüm analiz sonuçları Çizelge 2'de listelenmiştir. Analizde ilk önce dağılımların en ideal temsilleri için fonksiyon tanımı aranmıştır. Regresyon hesapları, hızlı ve yavaş flareler için Şekil 5'de görülen dağılımın, en tutarlı şekilde sırasıyla (3) ve (4) bağıntılarıyla verilen lineer fonksiyonlarla temsil edildiğini gösterir.

Elde edilen doğruların gerçekten de birbirlerinden bağımsız değerlendirilmesi gereken iki farklı gruba ait olup olmadığı test edilmiştir. Bu noktada ilk olarak



Şekil 6. Yavaş ve hızlı flareler için flare parlama süresine göre Log(Pu) dağılımları ve bu dağılımlara ilişkin temsiller. Şekilde içi olu noktalar hızlı flarelere, içi boş noktalar ise yavaş flareleri göstermektedir.

doğruların eğimleri incelenmiştir. Çizelge 2'den de görüleceği gibi, yavaş flareler için bu lineer fonkiyonun eğiminin 0.932±0.056 dolayındayken, hızlı flareler için 1.150±0.095 olduğunu gösterir. Bu, her iki gruptaki flare parlama süresiyle eşdeğer sürelerin birbirine paralele yakın bir davranış sergilediğini gösterir. Doğruların eğimleri için p - olasılık değeri 0.670 olarak bulunmuştur. Bu değer, doğruların eğimleri arasındaki farkın çok az olduğunun ve iki doğrunun paralele yakın olduğunun bir göstergesidir.

$$log(P_u) \;=\; 1.150 \;\times\; log(T_r) \;-\; 0.285 \tag{3}$$

$$log(P_u) \;=\; 0.932 \;\times\; log(T_r) \;-\; 0.385 \tag{4}$$

Elde edilen temsillerin başlangıç noktaları da incelenmiştir. Temsillerin başlangıç noktaları, yavaş flareler için -0.285, hızlı flareler içinse -0.385 olduğu görülür. Logaritmik ölçekte başlangıç eşdeğer sürelerinde 0.100'lük fark olduğunu gösterir. Doğruların başlangıç noktaları arasındaki farkın önemli olup olmadığının kontrolü için p - olasılık değeri hesaplandığında, $p < 0.0001$ elde edilmiştir. $p < 0.0001$ sonucu, bu doğruların başlangıç noktaları arasındaki farkın gözardı edilemeyecek kadar önemli olduğunu gösterir.

Elde edilen flare dağılımlarında her iki grup için, ortaya çıkan flare eşdeğer sürelirinde bir üst sınırın olup olmadığı araştırmak için, flare parlama süresine karşılık eşdeğer sürenin logaritmik dağılımı incelenmiş ve Şekil 6'da görlen dağılımlar elde edilmiştir. Bu dağılımlar için yağılan regrasyon hesapları en

iyi temsilin, (5) eşitliği ile tanımlanan "Tek Fazlı Üstel İlişki (One Phase Exponential Association)" olduğunu göstermiştir. En Küçük Karaler Yöntemi kullanlarak, hızlı ve yavaş flareler için elde edilen temsiller sırasıyla (6) ve (7) eşitlikleriyle verilmiştir. Elde edilen fonksiyonların katsayaları ve hataları, Çizelge 3'de verilmiştir. "Tek Fazlı Üstel İlişki" fonksiyonunu tanımlayan (5) eşitliği gözönüne alınarak, (6) ve (7) eşitlikleri incelenirse, hızlı flareler için "Plato (Plateau)" değeri 2.928 iken, yavaş flareler için bu değer 2.162 dir. Plato değeri, ilgili flare türü için elde edilebilecek en üst eşdeğer süre değerini yani en üst enerji düzeyini verecektir.

$$y = y_0 + (Plateau - y_0) \times (1 - e^{-k \times x}) \tag{5}$$

$$y = 0.9093 + (2.928 - 0.9093) \times (1 - e^{-0.00735 \times x}) \tag{6}$$

$$y = 0.5031 + (2.162 - 0.5031) \times (1 - e^{-0.01025 \times x}) \tag{7}$$

Diğer yandan Şekil 6 incelendiğinde, hızlı flarelerin parlama süreleri 500 saniye civarında kalırken, yavaş flarelerde süre 800 saniyelere kadar çıkabilmektedir. Bu çalışmada elde edilen 82 flare verisi içinden, bağımlı değişkenleri aynı olacak şekilde seçilen flarenin herbiri için sönümlenme ve parlama sürelerinin oranı hesaplanmıştır. Yavaş ve hızlı flare ayrımının bu orana göre ortaya çıktığı görülür.

Çizelge 3. En Küçük Kareler Yöntemi ile elde edilen "Tek Fazlı Üstel İlişki" fonksiyonuna ilişkin katsayılar ve hataları.

Flare Grubu	**Fast Flare**	**Yavaş Flare**
Y_0 =	0.9093 ± 0.0905	0.5031 ± 0.0726
Plateau =	2.928 ± 0.251	2.162 ± 0.085
K =	0.00735 ± 0.00229	0.01025 ± 0.00160

Yavaş flarelerin sönümlenme ve parlama süre oranları belirbi bir sınır değerin altında kalırken, hızlı flarelerde oran bu sınır değerin üzerinde kaldığı görülür. Elde edilen 82 flarenin tamamı için bu oran hesaplanmış ve analizlerde yer almayan flarelerde bu orana göre iki gruba yerleştirilmiştir. Yeni elde edilen grupları için Şekil 5 ve 6'da görülen dağılımlar tekrar elde edildiğinde, elde edilen temsillerde bir değişiklik olmadı görülür. Bu, elde edilen yarımın doğru işlediğinin bir göstergesidir.

3 Sonuçlar ve Tartışma

Güneş ve yıldızlarda gözlenen flare ve flare olayları, astrofiziğin üzerinde en çok çalışılan alanlarından biridir. 1 Eylül 1859'da R.C. Carrington and R. Hodgson, Güneş yüzeyinde ilk flare gözlemini yaptıklarından bu yana flareler üzerine sayısız çalışmalar yapılmıştır. Ancak flare parlamaları, henüz tam olarak açıklanabilmiş değildir (Benz 2008). Literatürde flare parlaklık değişimlerinin biçiminden yola çıkarak sınıflamalar yapılmaya çalışılmıştır. Bunun, modellemeleri kolaylaştıracağı düşünülmüştür. Bu sınıflamalara, 1967'de Kunkel tarafından yapılan doktora tezi (Gershberg 2005), Osawa et al. (1968), Oskanian (1969) ve Haro and Parsamian (1969) tarafından yapılan çalışmalar örnek gösterilebilir.

Bu çalışma kapsamında elde edilen 82 flare incelenerek t-Test analizine uygun olacak şekilde, flare parlama süreleri aynı olan hızlı ve yavaş flare örnekleri tespit edilmiştir. Flare parlama süresi, bağlı değişken kabul edilmiş ve bu flarelerden iki grup oluşturulmuştur. İki gruba ait örnekler için parlama süresine karşılık eşdeğer süreler lineer fonksiyonla temsil edilmiştir. Bu parametrelerin istatistiksel t-Test sonuçları, bu iki flare grubunun belirgin farklara sahip olduğunu gösteriyor. Bu farkların, yapılacak modeller için oldukça önemli olduğu açıktır. Bu çalışmada oluşturulan iki grubun doğrusal temsillerinin eğimleri yavaş flareler için 0.932, hızlı flareler için 1.150 dir. İki değer arasındaki fark oldukça küçüktür. Bu, her iki grubun eşdeğer sürelerinin aynı oranda arttığının bir göstergesidir.

Yıldızlarda gözlenen optik flarelere ilişkin modellere bakıldığında, yıldız flare olayında ortaya çıkan enerjinin kaynağı olarak iki süreç ön plana çıkmaktadır (Gurzadyan 1988, Benz 2008). Bunlar ısısal ve ısısal olmayan süreçlerdir (Gurzad- yan 1988). Yıldızlarda gözlenen küçük genlikli parlamalar genelde küçük enerjili olaylardır. Bu olaylarda ısısal süreçler ön plandadır. Büyük genlikli ani parlamaların ve ardından belirli bir düzeye kadar hızlı sönümlenmenin görüldüğü flareler de yüksek enerjilidir. Bu ikinci tür flarelerde, ısısal olmayan süreçler baskındır (Gurzadyan 1988). Bu çalışmada elde edilen iki grubun eşdeğer sürelerinin genel ortalaması alındığında, yavaş flareler için 1.479, hızlı flareler için 2.205 değerleri elde edilir. Logaritmik ölçekte bu iki değer arasındaki yaklaşık 0.536'lık fark, eşdeğer süreler arasında 73.384 saniyelik bir farka karşılık gelmektedir. Bu fark, Gershberg (1972) tarafından tanımlanan (2) nolu eşitlikten de görüleceği gibi enerjilere de aynı şekilde yansımaktadır. Bu iki grup arasında ortaya çıkan 73 katlık enerji farkı, Gurzadyan (1988) ve Benz (2008) tarafından vurgulanan ısısal ve ısısal olmayan olaylar arsındaki fark olabilir.

Bu çalışmada elde edilen eğrilerin başlangıç noktaları karşılaştırıldığında, başlangıç eşdeğer sürelerinde, logaritmik ölçekte 0.100 lük bir fark görülmektedir. Oysa genel ortalamada bu fark 0.536 dolayındadır. Şekil 5'i de göz önüne aldığımızda, gerçekten de flare parlama süresi uzadıkça flare eşdeğer sürelerinin beklenenden daha fazla arttığı görülür. Bunun nedeni ise, flare parlama süresi ne kadar uzarsa ortaya çıkan flare o denli büyük olması ve süreçte başka parametrelerin de etkin olması olabilir. Bu parametreler, eşdeğer sürenin normalden daha büyük olmasına neden oluyor olabilir.

Bu çalışmada elde edilen flareler incelendiğinde, yavaş flarelerde parlama süreleri yaklaşık 800 saniyeye kadar uzarken, hızlı flarelerde gözlenen en uzun parlama süresi 500 saniyelerde kalmaktadır. UV Ceti türü dışında kalan yıldızlarda ortaya çıkan flareler incelendiğinde de benzer bir durum söz konusudur. Örneğin, RS CVn türü yıldızlarda ortaya çıkan flarelere bakıldığında flare sürelerinin çok büyük olduğu görülür (Kozhevnikova et al. 2006, Brown and Brown 2006, Livshits and Livshits 2002). Bu flareler, UV Ceti yıldızlarında ortaya çıkanlara göre hem daha büyük hem de daha uzun süreli flarelerdir. Flare yıldızlarında gözlenen bu iki flare türü, yıldızın fiziksel yapısı değiştiğinde çeşitli değişimlere uğruyor olabilir. Bununla birlikte, bu çalışma kapsamında elde edilen iki gruptaki flarelerin genlikleri incelendiğinde, flare parlama sürelerinde gözlenen farkın tam tersi bir fark görülür. Yavaş flarelerde genlikler en çok $0^m.477$'e kadar çıkarken, hızlı flarelerde genlikler $1^m.437$'e ulaşmaktadır.

Elde edilen 82 flare arsından seçilen hızlı ve yavaş flare için sönümlenme süresi ile parlama süresi oranları hesaplandığında yavaş flarelerde oranın belirli bir sınır değeri aşmadığı görülür. Oysa hızlı flarelerde oran, her zaman bu sınır değerin üzerindedir. Bunun anlamı, elde edilecek bir flarenin ne tür flare olduğu bu sınır değere göre belirlenebilir. Literatürde, Osawa et al. (1968), Oskanian (1969) ve Haro and Parsamian (1969), Moffett (1974) gibi çalışmalarda genelde doğrudan flarenin değişim biçimine bakarak bir ayrım yapılmaya çalışılmıştır. Örneğin Haro and Parsamian (1969) tarafından yapılan çalışmada, eğer flarenin parlama süresi 30 dakikadan küçükse hızlı flare, uzunsa yavaş flare olarak sınıflanır. Bu çalışma kapsamında elde edilen 82 flare arasında, parlama süresi bir yavaş flareye göre daha uzun olan hızlı flareler vardır. Bu, parlama süresine bir sınırlama getirerek yapılacak bir sınıflamanın doğru olmadığını gösterir. Diğer yandan, Moffett (1974) tarafından yapılan çalışmada flareler, şekline göre ikiden fazla sınıfa ayrıştırılmıştır. Moffett'in yaptığı sınıflamada flareler clasic, complex, spike, flare event gibi sınıflara ayrılır. Oysa bizim t-Test analizi sonuçlarımız, doğrudan değişim biçimine bakılarak yapılan sınıflamanın da tutarlı olmadığı gösterir.

Bu çalışma kapsamında hızlı ve yavaş flareler için, flare sönümlenme ve parlama sürelerinin oranlanmasıyla elde edilen sınır değeri göz önüne alındığında, gözlenen 82 U bandı flaresinin %58.5'nin hızlı, %41.5'nin ise yavaş flare olduğu görülür. Bunun anlamı, ortaya çıkan her iki flareden kabaca biri hızlı, biri de yavaş flaredir. Bu durum, Gurzadyan (1988) de belirtilen değerden farklıdır. Gurzadyan (1988), yıldızlarda gözlenen flarelerin %95'inin düşük enerjili yavaş flareler, %5'lik kısmınınsa yüksek enerjili hızlı flareler olduğunu belirtmektedir.

Diğer yandan, t-Test analizleri için elde edilen liner temsillerin temsil katsayıları hesaplandığında, yavaş flareler dağılımları için 0.896, hızlı flareler için 0.761 değerleri elde edilir. Yavaş flareler için dağılımın liner temsili kabul edilebilir düzeydeyken, hızlı flareler için temsil katsayısı nispeten düşüktür. Ancak, analizler her iki grup için en iyi temsillerin liner olduğunu göstermektedir. Diğer fonksiyonlarla yapılan temsillerde, temsil katsayıları daha yüksek değildir. Özellikle hızlı flareler için temsil katsayısının düşük olması, bu gruptaki flarelerin eşdeğer süre dağılımından kaynaklanmaktadır. Şekil 5'den de görüleceği gibi,

hızlı flarelerde parlama süresi azaldıkça ortaya çıkan flarelerin eşdeğer süreleri çok farklı değerler alabiliyor.

Sonuç olarak, fotoelektrik gözlemlerde elde edilen flare değişimlerine ilişkin çeşitli parametreler kolaylıkla hesaplanabilir. Bu parametrelerin birbirine göre dağılımları doğru bir matematiksel yöntemle analiz edildiğinde flare türleri belirlenebilir. Bu çalışmada flare parlama sürelerine karşılık eşdeğer sürelerin dağılımı incelenmiştir. Bu incelemede olası flare türleri ve bu türler arasındaki benzerlik ve farklar ortaya konulmuştur. Bu türlerin ve aralarındaki benzerlik ve farkların belirlenmesi, flare mekanizmaları açısından önemlidir. Bu sonuçlar ışığında, yapılacak modellerin şekillenmesi kolay olacaktır. Ancak, analiz sonuçlarının gerçeğe daha da yaklaştırılması için çok daha fazla sayıda flare ışık eğrisine ihtiyaç vardır.

Kaynaklar

Alekseev, I. Y., & Gershberg, R. E. 1997, ARep., 41, 207
Andrews, A. D., 1988, IBVS, 3203, 1
Andrews, A. D., 1989, A&A, 210, 303
Benz, A. O., 2008, Living Rev. Solar Phys., 5, 1
Brown, J. M., Brown, A., 2006, ApJ, 638L, 37
Byrne, P. B., Doyle, J. G., Butler, C. J., & Andrews, A. D., 1984, MNRAS, 211, 607
Dawson, B. & Trapp, R. G., 2004, "In Basic and Clinical Biostatistics", The McGraw-Hill Companies Inc. Press, USA, p.61, p.134, p.245
Gershberg, R. E., 1972, Astrophys. Space Sci. 19, 75
Gershberg, R. E., 2005, "Solar-Typr Activity in Main-Secuence Stars", Springer Berlin Heidelberg, New York, p.53, p.191, p.192, p.194, p.211, p.325, p.360
Green, S. B., Salkind, N. J., Akey, T. M., 1999, "Using SPSS for Windows : Analyzing and Understanding Data", Upper Saddle River, N.J. ; London : Prentice Hall Press, P.50
Grinin, V. P., 1976, Izv. Crimean Astrophys. Obs., 55, 179
Grinin, V. P., 1990, IAU, 137, 299
Gurzadyan, G. A., 1988, ApJ, 332, 183
Haro, G. & Parsamian, E., 1969, BOTT, 5, 45
Hudson, H. S. and Khan, J. I., 1997, ASPC, 111, 135
Katsova, M. M., Boiko, A. Ya., & Livshits, M. A., 1997, A&A, 321, 549
Kozhevnikova, A. V., Alekseev, I. Yu., Heckert, P. A., Kozhevnikov, V. P., 2006, IBVS, 5723
Landolt, A. U., 1992, AJ, 104, 340
Livshits, I. M., Livshits, M. A., 2002, ASPC, 277, 527
Marcy, G. W. and Chen, G. H., 1992, ApJ, 390, 550
Messina, S., Rodono, M. and Guinan, E. F., 2001, A&A, 366, 215
Moffett, T. J., 1974, ApJS, 29, 1
Motulsky, H., 2007, "In GraphPad Prism 5: Statistics Guide", GraphPad Software Inc. Press, San Diego CA, p.94, p.133
Osawa, K., Ichimura, K., Noguchi, T., and Watanabe, E., 1968, Tokyo Astron. Bull., No 180
Oskanian, V. S., 1969, In: L. Detre (ed). "Non-Periodic Phenomena in Variable Stars", Proc. AUI Coll. No 4. Academic Press, Budapest. p.131

Rodono, M., 1986, "The Atmospheres of M-dwarfs: Observations, in The M-type Stars", NASA SP-492, Washington, DC, 409-453
Shakhovskaya, N. I. and Maslennikov, K. L., 1970, IBVS, 487, 1
Van Maanen, A., 1940, ApJ, 91, 503
Vedeer, G. J., 1974, AJ, 79, 702
Wall, J. W. and Jenkins, C. R., 2003, "In Practical Statistics For Astronomers", Cambridge University Press, p.79

ÇOMÜ T122 ve İÜ T60 TELESKOPLARI İLE İLGİLİ GELİŞMELER

Osman Demircan[1⋆], Ahmet Erdem[1⋆], Faruk Soydugan[1⋆], Esin Soydugan[1⋆], Volkan Bakış[1], Mehmet Tüysüz[1⋆] Sertaç Serkan Doğru[1⋆] ve Türker Özkan[2], Talat Saygaç[2], Selçuk Bilir[2]

[1] Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, Çanakkale
[2] İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bİlimleri Bölümü, İSTANBUL

Özet ÇOMÜ T122 teleskopu 27 Ağustos 2009 tarihinde Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi (ÇOMÜ) Gözlemevi′ne kurulmuş ve aynı tarihte yapılan ilk ışık gözlemlerinden sonra yoğun olarak fotometrik gözlem projelerinde kullanılmaktadır. Teleskopu üreten ASTELCO firmadan satın alınan FLECHAS tayfçekeri ($R \sim 7000$), CCD kameranın görüş alanı uymadığından kullanılamamış, daha büyük gökyüzü alanlarını görüntüleyebilen yeni bir CCD ısmarlanmıştır. CCD′nin satın alım işlemleri tamamlandığında tayfsal gözlemlere başlanacaktır. Diğer tarafıntan TÜBİTAK/EVRENA projesi ile yapımı öngörülen orta-yüksek ($R \sim 2000 - 20000$) çözünürlüklü tayfçeker ÇOMÜ Astrofizik Araştırma Merkezi′nde yapım aşamasındadır. Ağustos 2010 içerisinde bitirilmesi planlanan bu tayfçekerin de T122 teleskopuyla kullanılması planlanmaktadır. ÇOMÜ ve İÜ′nün ortak projesi olan İ.Ü. T60 teleskopunun ÇOMÜ Gözlemevi′ne kurulması projesi çalışmaları devam etmektedir. Teleskop, ASTELCO firması tarafından yapım aşamasındadır. 2011 yılının ilk aylarında ÇOMÜ gözlemevine montajı yapılması planlanan bu teleskop, 60 cm açıklığa ve $f/8$ odak oranına sahip olacaktır. Fotometrik gözlemlerde kullanılacak olan bu teleskopta Apogee Alta U42 model 13.5 mikron piksel boyutlu $2K \times 2K$ yongaya (yongalı) bir CCD kamera kullanılacaktır ve kameranın görüntü alanı $20' \times 20'$ olacaktır. ÇOMÜ Gözlemevi sitesinde yer alacak 60 cm′lik teleskop iki üniversite tarafından ortak projelerle kullanılacaktır. Bu tebliğde ÇOMÜ T122 teleskopu ile kuruluşundan bu yana yapılan ilk gözlemlerin sonuçları, T122′de kullanılmak üzere yapımı devam eden tayfçekerin ve İ.Ü. T60 teleskopunun teknik özellikleri özetlenecektir.

1 Giriş

ÇOMÜ Gözlemevi, 19 Mayıs 2002 tarihinde resmi olarak açılışı yapılan, ülkemizin en genç gözlemevlerinden birisidir. ÇOMÜ Gözlemevi açılışından bugüne

⋆ Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Astrofizik ve Uygulama Merkezi ve Ulupınar Gözlemevi, 17020, Terzioğlu Kampüsü, Çanakkale

hızla gelişmiş, yürütülen çok sayıda ulusal ve uluslar arası projeler, lisansüstü tez çalışmaları ve amatör, popüler etkinlikler ve çeşitli bilim toplum etkinliklerine ciddi katkılar sağlamıştır. Konum olarak, Çanakkale Merkezine bağlı Ulupınar Köyü yakınlarında bulunan gözlemevi, şehir merkezine yakınlığı, gelişmiş altyapısıyla ülkemiz gözlemevleri arasında oldukça avantajlı durumdadır. Çift yıldız astrofiziği, çift yıldızların açısal momentum evrimleri ve kinematikleri gibi konuların çokça çalışılmasının yanında aktif galaksi çekirdekleri (AGN′s), küçük gezegen (asteroid) gözlemleri gibi ülkemizde az çalışılan konularda da gözlemsel veri üreterek etkisini arttırmaktadır. ÇOMÜ Gözlemevi bugün, Büyük teleskop (T122) ve İstanbul Üniversitesiyle ortak yürütülen T60'lık teleskop projesiyle de ülkemizde hem astrofizik alanında üniversite ortaklıklarının kurulmasına öncülük etmiş hem de altyapısını güçlendirmiştir. Ayrıca Gözlemevi bünyesinde T122 teleskopu için bir tayfçeker tasarlanmış ve şu an yapım aşamasındadır. Bu çalışmada T122 ve T60 teleskoplarının özelliklerini, T122 ile yapılan gözlemlerin sonuçları ve tasarlanan tayfçeker (HILORES) hakkında bilgi verilmiş ve T122 ve T60 teleskoplarının bugünkü durumu anlatılmıştır.

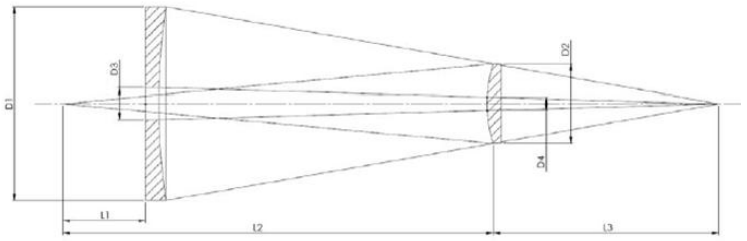
2 T122 Teleskopu

122 cm ayna çaplı T122 teleskopu, Cassegrain- Nasmyth türü odağa ve $f/10$ odak oranına sahiptir. Sistem üçüncü aynanın konumunun değiştirilebilmesi sayesinde iki odağa sahip olabilmektedir. Bu ise iki farklı dedektörün aynı zamanda teleskop üzerinde hazır bulunup, gözlem türüne göre, dedektör seçimi yapılabilmesini sağlar. Sistemin ortalama optik duyalılığı; 633 nm de RMS Wavefront Error 1/14 ve Peak to walley wave-front error 0.24λ şeklindedir. Sistemin Strehl oranı ise 0.80 olarak verilmektedir. Teleskopun mekanik özellikleri Tablo 1de gösterildiği gibidir.

Tablo 1. T122 Teleskopunun Mekanik Özellikleri

Parametre	Durum
Dönme Hızı ve İvmesi	hız $10^{\circ}/sn$ ye kadar, ivmelenme $2^{\circ}/sn^2$ ye kadar
İstenilen Koordinata Yönelme (Pointing)	Pointing Model yapılarak hassas takip ve yönelme
Yönelme Duyarlılığı	Pointing Modele bağlı olarak ortalama $<5''$
Takip Duyarlılığı	Pointing Modele bağlı olarak ortalama $<1''$/saat
Nasmyth Odağında Taşıma Kapasitesi	Yaklaşık 150 kg
Güvenlik	Herhangi bir hata oluştuğunda saniyeler içinde hareketi durdurur
Acil Durum Durdurması	Teleskop üzerinde ve kontrol kabininde Acil Durum butonları bulunur
Ağ Arayüzü	Açık TSI (V1) uyumlu TPL2 ağ arayüzü

Teleskopun optik şeması Şekil 1de gösterilmiştir. Şekil 1de tanımlanan uzunluklar ise; D1= 1250 mm, D2= 390 mm, D3= 300 mm, D4= 100 mm, L1= 470 mm, L2= 3160 mm ve L3= 860 mm′dir.



Şekil 1. T122 teleskopunun optik mekanizmasının şematik gösterimi

Teleskopun birincil, ikincil ve üçüncül aynalarına ilişkin özellikler sırasıyla, Tablo 2, Tablo 3 ve Tablo 4 de verilmiştir.

Tablo 2. Birincil Aynanın (M1) Özellikleri

Specification	Target value	Actual value
Mirror Material		SCHOTT ZERODUR
Diameter	1220 mm ± 0.5 mm	1220.31 mm
Central hole diameter	250 mm ± 0.5	249.96
Edge thickness	130 mm ± 0.5	130.18 mm
Radius of curvature (best fit)		6720mm
Profile tolerance zone (best fit)		0.033 mm
Radius of curvature (fixed radius)		6716.02 mm
Profile tolerance zone (fixed radius)	0.2 mm	0.042mm
Bubbles inclusions in critical volume	$\leq$ 2.0 mm	$<$ 2.0 mm
...outside critical volume	$\leq$ 6.0 mm	$<$ 0.8 mm
Average number of inclusions per 100 cm^2	$\leq$ 5.0	$<$ 5.0 mm
Bulk stress birefringence	$\leq$ 12 nm/cm	$\leq$ 4 nm/cm
Striae	60 $nm/stria$	$<$ 30 $nm/stria$
Linear cofficient of thermal expansion [$10^{-6}\mathrm{K}^{-1}$]	0±0.10	+0.003
Cleanliness		Free of all contaminants
Coating	Protected Al	$\rho_\lambda >$ 95 %

2.1 Standart Katsayılar

T122 teleskopu ve SBIG STL 1001E CCD kamera kullanılarak Landoult kataloğunda verilen standart yıldızlar gözlenmiştir. Bu gözlemlerden elde edilen standart sisteme dönüşüm bağıntıları aşağıdadır:

Tablo 3. İkincil Aynanın (M2) Özellikleri

Specification	Target value	Actual value
Mirror Material		SCHOTT ZERODUR
Cylindrical diameter	390 mm ± 0.5	390.42 mm
Central thickness	56.7 mm ± 0.5	56.91 mm
Convex Radius	2892.4 mm	2904.3 mm
Best fit	0±0.2	0.034
Fixed radius	0±0.2	0.047
Front side chamfer	2.1 × 45 ° ± 0.5	1.63-1.77
Back side chamfer	2.1 × 45 ° ± 0.5	1.84-1.91
Coating	Protected Al	$\rho_\lambda >$ 95 %

Tablo 4. Üçüncül Aynanın (M3) Özellikleri

Specification	Target value	Actual value
Mirror Material		LZOS Astro-Sitall
Mechanical Minor Axis	254.0 mm ± 1.0 mm	254.0 mm
Mechanical Minor Axis	359.21 mm ± 1.0 mm	359.0 mm
Thickness	60.0 mm ± 1.0 mm	60.0 mm
Clear Aperture (elliptical)	240 mm × 345 mm	245 mm × 350 mm
Coating	Protected Al	$\rho_\lambda >$ 95 %

$$U - B = 0.61(0.11)(u - b) - 0.34(0.06) \tag{1}$$

$$B - V = 1.05(0.04)(b - v) + 0.09(0.09) \tag{2}$$

$$V - R = 1.03(0.02)(v - r) + 0.87(0.01) \tag{3}$$

$$V - I = 0.91(0.01)(v - i) + 1.18(0.01) \tag{4}$$

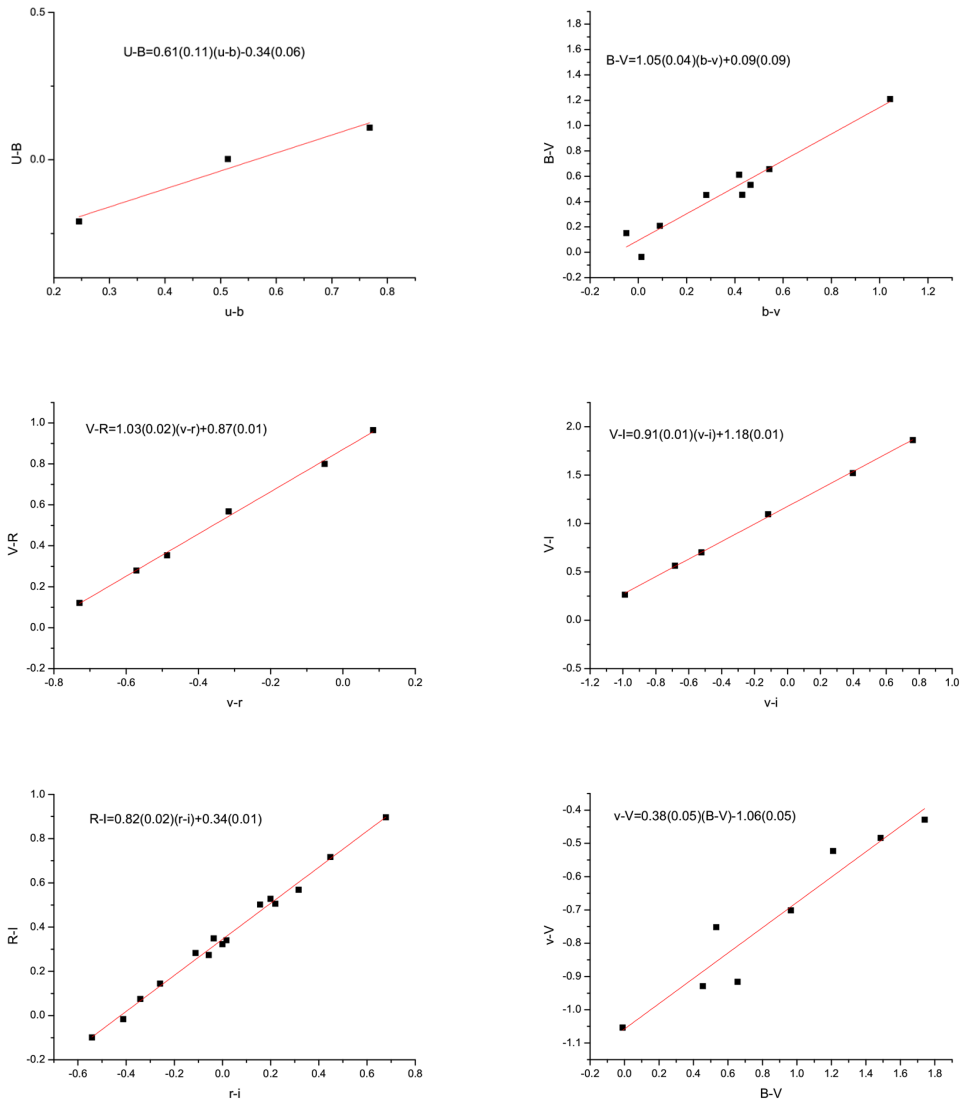
$$R - I = 0.82(0.02)(r - i) + 0.34(0.01) \tag{5}$$

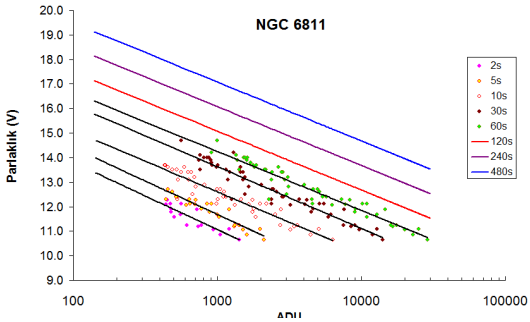
$$v - V = 0.38(0.05)(B - V) - 1.06(0.05) \tag{6}$$

2.2 Parlaklık-Poz Süresi-ADU

Parlaklık-poz süresi-ADU değerlerinin belirlenmesinde kullanılacak grafikler için örnek alan olarak $NGC6811$ açık yıldız kümesi seçilerek gözlenmiştir. CCD görüntüsü içersinde, $12'$si $\delta Scuti$ türü toplam 16 değişen yıldız yer almıştır.

Tablo 5. Standart Yıldız Gözlemlerine ilişkin grafikler





Şekil 2. *NGC*6811 açık yıldız kümesinden seçilen yıldızlar için T122 teleskopu ve SBIG STL 1001E CCD Kamerası ile V süzgecinde elde edilen Poz Süresi-Parlaklık-ADU diyagramı

Kümenin gözlemleri Uluslararası bir proje kapsamında yapılmakta olup halen devam etmektedir.

Gözlemler sırasıda SBIG STL 1001E CCD kamera ile Johnson V süzgeci kullanılmıştır. Şekil 2de, V süzgecinde parlaklık, poz süresi ve ADU değerleri hakkında bilgi vermektedir.

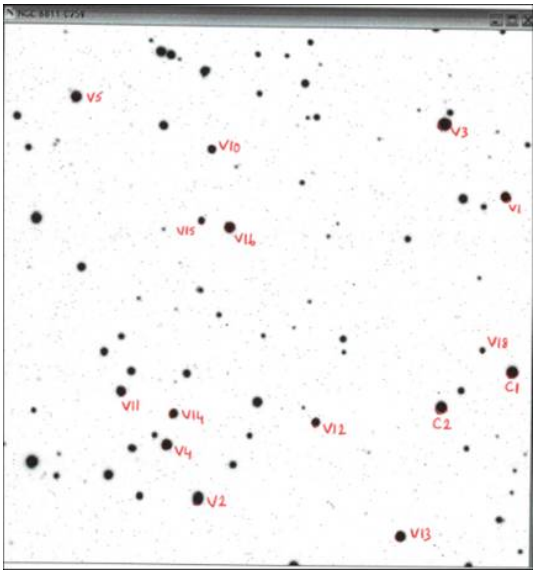
CCD alanında V3 sembolü ile gösterilen δ *Scuti* türü değişen yıldızın B ve V süzgeçlerinde elde edilen ışık eğrisi ise Şekil 4de gösterilmiştir. Gözlemlerin duyarlılıkları ise, B süzgecinde $0.^m005$ ve V süzgecinde $0.^m004$ olarak hesaplanmıştır.

2.3 T122 Teleskopu ile Yapılan İlk Gözlemler

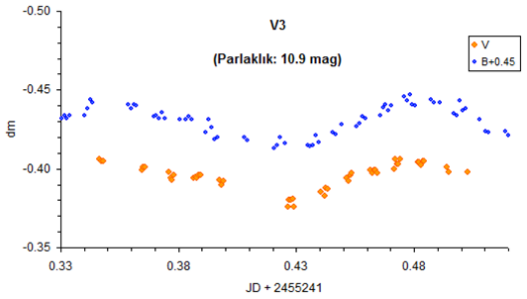
Ağustos 2009 - Ağustos 2010 arasında T122 teleskopu ile yapılan ilk gözlemler,AB Cas (HIP 12235), HD 62571 (SAO 135050),AE Aqr (Hip 101991), GD 358, TYC 4589 2725 değişen yıldızlarına aittir. B ve V süzgeçlerinde yapılan gözlemler örnek olarak Şekil a, b, c, d ve e de verilmiştir. İlk gözlemlerin duyarlılığı $0.^m005$ ve $0.^m007$ bulunmuştur.

2.4 HILORES (HIgh to LOw REsolution Spectrograph)Tayfçekeri

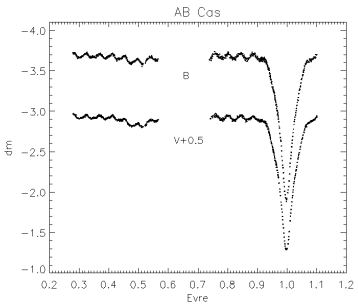
Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Fizik Bölümü'nde yürütülmekte olan ve Yıldız Oluşum Bölgelerindeki Çift ve Çoklu Sistemlerin Çok Yönlü Analizleri adlı TÜBİTAK/EVRENA projesi kapsamında bir tayfçeker (HILORES) geliştirilmiştir. Bu tayfçeker fiber beslemeli olup R∼3000 - 25000 çözünürlük aralığında tayf alabilmektedir. HILORES proje yürütücüsü tarafından geliştirilen yazılımı sayesinde tamamen bilgisayar kontrollüdür. Gözlemci istediği çözünürlüğü farklı optik ağ (300, 1200, 1800 ve 2400 çizgi/mm) ve yarık genişliği



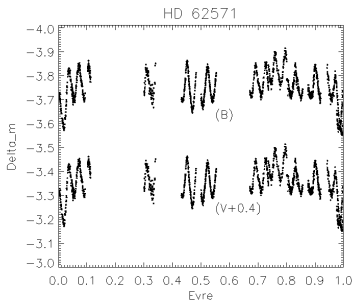
Şekil 3. *NGC*6811 açık yıldız kümesinde yer alan ve CCD alanına giren değişen yıldızlar



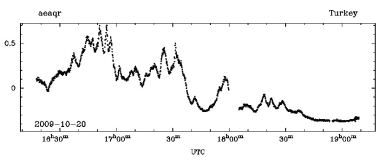
Şekil 4. NGC 6811 alanında gozlenen bir δ *Scuti* türü değişen yıldızın ışık eğrileri



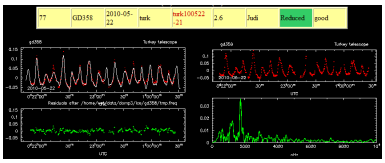
Şekil a. AB Cas′ın B V ışık eğrileri



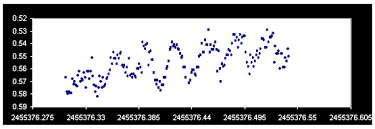
Şekil b. HD 62571′in B V ışık eğrileri



Şekil c. AE Aqr′nın 20.10.2009 ışık eğrisi



Şekil d. GD 358′in Mayıs-Haziran 2010 ışık eğrileri



Şekil e. ÇOMÜ Gözlemevi T122 teleskopu ile değişen yıldız olduğu keşfedilen TYC 4589 2725′nın ışık eğrisi

(0-300 mikron aralığı) seçeneklerini bilgisayardan kontrol edebilmektedir. 122-cm çaplı ÇOMÜ T122 teleskopunun Nasmiyth odaklarından birine takılmış olan fiber başlığı içerisinde ve 100-mikronluk fiberin giriş ucunun olduğu odak düzlemi 10-mm yansıtıcı bir yüzeyle kaplıdır. Bu sayede bu yüzeye bakan bir düz ayna odak düzlemindeki yıldız görüntüsünü bu düzleme dik olarak konumlandırılmış Astrovid StellaCam video kamerasına aktarmaktadır. Böylece gözlemci yıldızı gözlem sırasında izleyebilmektedir ve gelecekte Autoguider kamerası takılıp otomatik takip seçeneğini kullanabilmektedir. 20-m uzunluğundaki 100-mikronluk fiberden tayfçekere giren ışığın küçük bir kısmı optik eksenin 90 derece açı ile yerleştirilmiş bir fotometreye yönlendirilmektedir. Bu fotometre yıldız ışığının fibere girip girmediğini, fiberde ise teleskopun odak ayarının yapılmasını sağlamaktadır. Teleskopun en iyi odak değeri elde edildikten sonra, adım motor kontrollü olan CCD kamera taşıyıcı, CCD kameranın en iyi odağa getirmede kullanılmaktadır. Bunun için Toryum-Argon lambadan alınmış tayftaki salma çizgilerinin en küçük FWHM ve en büyük ADU değerine ulaşması sağlanarak CCD bilgisayardan ileri geri hareket ettirilir. Teleskop ve tayfçeker en iyi odağa ayarlandıktan sonra gözlemci istediği gök cisminin tayfını almaya başlayabilir. HILORES'in en önemli fonksiyonlarından birisi gök cisminin tayfı alınırken yazılım penceresinde sisteme giren toplam ışık miktarının görülebiliyor olmasıdır. Böylece gözlemci istediği S/G oranını elde edecek şekilde sayım değerlerine ulaşınca pozu durdurup tayf görüntüsünü bilgisayara indirebilmektedir. Bu görüş kalitesinin kötü olduğu hava koşullarında bile kullanışlı tayf elde edebilme olanağı sağlamaktadır.

3 T60 Telskobu

İstanbul (İÜ) ve Çanakkale Onsekiz Mart (ÇOMÜ) Üniversitelerinin ortak gözlemevi projesi olarak gündeme gelmiştir. Proje ekipleri ise; İE den A.Talat SAYGAÇ (Proje Yürütücüsü), M. Türker ÖZKAN, Selçuk BİLİR, Serap AK, Tansel AK, Nurol AL, Hasan H. ESENOĞLU, Esma YAZ, Başar COŞKUNOĞLU, Sinan ALİŞ, Korhan YELKENCİ, Taşkın ÇAY, İpek ÇAY ve lisansüstü öğrencileri, ÇOMÜ′den Osman DEMİRCAN, Ahmet ERDEM, Faruk SOYDUGAN, Esin SOYDUGAN, Volkan BAKIŞ, Caner ÇİÇEK ve lisansüstü Öğrencilerinden oluşmaktadır.

ÇOMÜ Gözlemevi′nde ortaklaşa yapılan yer seçimi sonucunda ÇOMÜ T30b isimli kubbe binasının yapım aşamasında olan T60 teleskopu için kullanılması kararlaştırılmıştır.

T60 teleskopunun ikizi Yeni Zelanda′da gama ışın patlamalarının takibi amacıyla kullanılmaktadır.

Aşağıda T60 teleskopun optik özellikleri listelenmiştir.

T60 Teleskopu için hazırlanan alıcı, süzgeç ve diğer altyapı istekleri ise şöyle listelenmiştir.

Alta U42 CCD (+1 Yedek Ek Proje İsteği), H−alfa, Strömgren UBVRI, Johnson UBVY Orta ve Dar Band Filtreler, 1 Sunucu, 1 Masaüstü bilgisayar (+1 Ek Proje), 2 Laptop, 1 Yazıcı, 1 Tarayıcı, 6 TB Yedekleme ünitesi, 1 ve 10

Şekil 5. ÇOMÜ Gözlemevi T60 teleskop binası

Tablo 6. T60 teleskopunun optik özellikleri

Primary mirror M1, clear aperture	**500mm (19.7")**	**600mm (23.6")**
Primary mirror M1, focal ratio	F/2.5	
Thickness (edge)	58mm	65mm
Central hole diameter	120mm	170mm
Secondary mirror M2, clear aperture	172mm	210mm
Thickness (edge)	30mm	30mm
System focal ratio	F/8	
System accuracy	$\lambda/6$ P-V at $\lambda = 632$nm	
Mirror material	Low Expansion Glass or Zero Expansion Glass Ceramics (optional)	
Obstruction (surface)	11.8%	12.3%
Coating	Al + protective coating (Ag coating optionally available)	
Reflectivity	$R_{max} \approx 94\%$ (96-99% with Ag coating)	

KVA′lık iki adet UPS, Kubbe Otomasyonlu Meteoroloji İstasyonu, 20 cm Meade LX200ACF (T20).

4 Sonuç ve Öneriler

ÇOMÜ T122 teleskopunun satın alınmış olması ve İÜ T60′ın iki üniversitenin ortak projesi olarak ÇOMÜ Gözlemevi′ne kurulacak olması ülkemizde de artık astronomiye para ayrılabildiğini ve üniversiteler arası ortak araştırma ve altyapı projelerinin uygulamaya konabildiğini göstermektedir. ÇOMÜ T122, ülkemizin kendi kaynaklarıyla satın aldığı en büyük teleskoptur ve çapı 100 cm ve üzerinde olan iki teleskoptan biridir. Ülkemizin, İngiltere, Almanya, Fransa, İtalya gibi gelişmiş Avrupa ülkeleriyle karşılaştırınca, hem teleskop altyapısı, hem de yetişmiş insan gücü olarak daha çok gerilerde olduğu anlaşılmaktadır. Bugün Yunanistan′da bile çapı 100 cm ve üzerinde beş teleskop bulunmaktadır. Bu nedenle ülkemizde daha birçok üniversitenin (örneğin Ege, Anadolu,Ankara gibi) yeterli yetişmiş insan gücüne ulaşması ve büyük teleskoplar çalıştırması beklenmektedir. ÇOMÜ T122 Teleskopunun, başta ÇOMÜ projeleri olmak üzere ulusal anlamda Marmara bölgesi üniversiteleri ile (öncelikle İÜ) ortak projeler ve uluslararası projeler ve kampanyalara da katkı sağlaması amaçlanmaktadır. Teleskopun çalışma alanları ise; Çift yıldız kataloglarında tayfsal verileri eksik olan sistemlerin belirlenerek, eksik olan tayf verilerinin literatüre kazandırılması, çift yıldız sistemlerinin mutlak parametrelerinin ve bileşenler arası etkileşimin belirlenmesi, çift yıldız sistemlerinin açısal momentum evrimleri, uzaklıkları, yaşları, kimyasal kompozisyonları ve kinematik özelliklerinin belirlenmesi şeklinde özetlenebilir. Bu teleskopun ayrıca galaktik yapının da belirlenmesine hizmet etmesi beklentiler arasında olacaktır. ÇOMÜ Gözlemevi′nde yer alacak olan İÜ T60 Teleskopunun kurulumundan sonraki ilk 5 yıllık evrede, bağımsız ve ortak projeler, T60 (Fotometrik), T20 (Parlak Yıldız Fotometrisi) Koordinasyonlu çalışmalar, kümeler, gökada yapısı, değişen yıldızlar, fırsat gözlemleri gibi bilimsel çalışmaların yanısıra; Öğrenci eğitimi, Gözlemsel Astronomi Yüksek Lisans ve Doktora Çalışmaları gibi eğitim çalışmaları, Farabi açılımı ve ortak bilim toplum etkinlikleri gibi açılımlara da katkı sağlanması hedeflenmektedir.

5 Teşekkür

T122 Projesi, 2007 DPT Projesi olarak desteklenmiştir. T60 Projesi, İstanbul Üniversitesi BAP Birimi Güdümlü 3685 No′lu Proje ve - Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Astrofizik Araştırma Merkezi ve Ulupınar Gözlemevi tarafından desteklenmektedir.

YÜKSEK BOYUTTA CHAPLYGİN GAZIN TERMODİNAMİĞİ

Emine Canan Günay Demirel[1] ve İhsan Yılmaz[2]

[1] Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fizik Bölümü, Çanakkale
[2] Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fizik Bölümü, Çanakkale

Özet Bu çalışmada karanlık enerji adaylarından olan Chaplygin gaz genel relativite çerçevesinde yüksek boyutlu Friedmann-Robertson-Walker (FRW) modelinde incelenmiştir. Ayrıca ortaya konulan Chaplygin gazın termodinamiği skaler alan cinsinden elde edilmiştir.

1 Giriş

1998 (Riess ve ark. (1998)) ve 1999 (Perlmutter ve ark. (1999)) yıllarında yapılan tip Ia süpernova gözlemleri, kozmik mikrodalga fon ışınım ölçümleri (Bennett ve ark. (2003)) ve büyük ölçekteki gözlemler (Percival ve ark. (2001); Tegmark ve ark. (2004)) bugünkü evrenimizin ivmelenerek genişlediğini göstermektedir. Evrenin ivmelendiğini açıklayabilmek için birçok teorik çalışma yapılmış ve çeşitli öneriler ortaya atılmıştır. Bu önerilerden biri Einstein alan denklemlerinin modifikasyonunu (düzeltmelerini) içeren $f(R)$ gravite teorileri ve diğerleri ise egzotik madde (karanlık enerji) kaynaklı kozmolojik modellerdir.

Bilindiği gibi $f(R)$ gravite teorileri madde olmaksızın evrenin ivmelenmesini açıklamaya çalışmaktadır. Bu teori çerçevesinde Einstein alan denklemlerinin modifikasyonu uzay-zamanın geometrisinden yararlanılarak yapılmaktadır. Biz bu çalışmada ivmelenmeye madde kısmındaki karanlık enerji tipi maddelerin sebep olduğu önerisini ele aldık.

Pozitif yoğunluklu, negatif basınçlı karanlık enerjinin de evrenin bugün ki ivmelenmesine sebep olduğu ileri sürülmektedir. Karanlık enerjinin varlığı ve evrende homojen biçimde dağıldığının dışında, niteliği ve özellikleri konusunda bilim insanları pek fazla bilgiye sahip değillerdir (Carroll 2005).

Karanlık enerjinin evrimi ile ilgili sonuçlar genellikle durum denklemi parametresi denen ve ω olarak gösterilen parametre ile ifade edilmektedir. Bu değer karanlık enerjinin basıncının, yoğunluğa oranıdır ($\omega = \frac{p}{\rho}$). Karanlık enerji adayları durum parametresine göre sınıflandırılmaktadır. Eğer $\omega = -1$ ise ivmelenmeye sebep olan karanlık enerji kaynağı Λ kozmolojik sabittir (Weinberg 1989; Sahni ve Starobinsky 2000; Caroll 2001; Padmanabhan 2003; Peebles ve Ratra 2003; Chang ve ark. 2007). Şayet $-1 < \omega \leq -\frac{2}{3}$ ise karanlık enerji kaynağı genelleştirilmiş Chaplygin gazdır (Chakraborty ve Debnath 2006).

Egzotik bir ideal akışkan olarak adlandırılan genelleştirilmiş Chaplygin gaz'ın durum denklemi

$$p = A\rho - \frac{B}{\rho^{\alpha}} \tag{1}$$

şeklindedir. Burada $0 \leq \alpha \leq 1$, A ve B pozitif sabitlerdir (Benaoum 2002; Debnath ve ark. 2004; Chakraborty ve Debnath 2006).

Bu çalışmada, genelleştirilmiş Chaplygin gaz ile doldurulmuş yüksek boyutlu bir evren modeli incelenip, bunun termodinamiği tartışılmıştır. Yüksek boyutta incelenmesinin sebebi yapılan çalışmalar özellikle sicim teorisi evrenimizin boyutunu dört boyuttan fazla olduğunu, fazla boyutların milimetre mertebesinde diğer uzaysal üç boyut içinde sıkıştırılmış olduğunu göstermektedir (Antoniadis 2007).

2 Einstein Alan Denklemleri

Büyük ölçekteki gravitasyonel etkileşmeleri açıklayan genel relativite teorisinin temel denklemleri olan Einstein alan denklemi

$$G_{ab} \equiv R_{ab} - \frac{1}{2} g_{ab} R = \chi T_{ab} \tag{2}$$

şeklindedir. Burada G_{ab} uzay-zamanın geometrisini veren Einstein alan tensörü, R_{ab} Ricci tensörü, g_{ab} uzay-zamanın metrik potansiyeli, R Ricci skaleri, $\chi(\frac{8\pi G}{c^4})$ sabit ve T_{ab} kozmik madde dağılımını tanımlayan enerji-momentum tensörüdür (Günay Demirel 2009).

Alan denklemlerinin sol tarafı uzay-zaman geometrisi ile diğer yanı ise madde ve madde dağılımıyla (enerji-momentum tensörü ile) ilgilidir (Günay Demirel 2009). Alan denklemlerindeki uzay-zamanın geometrisi ile ilgili olarak

$$ds^2 = dt^2 - a^2(t)[\frac{dr^2}{1-kr^2} + r^2(dX_n^2)] \tag{3}$$

şeklindeki $(n+2)$ boyutlu homojen-izotrop evren modeli için Friedmann-Robertson-Walker (FRW) metriği göz önüne alınacaktır. FRW metriği seçilmesinin nedeni bugünkü evreni en iyi açıklayan metrik olmasıdır. Burada $a(t)$ ölçek çarpanı, $k = 0, \pm 1$ eğrilik parametresidir ve

$dX_n^2 = d\theta_1^2 + \sin^2\theta_1 d\theta_2^2 + \cdots + \sin^2\theta_1 \sin^2\theta_2 \cdots \sin^2\theta_{n-1} d\theta_n^2$

şeklindedir (Huang ve Wang 2004).

Alan denklemlerinin sağ tarafındaki madde yerine ideal akışkan kullanılacaktır. İdeal akışkanın enerji-momentum tensörü

$$T_{ab} = (\rho + p) U_a U_b - p g_{ab} \tag{4}$$

şeklindedir. Burada ρ genelleştirilmiş Chaplygin gazın yoğunluğu, p genelleştirilmiş Chaplygin gazın basıncı ve U_a, U_b ' ler ise hız bileşenleridir.

Santos ve ark. (2006), (2007) çalışmalarında V hacimli bir sistemde termodinamiğin birinci ve ikinci kanununu

$$TdS = dE + pdV \tag{5}$$

ve

$$T \equiv \frac{(\rho + p)}{S} V \tag{6}$$

şeklinde belirtmektedir. Burada E enerji, p basınç, V hacim, S entropi ve T sıcaklıktır (Gonzalez-Diaz ve Siguenza 2004; Lima ve Alcaniz 2004).

(3) metriği ve (4) enerji-momentum tensörü için (2) Einstein alan denklemi

$$\frac{n(n+1)}{2}[\frac{\dot{a}^2+k}{a^2}] = \frac{8\pi G}{c^4}\rho \tag{7}$$

$$-n\frac{\ddot{a}}{a} - \frac{n(n-1)}{2}[\frac{\dot{a}^2+k}{a^2}] = \frac{8\pi G}{c^4}p \tag{8}$$

şeklinde elde edilir (Chatterjee ve Bhui 1990). Burada $8\pi G = c = 1$ alınacaktır ve $k = 0$ eğriliğine sahip düz evren için çözümlenecektir. (1), (7) ve (8) denklemlerinden genelleştirilmiş Chaplygin gazın yoğunluk ve basıncı

$$\rho(a) = [\frac{B}{1+A} + \frac{C}{a^{(n+1)(1+\alpha)(1+A)}}]^{\frac{1}{1+\alpha}} \tag{9}$$

ve

$$p(a) = A[\frac{B}{1+A} + \frac{C}{a^{(n+1)(1+\alpha)(1+A)}}]^{\frac{1}{1+\alpha}} - B[\frac{B}{1+A} + \frac{C}{a^{(n+1)(1+\alpha)(1+A)}}]^{-\frac{\alpha}{1+\alpha}} \tag{10}$$

şeklinde elde edilir. Burada C integral sabitidir.

Yüksek boyutta hacim aşağıdaki şekildedir.

$$V = a^{n+1} \tag{11}$$

(11) denklemi (9) ve (10) denklemlerinde yerine yazıldığında genelleştirilmiş Chaplygin gazın yoğunluk ve basıncının hacme bağlı ifadeleri

$$\rho(V) = [\frac{B}{1+A} + \frac{C}{V^{(1+\alpha)(1+A)}}]^{\frac{1}{1+\alpha}} \tag{12}$$

ve

$$p(V) = A[\frac{B}{1+A} + \frac{C}{V^{(1+\alpha)(1+A)}}]^{\frac{1}{1+\alpha}} - B[\frac{B}{1+A} + \frac{C}{V^{(1+\alpha)(1+A)}}]^{-\frac{\alpha}{1+\alpha}} \tag{13}$$

şeklindedir.

ω olarak gösterilen durum denklemi parametresi evrendeki maddenin basıncının, yoğunluğa oranı olarak ifade edilmektedir.

$$\omega = \frac{p}{\rho} \tag{14}$$

(14) denkleminde (9) ve (10) denklemlerindeki yoğunluk ve basınç değerleri yerlerine yazıldığında

$$\omega(a) = -\frac{B}{\frac{B}{1+A} + \frac{C}{a^{(n+1)(1+\alpha)(1+A)}}} + A \tag{15}$$

şeklinde elde edilir. (11) denkleminin (15) denkleminde kullanımından

$$\omega(V) = -\frac{B}{\frac{B}{1+A} + \frac{C}{V^{(1+\alpha)(1+A)}}} + A \tag{16}$$

olur. (16) denklemlerinden de görülebildiği gibi ω parametresi negatiftir. Bu da evrenin ivmelenmesine sebep olan maddenin pozitif yoğunluklu, negatif basınçlı olduğunu göstermektedir. Baskın olan bu madde modelimizde genelleştirilmiş Chaplygin gazdır.

(6) denkleminde (9-11) denklemleri yerlerine yazıldığında sıcaklık

$$T(a) = \frac{C(1+A)}{Sa^{A(n+1)}[\frac{Ba^{(n+1)(1+\alpha)(1+A)}+C(1+A)}{1+A}]^{\frac{\alpha}{1+\alpha}}} \tag{17}$$

şeklindedir. (17) denkleminden de görülebileceği gibi a (ölçek çarpanı) arttıkça sıcaklık azalmaktadır. Öyleyse (17) denklemi bize genişleyen bugün ki evrenin soğumakta olduğunu gösterebilmiştir.

(11) denkleminin (17) denkleminde kullanımından sıcaklığın hacme bağlı ifadesi

$$T(V) = \frac{C(1+A)}{SV^{A}[\frac{BV^{(1+\alpha)(1+A)}+C(1+A)}{1+A}]^{\frac{\alpha}{1+\alpha}}} \tag{18}$$

şeklindedir.

Bilindiği gibi karanlık enerji skaler alan ile ifade edilebilmektedir. Bu nedenle yukarıda elde edilen çözümlerin skaler alan cinsinden elde edilmesi önemlidir.

İncelenen kozmolojik model, ϕ skaler alan ve $v(\phi)$ etkileşme potansiyeli olarak tanımlanan alan teorisinde aşağıdaki şekildedir.

Skaler alanda ρ enerji yoğunluğu ve p basınç değeri düz evrende ($k = 0$)

$$\rho_\phi = \frac{1}{2}\dot{\phi}^2 + v(\phi) = [\frac{B}{1+A} + \frac{C}{a^{(n+1)(1+\alpha)(1+A)}}]^{\frac{1}{1+\alpha}} \tag{19}$$

$$\begin{aligned} p_\phi = \frac{1}{2}\dot{\phi}^2 - v(\phi) = A[\frac{B}{1+A} + \frac{C}{a^{(n+1)(1+\alpha)(1+A)}}]^{\frac{1}{1+\alpha}} \\ - B[\frac{B}{1+A} + \frac{C}{a^{(n+1)(1+\alpha)(1+A)}}]^{-\frac{\alpha}{1+\alpha}} \end{aligned} \tag{20}$$

şeklindedir. (19) ve (20) denklemlerinin taraf tarafa toplamından

$$\begin{aligned} \dot{\phi}^2 = (1+A)[\frac{B}{1+A} + \frac{C}{a^{(n+1)(1+\alpha)(1+A)}}]^{\frac{1}{1+\alpha}} \\ - B[\frac{B}{1+A} + \frac{C}{a^{(n+1)(1+\alpha)(1+A)}}]^{-\frac{\alpha}{1+\alpha}} \end{aligned} \tag{21}$$

elde edilir. (21) denkleminin integrasyonundan ϕ skaler alan değeri

$$\phi = -\frac{1}{1+\alpha}[\frac{\frac{n}{2}}{(1+A)(n+1)}]^{\frac{1}{2}} \int [\frac{C}{(C+\frac{Bz}{1+A})}]^{\frac{1}{2}} \frac{dz}{z} \tag{22}$$

şeklindedir. (19) denkleminden (20) denklemi çıkarıldığında $v(\phi)$ etkileşme potansiyeli

$$v(\phi) = \frac{(1-A)}{2}[\frac{B}{1+A} + \frac{C}{z}]^{\frac{1}{1+\alpha}} + \frac{B}{2}[\frac{B}{1+A} + \frac{C}{z}]^{-\frac{\alpha}{1+\alpha}} \tag{23}$$

şeklinde elde edilir. Burada $z = a^{(n+1)(1+\alpha)(1+A)}$ dır. (11) denklemi (22) ve (23) denklemlerinde yerlerine yazıldığında ϕ skaler alan ve $v(\phi)$ etkileşme potansiyelinin hacme bağlı ifadeleri

$$\phi(V) = -\frac{1}{1+\alpha}[\frac{\frac{n}{2}}{(1+A)(n+1)}]^{\frac{1}{2}} \int [\frac{C}{(C + \frac{BV^{(1+\alpha)(1+A)}}{1+A})}]^{\frac{1}{2}} \frac{dV}{V^{(1+\alpha)(1+A)}} \tag{24}$$

$$\begin{aligned} v_\phi(V) = \frac{(1-A)}{2}[\frac{B}{1+A} + \frac{C}{V^{(1+\alpha)(1+A)}}]^{\frac{1}{1+\alpha}} \\ + \frac{B}{2}[\frac{B}{1+A} + \frac{C}{V^{(1+\alpha)(1+A)}}]^{-\frac{\alpha}{1+\alpha}} \end{aligned} \tag{25}$$

şeklindedir. (6) denkleminde (19) ve (20) denklemlerinin birlikte kullanılmasından

$$T = \frac{\dot{\phi}^2}{S} V \tag{26}$$

şeklinde elde edilir. (26) denkleminde (11) ve (21) denklemleri yerlerine yazıldığında tekrar (17) denklemi elde edilmiştir. Bu da bize çözümlerin doğru olduğunu açıkça göstermektedir.

3 Sonuç

Bu çalışmada, genelleştirilmiş Chaplygin gaz içerikli $(n+2)$ boyutlu homojen-izotrop bir evren incelenmiştir. Genelleştirilmiş Chaplygin gazın termodinamik yapısı (6) denklemindeki sıcaklık ile açıklanmıştır. (17) denklemi ile genişleyen bugünki evrenin soğumakta olduğu gösterilmiştir. Ayrıca evrenin madde içeriğinin yoğunluk ve basınç gibi dinamik bileşenleri skaler alan cinsinden elde edilmiştir. Elde edilen tüm çözümler daha önce yapılmış 4-boyutlu genelleştirilmiş Chaplygin gaz çözümlerini de içermektedir (Santos ve ark. 2007).

Kaynaklar

Antoniadis, I.: The physics of extra dimensions. Lect. Notes Phys. **720** (2007) 293–321

Benaoum, H.B.: Accelerated universe from modified Chaplygin gas and Tachyonic fluid. (2002) http://xxx.lanl.gov/abs/hep-th/0205140.

Bennett, C.L., Halpern, M., Hinshaw, G., Jarosik, N., Kogut, A., Limon, M., Meyer, S.S., Page, L., Spergel, D.N., Tucker, G.S., Wollack, E., Wright, E.L., Barners, C., Greason, M.R., Hill, R.S., Komatsu, E., Notla, M.R., Odegard, N., Peirs, H.V., Verde, L., Weilend, J.L.: First year Wilkinson Microwave Anisotropy Prope (WMAP)observations. Preliminary maps and basic result. Astrophys. J. Suppl. **148** (2003) 1–27

Carroll, S.M.: The cosmological constant. Living Rev. Rel. **4** (2001) 1

Carroll, S.M.: Dark energy and the preposterous universe. Sky Telescope **4** (2005) 1

Chakraborty, W., Debnath, U.: Is modified Chaplygin gas along with barotropic fluid responsible for acceleration of the universe?. Modern Physic Letters A **22** (2006) 1805–1812

Chang, B., Liu, H., Xu, L., Zhang, C., Ping, Y.: Statefinder parameters for interacting Phantom energy with dark matter. JCAP. **0701** (2007) 016

Chatterjee, S., Bhui, B.: Homogeneous cosmological model in higher dimension . Mon. Not. Roy. Astron. Soc. **247** (1990) 57–61

Debnath, U., Banerjee, A., Chakraborty, S.: Role of modified Chaplygin gas in accelerated universe. Class. Quantum Grav. **21** (2004) 5609–5617

Gonzalez-Diaz, P.F., Singuenza, C.L.: Phantom thermodynamics. Nucl. Phys. B **697** (2004) 363–386

Günay Demirel, E.C.: Karanlık madde ve karanlık enerji çözümleri. (Doktora tezi) Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Türkiye (2009)

Huang, X.J., Wang, Y.J.: Higher-dimensional cosmological models with density-parameter-dependent cosmological constant. Chinese Phys. Lett. **21** (2004) 1670–1672

Lima, J.A.S., Alcaniz, J.S.: Thermodynamics, spectral distribution and the nature of dark energy. Phys. Lett. B **600** (2004) 191

Padmanabhan, T.: Cosmological constant-the weight of the vacuum. Phys. Rept. **380** (2003) 235–320

Peebles, P.J.E., Ratra, B.: The cosmological constant and dark energy. Rev. Mod. Phys. **75** (2003) 559–606

Percival, W.J., Baugh, C.M., Bland-Hawthorn, J., Bridges, T., Cannon, R., Cole, S., Colless, M., Collins, C., Couch, W., Dalton, G., De Propris, R., Driver, S.P., Efstathiou, G., Ellis, R.S., Frenk, C.S., Glazebrook, K., Jackson, C., Lahav, O., Lewis, I., Lumsden, S., Maddox, S., Moody, S., Norberg, P., Peacock, J.A., Peterson, B.A., Sutherland, W., Taylor, K.: The 2dF galaxy redshift survey: The power spectrum and the matter content of the universe. Monthly Notices Of The Royal Astronomical Society (MNRAS) **324** (2001) 1297

Perlmutter, S., Aldering, G., Goldhaber, G., Knop, R.A., Nugent, P., Castro, P.G., Deustua, S., Fabbro, S., Goobar, A., Hook, I.M., Kim, A.G., Kim, M.Y., Lee, J.C., Nunes, N.J., Paln, R., Pennypacker, C.R., Quimby, R., Lidman, C., Ellis, R.S., Irwin, M., McMahon, R.G., Ruiz-Lapuente, P., Walton, N., Schaefer, B., Boyle, B.J., Filippenko, A.V., Matheson, T., Fruchter, A.S., Panagia, N., Newberg, H.J.M., Couch, W.J.: Measurements of omega and lambda from 42 high-redshift supernovae. Astrophys. J. **517** (1999) 565–586

Riess, A.G., Filippenko, A.V., Challis, P., Clochiattia, A., Diercks, A., Garnavich, P.M., Gilliland, R.L., Haon, C.J., Jha, S., Kirshner, R.P., Leinbundgut, B., Philips, M.M., Reiss, D., Schmidt, B.P., Schommer, R.A., Smith, R.C., Spyromilio, J., Stubbs, C., Suntzeff, N.B., Tonry, J.: Observational evidence from supernovae for an accelerating universe and a cosmological constant. Astron. J. **116** (1998) 1009–1038

Sahni, V., Starobinsky, A.: The case for a positive cosmological lambda-term. Int. J. Mod. Phys. D **9** (2000) 373–444

Santos, F.C., Bedran, M.L., Soares, V.: On the thermodynamic stability of the generalized Chaplygin gas. Phys. Lett. B **636** (2006) 86–90

Santos, F.C., Bedran, M.L., Soares, V.: On the thermodynamic stability of the modified Chaplygin gas. Phys. Lett. B **646** (2007) 215–221

Tegmark, M., Strauss, M., Blanton, M., Abazajian, K., Dodelson, S., Sandvik, H., Wang, X., Weinberg, D., Zehavi, I., Bahcall, N., Hoyle, F., Schlegel, D., Scoccimarro, R., Vogeley, M., Berlind, A., Budavari, T., Connolly, A., Eisenstein, D., Finkbeiner, D., Frieman, J., Gunn, J., Hui, L., Jain, B., Johnston, D., Kent, S., Lin, H., Nakajima, R., Nichol, R., Ostriker, J., Pope, A., Scranton, R., Seljak, U., Sheth, R., Stebbins, A., Szalay, A., Szapudi, I., Xu, Y., Annis, J., Brinkmann, J., Burles, S., Castander, F.J., Csabai, I., Loveday, J., Doi, M., Fukugita, M., Gillespie, B., Hennessy, G., Hogg, D.W., Ivezic, Z., Knapp, G.R., Lamb, D.Q., Lee, B.C., Lupton, R.H., McKay, T.A., Kunszt, P., Munn, J.A., O'Connell, L., Peoples, J., Pier, J.R., Richmond, M., Rockosi, C., Schneider, D.P., Stoughton, C., Tucker, D.L., Vanden Berk, D.E., Yanny, B., York, D.G.: Cosmological parameters from SDSS and WMAP. Phys. Rev. D **69** (2004) 103501

Weinberg, S.: The cosmological constant problem. Reviews of Modern Physics **61** (1989) 1–23

XVII. Ulusal Astronomi Kongresi VI. Ulusal Öğrenci Astronomi Kongresi
31 Ağustos - 4 Eylül 2010, Adana

Yarı-Ayrık Sistemlerin Korunumsuz Yörünge ve Dönme Açısal Momentum Evrimi

Ahmet Dervişoğlu⋆

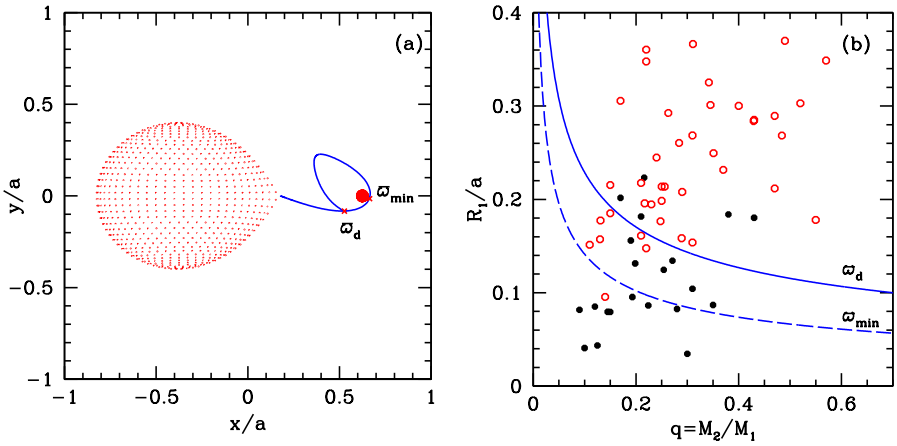
Ege Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Bornova, İZMİR

Özet Bu çalışmada, Algol türü çift yıldızların kütle alan bileşenlerinin dönme açısal momentum evrimini inceliyoruz. Çok ayrık dizgelerde kütle aktarımı disk yoluyla olur ve aktarılan madde alıcıya yeterince açısal momentum aktarır ki onun eşlek dönme hızı yıldızın parçalanma hızına ulaşır. Bugün gözlenen kütle oranına inmeden önce, küçük miktarda bir kütle taşınımı bile alıcıya yeterli açısal momentum kazandırarak onu kritik dönme hızına ulaştırabilir. Işınım zarflı yıldızlardaki gel-git etkileşmelerin açısal momentum kaybını yaratmak için yeterli olmadığını buluyoruz. Dolayısı ile diferansiyel dönme gösteren bir yıldızda ışınımla erke taşınan atmosferinde manyetik alan üretimini ele alıyor ve orta kütleli, yani Algollerin baş yıldızlarının yıldız rüzgarları yoluyla açısal momentum kaybetme olasılığını göz önüne alıyoruz. Bu özgün modelin uzun dönemli Algollerdeki açısal momentum kaybında oldukça etkin olduğunu gösteriyoruz. Kütle alan bileşenin dönme evrimi modelini 5 gün yörünge dönemli, $(5 + 3\,\mathrm{M}_\odot)$ başlangıç kütleli dizgeye uyguladık. Yaptığımız hesaplara göre manyetik alan yeğinliği 1 kG'dan büyük olan bir yıldızda gelen kütlenin yüzde 10'u rüzgarla kaybedilirse alıcının dönme hızı, en hızlı kütle aktarım evresinde bile dağılma hızının altına iner.

1 Giriş

Bilindiği gibi klasik Algoller, Roche lobunu doldurmuş geri tür bir dev veya alt dev bileşen ve erken tür anakol yıldızından oluşan yarı-ayrık dizgelerdir. Küçük kütleli yoldaş bileşen ve erken (B - A) tayf türündeki baş bileşen arasında bir kütle akışı (mass stream) bulunmaktadır. $P > 5$ gün olan uzun dönemli Algollerde kütle alan (mass gainer) baş bileşenin yarıçapı çiftin ayrıklığı karşısında çok küçük kaldığından çevresinde bir disk oluşmaktadır. Başka bir deyişle akan madde yıldıza ulaşıncaya kadar çok fazla açısal momentum kazanır ancak yıldız yüzeyine çarpamaz. Akan madde yıldıza ulaşıncaya değin alıcı da yörünge devinimi nedeniyle epeyce yol almış olur. Lubow and Shu (1975) iç Lagrange noktasından (L_1) akan bir kütlenin yörünge denklemlerini çözerek yarı-ayrık bir dizgede disk oluşturma veya doğrudan çarpma koşullarını incelemiştir. Bu kuram çerçevesinde kütle aktarımının başında kütleleri $5{+}3\,\mathrm{M}_\odot$ ve yörünge dönemi $P =$ 5 gün olan bir dizgenin $5\,\mathrm{M}_\odot$'lik bileşeninden yoldaşa akan maddenin yörüngesi hesaplanarak Şekil 1 (a)'da gösterilmiştir. Görüldüğü gibi akan maddenin yıldızın

⋆ ahmetdervisoglu@mail.ege.edu.tr



Şekil 1. (a) Kütle aktarımına yeni başlayan kütleleri $5M_\odot + 3M_\odot$ ve yörünge dönemi $P = 5$ gün olan bir dizgede akan maddenin yörüngesi. Hesaplamalarda Flannery (1975) yaklaşımı kullanılmıştır. (b) Algol baş bileşenlerinin $q - R_1/a$ diyagramındaki yeri. Göreli yarıçapı $\varpi_{\rm min}$ ve $\varpi_{\rm d}$'den küçük bileşenlerde kalıcı veya geçici disk benzeri yapılar beklenmektedir. Yörüngeleri $P > 5$ ve $P < 5$ gün olan dizgelerin kütle alan bileşenleri sırasıyla içi dolu ve boş noktalarla gösterilmiştir.

merkezinden en yakın geçtiği uzaklık ($\varpi_{\rm min}$) yıldızın göreli yarıçapından(R_1/a) küçükse madde doğrudan yıldızın yüzeyine düşecektir (direct impact). $\varpi_{\rm min} \sim R_1/a$ dolaylarında ise yıldızın çevresinde değişken ve geçici disk yapıları beklenecektir. Tersi durumda, yani $\varpi_{\rm min} > R_1/a$ ise akan madde yıldızı ıskalayarak geçecektir. Iskalayan bu madde akıntısı yıldızın kütle çekim potansiyelinden kurtulamayacağı için yıldızın etrafında bir tur atarak $\varpi_{\rm d}$ uzaklığında kendisi ile kesişip yıldızın çevresinde halka benzeri bir yapı oluşturacaktır. Viskoz kuvvetlerinin halka içerisinde açısal momentumu dağıtması sonucu bu halka yapı yayılarak yıldız yüzeyine kadar gelecek ve bir disk oluşturacaktır. Bu şekilde akan bir maddenin yörünge denklemleri çözüldüğünde $\varpi_{\rm min}$ ve $\varpi_{\rm d}$ uzaklıklarının sadece dizgenin kütle oranı q'nun bir fonksiyonu olduğu görülür.

İbanoğlu et al. (2006) çalışmasında yer alan bütün yarı-ayrık dizgelerin göreli yarıçapları ve kütle oranları Şekil 1 (b)'de görülmektedir. Bu grafikte minimum yaklaşma yarıçapı $\varpi_{\rm min}$ kesikli çizgi ve disk yarıçapı $\varpi_{\rm d}$ sürekli çizgi olmak üzere $P > 5$ gün olan dizgelerin kütle alan bileşenleri (içi dolu noktalar) ve $P < 5$ gün olanlar (içi boş noktalar) görülmektedir. Yapılan modeller çerçevesinde $\varpi_{\rm min}$ çizgisi altında kalan bölgede bulunan yıldızların kalıcı bir disk yapısına, $\varpi_{\rm min}$ ve $\varpi_{\rm d}$ arasındaki alanda kalan yıldızların geçici ve değişken disk yapısına sahip olması, $\varpi_{\rm d}$ çizgisinin yukarısında kalan yıldızlarda ise maddenin doğrudan yıldız yüzeyine çarpması beklenmektedir. Dikkat edilirse $P > 5$ gün olan dizgelerin çoğu kalıcı ve geçici disk oluşturma bölgesi içindedir. Fakat $\varpi_{\rm min}$ ve $\varpi_{\rm d}$ değerlerinin ve bölgeler altında kalan alanların kesin ve keskin değerler yerine bir olasılık yoğunluğu ifade ettiğini belirtmek gerekir. Çünkü yıldız etrafında

disk benzeri bir yapı oluşması için diğer etmen yıldızın yarıçapınının kütle aktarımı sırasındaki değişimidir. Yani kütle aktarımı sırasında yıldız yarıçapı $\varpi_{\rm d}$'den daha büyük hale gelebilir. Bu durumda başlangıçta disk oluşan dizgede disk dağılabilmektedir.

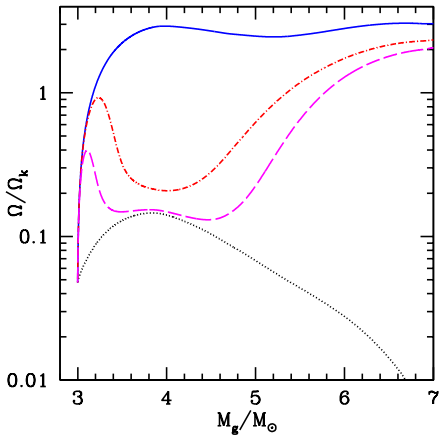
Her ne kadar klasik Algollerin büyük kütleli bileşenlerinin çevresinde disk olduğu uzun yıllardır bilinse de, bu dizgelerde döneme ve kütle oranına bağlı olarak bir diskin bulunma olasılığı gözlemsel olarak da kanıtlanmıştır. Richards and Albright (1999) Algol türü yıldızların optik tayflarının incelenmesi ile kuramsal öngörülerle uyuşan deneysel olgulara ulaşmıştır.

2 Açısal Momentum Evrim Modelleri

2.1 Gel-git Çekimsel Kuvvetler ve Erke Dağıtım Kurguları

Algoller için genel olarak benimsenen evrim modeline göre başlangıçtaki büyük kütleli bileşen küçük kütleliye göre daha hızlı evrimleşerek TAMS'dan ayrılır ve Roche lobunu doldurarak hızlıca kütlesini yoldaşına aktarır. Bu aktarım sırasında da bir dev yıldız durumuna gelir. Başlangıçtaki ayrık dizgenin büyük kütleli bileşeni artık çok küçük kütleye sahiptir ve bu aşamada bir önceki aşamaya göre çok yavaş biçimde kütle aktarmaya devam eder. Dizgeden dışarıya maddenin kaçmadığını ve kütle veren bileşenden kaybedilen maddenin aktarma diski üzerinden alıcıya taşındığını ($\dot{M}_2 = \dot{M}_{\rm acc}$) varsayalım.

Çift yıldız evrim modellerinin sonuçlarından bileşenlerin zamana göre dönem, kütle ve kütle aktarım oranları alınarak diskten madde ile gelen tork ve gel-git kuvvetlerin uyguladıkları torkların karşılıklı rekabetlerinin sonucu olarak yıldızın açısal dönme hızının nasıl değiştiğini hesapladık. Şekil 2'de başlangıç kütleleri $5 + 3\,{\rm M}_\odot$ ve dönemi 5 gün olan bir dizgenin ayrıntılı evrim modelleri kullanılarak bulunan sonuçlar görülmektedir. Burada x ekseni kütle alan $3\,{\rm M}_\odot$'lik bileşenin kütle almasından dolayı artan kütlesi (dolayısı ile zaman), y ekseni ise bu süreç içerisinde yıldızın açısal dönme hızının kritik hıza oranıdır. Fiziksel olarak yıldızın dönme hızı kritik hızdan büyük olamayacağına göre $\Omega/\Omega_{\rm k}$, 1'den büyük olamaz. Fakat hesaplamalarımızda $\Omega/\Omega_{\rm k} > 1$ değerlerini kütle aktarımının yıldızı ne kadar hızlandıracağını göstermek açısından Şekil 2'de gösterdik. Bulduğumuz sonuçlara göre kütle aktaran bu dizgede gel-git kuvvetleri hemen hemen etkisizdir. Şekilde en üstteki sürekli çizgi yıldızın klasik gel-git kuvvetleri altında hız değişimini göstermektedir. Görüldüğü gibi yıldız $\Delta M \sim 0.3\,{\rm M}_\odot$ gibi küçük miktarda bir kütle artırımı ile kritik hıza ulaşmıştır. Halbuki bu dizgenin bir Algol olabilmesi için yaklaşık $3\,{\rm M}_\odot$ (yani ΔM'den 10 kat daha fazla kütle) alıp $6 - 7\,{\rm M}_\odot$ arası bir anakol yıldızı olması beklenmektedir. Yine aynı şekilde gel-git torkunu *yapay* olarak 10^7 (noktalı-kesikli çizgi) ve 10^8 (kesikli çizgi) kat arttırarak yaptığımız çözümler görülmektedir. Görüldüğü gibi ancak bu durumda bileşenin dönmesinin bir süre $\Omega/\Omega_{\rm k} < 1$ olması sağlanmaktadır. Fakat gel-git kuvvetlerini $10^7 - 10^8$ kat daha etkin yapabilecek hiç bir fiziksel model bilinmemektedir. Şekilde en alttaki noktalı çizgi bileşenin dönmesinin yörüngeye kilitli olduğu varsayımı yapıldığında bulunacak değerleri göstermektedir.



Şekil 2. Başlangıç kütleleri $5 + 3\,\mathrm{M}_{\odot}$ ve yörünge dönemi $P = 5$ gün olan dizgenin baş bileşeninin artan kütlesine karşı dönme hızında beklenen değişim. Hesaplamalar sonucu klasik gel-git (sürekli çizgi) ve yapay olarak 10^7 (noktalı kesikli çizgi) ve 10^8 (kesikli çizgi) kat arttırılmış durumlar gösterilmektedir. Aynı diyagrama yıldızın yörüngesine kilitli olması durumunda beklenen değerler (noktalı çizgi) de noktalanmıştır.

2.2 Manyetik Rüzgarlar

Ele aldığımız yıldızlar için en uygun kurgu rüzgarlar yolu ile oluşan manyetik frenlemedir. Temelleri (Weber and Davis, 1967; Mestel, 1968) tarafından atılan bu kurguda rüzgar maddesi tarafından dizgeden kaçırılan açısal momentum, Alfvén yüzeyinde yıldızla eş-dönen bir maddenin açısal momentumuna eşittir. Kaybedilen bu açısal momentum,

$$\frac{dJ_w}{dt} \sim \dot{M}_w R_A^2 \Omega \tag{1}$$

şeklinde yazılabilir (Tout and Pringle, 1992). Alfvén yüzey yarıçapı (R_A), rüzgarla kaçan maddenin hızının o bölgedeki yerel Alfvén hızına;

$$v_A \sim \frac{B_A}{\sqrt{4\pi\rho_A}} \tag{2}$$

eşit olduğu yer olarak tanımlanır (Stępień, 2000). Burada ρ_A kaçan maddenin Alfvén yarıçapındaki yoğunluğu, B_A bu yarıçaptaki manyetik alan şiddeti ve $\dot{M}_w$ ise toplam kütle kaybıdır. Atılan kütlenin küresel bakışık (simetrik) olduğu varsayılırsa,

$$\rho_A \sim \frac{\dot{M}_w}{4\pi R_A^2 v_A} \tag{3}$$

elde edilir. Pratik olarak Alfvén yarıçapı, dizgeden kaçan maddenin artık yıldız ile ilişkisinin kalmadığı yerdir. Açısal momentum kaybı hem manyetik alana hem

de kaçan maddenin hızına bağlı olduğundan Denklem (1), (2) ve (3) ile tek başına çözülemez. Dolayısı ile hem manyetik alanın geometrisine hem de rüzgarla kaçan maddeye ilişkin varsayımda bulunmak gerekir. Manyetik alan geometrisi için en yaygın kullanılan yaklaşım,

$$B_A = B_s(R/R_A)^n \tag{4}$$

şeklinde bir kuvvet yasasıdır ve geometriyi n belirler (Weber and Davis, 1967). Örneğin $n = 3$ çift uçay (dipol) bir alana karşılık gelir. Denklem (4)'deki B_s ve B_A ise sırasıyla yıldızın yüzeyindeki ve Alfvén yarıçapındaki manyetik alan şiddetleridir.

Rüzgarlarla yıldızdan atılan maddenin hızı ise genellikle,

$$v_{esc} \sim v_A \sim \sqrt{\frac{2GM}{R_A}} \tag{5}$$

kaçış hızı (v_{esc}) mertebesinde kabul edilir. Dolayısı ile Denklem (5), (4) , (3), (2) biraraya getirilmesi ile (1) denklemi,

$$\frac{dJ_w}{dt} = \left(\dot{M}_w^{(4n-9)} B_s^8 (2GM)^{-2} R^{8n}\right)^{\frac{1}{4n-5}} \Omega \tag{6}$$

şeklinde ifade edilebilir.

Genel olarak m anyetik alana sahip bir yıldızda disk de varsa bu ikisi arasında manyetik etkileşme kaçınılmaz duruma gelir. Böyle bir etkileşimin temelleri ilk kez Ghosh and Lamb (1978) tarafından atarcalar için atılmıştır. Basitçe, yıldızdaki manyetik çift uçay akı diskle birleşerek bir geçiş bölgesi oluşturur (manyetosfer) ve bu akı yıldız ile disk arasında iki yönlü bir açısal momentum alış-verişi sağlar. Böyle bir etkileşim için Stępień (2000, 2002) tarafından basitleştirilen Armitage and Clarke (1996) ifadelerini kullandık. Manyetosfer yarıçapının eşdönme (corotation) yarıçapına eşit sayılması ile,

$$R_{\rm cor} = (\frac{\Omega}{\Omega_k})^{-2/3} R \tag{7}$$

bulunur. Bu etkileşmeden kaynaklanan tork,

$$\frac{dJ_{disk}}{dt} = -\frac{\mu^2 \Omega^2}{3GM} \tag{8}$$

şeklinde elde edilir. Burada $\mu = B_s R^3$ yıldızın manyetik momentidir. Stępień (2002) sabit kütleli tek bir yıldızın dönme evrimini incelediğinde manyetik akıyı ($\Phi = \mu/R$) sabit kabul etmiştir. Fakat ele aldığımız durumda yıldızın kütlesi değiştiğinden aynı varsayımı kabul etmek için geçerli bir neden yoktur.

Yıldızı etkileyen üçüncü tork ise diğer ikisinden farklı olarak yıldıza yüksek miktarda açısal momentum veren, madde aktarımından kaynaklanan torktur. Disk ve yıldızın manyetik alanla etkileşmesi yüzünden madde yıldıza eşdönme yarıçapından akacağından bu tork,

$$\frac{dJ_{acc}}{dt} = \dot{M}_{acc}\sqrt{GMR_{cor}} \tag{9}$$

şeklinde yazılır. Yani manyetik alan diskin R ve R_{cor} arasındaki açısal hızını yıldızın dönme açısal hızına eşit yapacaktır. Yıldızdan rüzgarlarla atılan kütle miktarı bilinmediğinden bu miktarı kütle veren yıldızdan gelen maddenin ($\dot{M}_2$) oranı şeklinde ifade ediyoruz. Böyle bir oranın varsayımı yapılırken temel ilke başlangıçtaki büyük kütleli bileşenden gelen maddenin en azından bir kısmının yoldaşa aktarılmış olma gerekliliğidir. Tersi durumda dizge bir Algol olamamaktadır. Eğer kütle alan yıldız gelen kütlenin,

$$\dot{M}_{\rm acc} \sim \beta \dot{M}_2 \tag{10}$$

miktarını alıyorsa geriye kalan maddenin,

$$\dot{M}_w \sim (1-\beta)\dot{M}_2 \sim \frac{(1-\beta)}{\beta}\dot{M}_{\rm acc} \tag{11}$$

şeklinde rüzgarla atıldığını varsayıyoruz. Burada $0 < \beta < 1$ olup $\beta = 1$ durumu korunumlu kütle aktarımına karşılık gelmektedir.

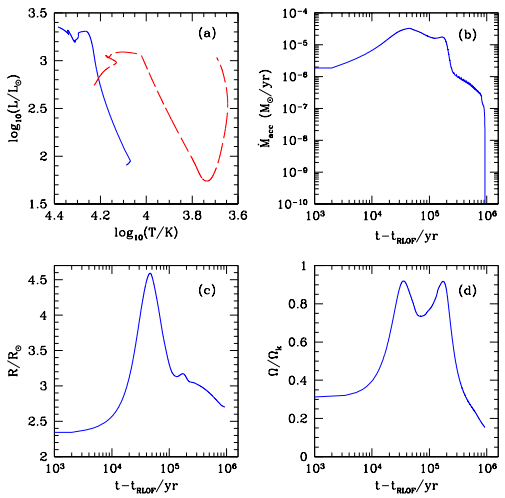
Matt and Pudritz (2005) aktarma diski olan bir yıldızda tetiklenen rüzgarlar aktarılan maddenin sadece yüzde 10'u miktarında maddeyi kaçırarak yıldızın dönmesini ayarlayabildiğini göstermiştir. Dolayısı ile $\beta \sim 0.9$'a karşılık gelen bu durum T Tauri yıldızlarının $\Omega/\Omega_{\rm k} \sim 0.1$ oranındaki dönme hızını açıklayabilmektedir. Aynı zamanda bu sonuç Hartmann and Stauffer (1989) tarafından ortaya konulan, atılan madde miktarını aktarılanın en az onda biri olma savını doğrulamaktadır.

Rüzgarla atılan madde miktarı için yaptığımız varsayım daha önce T Tauri (Matt and Pudritz, 2005, 2008a,b), Ap ve Be yıldızlarının dönmelerini açıklamak için de kullanılmıştır (Stępień, 2000, 2002). Fakat bu çalışmaların hepsinde hem $\dot{M}_{\rm acc}$ hem de $\dot{M}_w$ serbest parametre olarak alınmıştır. Bizim ele aldığımız çift yıldız evrimi durumunda ise $\dot{M}_{\rm acc}$'i belirleyen dizgenin yörünge evrimidir ki bu da göreli olarak çok iyi bilinmektedir. Dolayısı ile yapmamız gereken tek varsayım Denklem (11)'dir.

Her ne kadar gel-git kuvvetler temel olarak bileşenler arasındaki uzaklığa bağlı olsa da, rüzgar ve disk torku yıldızın yarıçapına aynı oranda bağlıdır. Dolayısı ile manyetik rüzgar varsayımının bir çift yıldızda denetlenebilmesi için ayrıntılı çift yıldız evrim modelleri gerekmektedir. Bu çalışmada, ilk durumu Eggleton (1971) tarafından geliştirilmiş olan STARS yıldız evrim kodunun, zamanla güncelleştirilmiş ve artık çift yıldız evrim problemini de çözebilen Cambridge versiyonunu kullandık (Detaylar için Stancliffe and Eldridge (2009)). Yıldız iç yapı denklemleri için en son yapılan güncellemeler (hal denklemi-EOS, nükleer tepkimeler vb.) ise Pols et al. (1995) tarafından yapılmıştır.

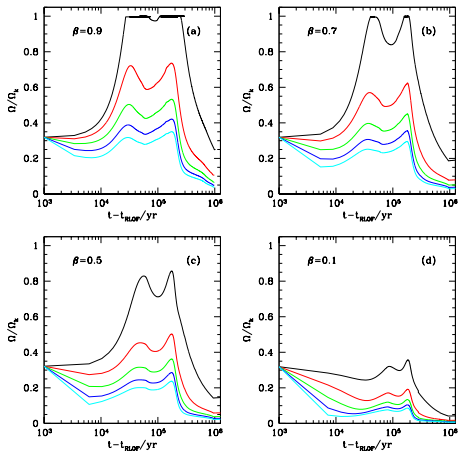
Evrim kodunun kullanılmasıyla tipik bir Algol dizgesinin ve β Per'in atası kabul edilen farklı başlangıç kütleli iki dizge için ($5 + 3\,{\rm M}_\odot$ ve $P = 5$ gün, $3.2 + 2\,{\rm M}_\odot$ ve $P = 5$ gün) bir çok model yaptık. Bu amaçla her iki dizge için ayrı ayrı $\beta = 0.9, 0.7, 0.5$ ve 0.1 değerleriyle evrim kodu çalıştırıldı. Elde edilen Denklemler (6), (8), (9) ve (11) yardımı ile kütle alan bileşenin dönme evrimi için şu algoritma kullanıldı: İlk olarak kütle alan yıldızın manyetik alanının çift uçay olduğu varsayıldı ($n = 3$) ve seçilen her bir β değeri için çift yıldız evrim modeli elde edildi. Sonra her bir β modeli için farklı B_s değerleri verilerek bileşenin artan

kütlesine karşı dönme hızının nasıl değiştiği incelendi. Verilen başlangıç B_s ve β değerleriyle yıldız kritik hıza ulaşmadığında hesaplama bitirildi. Yıldızın kritik hıza ulaştığı durumda ise kütle aktarımı durdurulup sadece manyetik rüzgar ve disk torkları, yıldızın dönme hızı kritik hızın altına düşünceye kadar etkin yapıldı. Bu durum, dizgenin evriminde fazladan kütle ve zaman kaybına neden olur. Bu sürede bileşen yeterince açısal momentum kaybedip $\Omega/\Omega_k < 1$ olduğu durumda kütle aktarımı kaldığı yerden devam ettirildi.



Şekil 3. Başlangıç kütlesi $5 + 3\,\mathrm{M}_\odot$ ve yörünge dönemi $P = 5$ ve $\beta = 0.9$ - $B_s = 1.5$ kG parametreli bir dizgenin evrimi. (a) Kütle alan (sürekli çizgi) ve veren yıldızların H-R diyagramındaki evrim yolları. Kütle alan bileşenin RLOF başlangıcından sonraki zaman süresince (b) kütle alım hızı, (c) yarıçap ve (d) dönme hızı değişimi.

Şekil 3'de başlangıç kütleleri $5 + 3\,\mathrm{M}_\odot$ ve yörünge dönemi $P = 5$ gün olan bir dizgenin evrimi görülmektedir. $5\,\mathrm{M}_\odot$ kütleli bileşen evrimleşerek anakoldan ayrılacak ve H-R boşluğunda Roche lobunu doldurarak kütlesinin çok büyük kısmını yoldaşına aktarıp yaklaşık $0.67\,\mathrm{M}_\odot$ kütleli bir dev haline gelecektir. Yapılan modellerin hepsinde kütle veren bileşenin sonuç kütlesi hemen hemen β'dan bağımsız olarak aynı değeri bulmaktadır ($\beta = 1$ için $0.675\,\mathrm{M}_\odot$, $\beta = 0.5$ için $0.665\,\mathrm{M}_\odot$). Başlangıçtaki yoldaş bileşen ise kütle alarak anakoldaki yerini değiştirecektir, büyük kütleli yıldızların bulunduğu yere doğru kayacaktır. Şekil 3 (a)'da, $5\,\mathrm{M}_\odot$ kütleli bileşenin evrimi kesikli çizgi, $3\,\mathrm{M}_\odot$ sürekli çizgi ile gösterilmiştir. Kütle aktarımı başladıktan sonraki zaman içerisinde kütle alan bileşene aktarılan kütlenin hızı $\dot{M}_{acc}$ Şekil 3 (b)'de görülmektedir. Kütle alan bileşenin iç yapısı önce dinamik zaman ölçeğinde ($\sim 10^5$ yıl) hidrostatik dengeye varacak sonra Kelvin-Helmoltz zaman ölçeğinde ($\sim 10^6$ yıl) termodinamik dengeye ulaşacak ve tekrar anakola oturacaktır (rejuvenation). Bu süreç içerisindeki



Şekil 4. Başlangıç kütlesi 3 $M_\odot$ olan kütle alan bileşenin $\beta = 0.9, 0.7, 0.5, 0.1$ değerlerine göre dönme hızı evrimi. Her β değeri için yukarıdan aşağıya doğru artan manyetik alan şiddetlerinin ($B_s = 1, 2, 3, 4, 5$ kG) etkisi görülmektedir.

yarıçap değişimi Şekil 3 (c)'de görülmektedir. Başlangıç $B_s = 1.5\,\mathrm{kG}$ olarak alınan bileşen için dönme hızının artan kütleye karşı değişimi Şekil 3(d)'de görülmektedir. Modelde anlatıldığı gibi dönme hızının evrimi kütle aktarımı, rüzgar ve disk torku ile beraber yarıçap değişiminin etkileşimli bir sonucudur. Görüldüğü üzere dönme hızı değişiminin maksimum olduğu iki yer vardır. Bunlardan ilki yıldız yarıçapının kütle aktarımına verdiği tepki ile yaptığı artışın maksimum olduğu yere, diğeri ise kütle aktarım hızın maksimumuna karşılık gelmektedir. Dizgede hızlı kütle aktarımı bittiğinde ($q \sim 0.2$) negatif torkların daha baskın geleceği açıktır.

Şekil 4'de aynı başlangıç kütle ve dönemli dizge, fakat farklı β ve B_s değerleri için bulunan sonuçlar görülmektedir. Aynı β değerleri için artan manyetik alan şiddetleri ile yapılan çözümler yukarıdan aşağıya doğrudur. Sabit β için B_s'nin artan değerleri beklenildiği gibi yıldızda daha büyük bir tork yaratacak ve daha fazla açısal momentum kaybı olacağından daha küçük dönme hızları Ω/Ω_k elde edilecektir. Sabit B_s ve β 'nın azalan değerlerinde yani rüzgarla dizgeden atılan kütlenin daha büyük olduğu durumda ise daha küçük son Ω/Ω_k dönme hızları elde edilse de dizgenin evrimi oldukça korunumsuz olacaktır. Bulduğumuz en önemli sonuç $B_s \gtrsim 1$kG değerleri için dizgede kütle alan bileşen, aktarılan kütlenin sadece yüzde 10 luk bir kısmının rüzgarlarla atılması ile kritik hıza ulaşamayacak ve böylelikle kütle aktarımı sürdürülerek Algol durumuna ulaşacak olmasıdır. Aynı başlangıç kütleli farklı β'lı dizgelerde β küçüldükçe dizgenin son kütle oranı daha büyük olacaktır.

3 TARTIŞMA ve ÖNERİLER

Uzun dönemli Algollerde disklerin varlığı yaklaşık yarım yüzyıldır bilinmektedir. Disk üzerinden aktarılan maddenin yıldızı çok çabuk bir biçimde kritik hıza ulaştırması beklenmektedir (de Mink et al., 2007). Klasik Algollerin tümünde küçük kütleli evrimleşmiş bir bileşen ile anakol bandında yer alan büyük kütleli bir bileşen bulunmaktadır. Büyük kütleli baş bileşenlerin dönme hızları büyük bir duyarlıkla ölçülebilmektedir. Bu ölçümler, kütle alan baş bileşenler kendi eksenleri çevresinde hızlı dönse bile bunların kritik hıza ulaşmadıklarını göstermektedir. Dolayısı ile baş bileşenlerdeki açısal momentum fazlalığını ve kaybını açıklayacak modellere gereksinim vardır. Bu çalışmada, kütle alan bileşenlerin dönme hızlarını düşürmek için gel-git kuvvetlerin yeterince etkin olmadıkları gösterilmiştir. Bu yıldızlarda, manyetik rüzgarların etkin bir açısal momentum kaybı yapabileceği gösterilmiştir. MacDonald and Mullan (2004) ışınımla erke taşınımın olduğu bölgede etkili bir dinamonun ürettiği manyetik alanın yıldız yüzeyine ulaşabileceğini ileri sürmüştür. Zayıf alanlı Ap yıldızlarının 300 G dolayında manyetik alanı varken kuvetli Ap yıldızlarında bu alanın 10 kG kadar yukseldiği Aurière et al. (2007) tarafından gösterilmiştir. Öte yandan Donati et al. (2006) OB yıldızlarında 100 ile 1000 G arasında manyetik alan yeğinliğine sahip olduklarını kanıtlamıştır. Landstreet et al. (2007) ZAMS ile TAMS arasında yer alan 1.5 $\langle M/\mathrm{M}_{\odot}\langle$ 10 yıldız barındıran kümeleri incelemiştir. Bu yıldızlarda ölçülen manyetik alan yeğinlikleri 10 G - 10 kG arasındadır. Bu çalışmadan çıkan önemli bir sonuç ise 3 $\mathrm{M}_{\odot}$ den daha kütleli yıldızlarda yaş ilerledikçe manyetik alan yeğinliği düşmekte yıldızın yarıçapı büyümektedir. Küçük kütleli yıldızlarda ise manyetik alan ve yaş arasında bir ilişki bulunamamıştır. Donati and Landstreet (2009)'a göre H-R diyagramının içindeki bütün yıldızlarda manyetik alan yeğinliği gözlenmiştir. Bu gözlemler manyetik alan yeğinliğinin μG dan başladığını ve nötrön yıldızlarında TG'a kadar ulaşdığını ortaya koymuştur. Hızlı dönen bir yıldızın kabuk erkesi yıldız rüzgarları için zengin bir erke kaynağı adayıdır. Dolayısı ile manyetik dinamonun geçerli olduğu uzun dönemli Algoller korunumlu kütle aktarımı yapamazlar.

Kaynakça

Armitage, P. J. and Clarke, C. J. Magnetic braking of T Tauri stars. MNRAS, 1996. **280**:458–468.

Aurière, M., Wade, G. A., Silvester, J., Lignières, F., Bagnulo, S., Bale, K., Dintrans, B., Donati, J. F., Folsom, C. P., Gruberbauer, M., Hui Bon Hoa, A., Jeffers, S., Johnson, N., Landstreet, J. D., Lèbre, A., Lueftinger, T., Marsden, S., Mouillet, D., Naseri, S., Paletou, F., Petit, P., Power, J., Rincon, F., Strasser, S., and Toqué, N. Weak magnetic fields in Ap/Bp stars. Evidence for a dipole field lower limit and a tentative interpretation of the magnetic dichotomy. A&A, 2007. **475**:1053–1065.

de Mink, S. E., Pols, O. R., and Glebbeek, E. Critically-rotating Stars in Binaries-An Unsolved Problem. In R. J. Stancliffe, G. Houdek, R. G. Martin, & C. A. Tout, editor, *Unsolved Problems in Stellar Physics: A Conference in Honor of Douglas Gough*, volume 948 of *American Institute of Physics Conference Series*. 2007 pages 321–325.

Donati, J., Howarth, I. D., Jardine, M. M., Petit, P., Catala, C., Landstreet, J. D., Bouret, J., Alecian, E., Barnes, J. R., Forveille, T., Paletou, F., and Manset, N. The surprising magnetic topology of τ Sco: fossil remnant or dynamo output? MNRAS, 2006. **370**:629–644.

Donati, J. and Landstreet, J. D. Magnetic Fields of Nondegenerate Stars. ARA&A, 2009. **47**:333–370.

Eggleton, P. P. The evolution of low mass stars. MNRAS, 1971. **151**:351.

Flannery, B. P. The location of the hot spot in cataclysmic variable stars as determined from particle trajectories. MNRAS, 1975. **170**:325–331.

Ghosh, P. and Lamb, F. K. Disk accretion by magnetic neutron stars. ApJ, 1978. **223**:L83–L87.

Hartmann, L. and Stauffer, J. R. Additional measurements of pre-main-sequence stellar rotation. AJ, 1989. **97**:873–880.

İbanoğlu, C., Soydugan, F., Soydugan, E., and Dervişoğlu, A. Angular momentum evolution of Algol binaries. MNRAS, 2006. **373**:435–448.

Landstreet, J. D., Bagnulo, S., Andretta, V., Fossati, L., Mason, E., Silaj, J., and Wade, G. A. Searching for links between magnetic fields and stellar evolution: II. The evolution of magnetic fields as revealed by observations of Ap stars in open clusters and associations. A&A, 2007. **470**:685–698.

Lubow, S. H. and Shu, F. H. Gas dynamics of semidetached binaries. ApJ, 1975. **198**:383–405.

MacDonald, J. and Mullan, D. J. Magnetic fields in massive stars: dynamics and origin. MNRAS, 2004. **348**:702–716.

Matt, S. and Pudritz, R. E. Accretion-powered Stellar Winds as a Solution to the Stellar Angular Momentum Problem. ApJ, 2005. **632**:L135–L138.

Matt, S. and Pudritz, R. E. Accretion-powered Stellar Winds. II. Numerical Solutions for Stellar Wind Torques. ApJ, 2008a. **678**:1109–1118.

Matt, S. and Pudritz, R. E. Accretion-powered Stellar Winds. III. Spin-Equilibrium Solutions. ApJ, 2008b. **681**:391–399.

Mestel, L. Magnetic braking by a stellar wind-I. MNRAS, 1968. **138**:359.

Pols, O. R., Tout, C. A., Eggleton, P. P., and Han, Z. Approximate input physics for stellar modelling. MNRAS, 1995. **274**:964–974.

Richards, M. T. and Albright, G. E. Morphologies of Hα Accretion Regions in Algol Binaries. ApJS, 1999. **123**:537–626.

Stancliffe, R. J. and Eldridge, J. J. Modelling the binary progenitor of Supernova 1993J. MNRAS, 2009. **396**:1699–1708.

Stępień, K. Loss of angular momentum of magnetic Ap stars in the pre-main sequence phase. A&A, 2000. **353**:227–238.

Stępień, K. Spin-up of Be stars in the pre-main sequence phase. A&A, 2002. **383**:218–226.

Tout, C. A. and Pringle, J. E. Spin-down of rapidly rotating, convective stars. MNRAS, 1992. **256**:269–276.

Weber, E. J. and Davis, L., Jr. The Angular Momentum of the Solar Wind. ApJ, 1967. **148**:217.

XVII. Ulusal Astronomi Kongresi VI. Ulusal Öğrenci Astronomi Kongresi
31 Ağustos - 4 Eylül 2010, Adana

ROTSE IIID teleskobuyla yeni bulunan SR değişenlerinin dönem değişimleri

DEVLEN Ahmet[1⋆], ÖZDEMİR Tuncay[2], KESKİN Varol[1] ve ASLAN Zeki[3]

[1] Ege Üniversitesi
[2] İnönü Üniversitesi
[3] İstanbul Kültür Üniversitesi

Özet ROTSE IIID teleskobuyla yapılan gözlemlerden bulunan yeni değişen yıldızlar türlerine göre ayrılmış ve içlerindeki Mira ve SR türü değişenler ayıklanarak yarı-düzenli değişenlerin kısa ve uzun dönemli dönem değişimleri incelenmiştir. Işık eğrilerinden bu yıldızların çoklu dönemlere sahip oldukları düşünülmektedir. Bulunan dönem ve genliklerin yıldızın iç yapısındaki fiziksel değişimlerden de kaynaklanacağı gözönüne alınırsa, yıldızların bu parametrelerinin bulunması, yarı-düzenli değişenlerin evrimlerinin anlaşılmasına katkıda bulunacaktır.

⋆ ahmet.devlen@ege.edu.tr

Yeni Bulunan Örten Çiftlerin Gözlemleri ve Işık Eğrisi Analizi

Ahmet DEVLEN ve Varol KESKİN

Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, İzmir

Özet MISAO (Multitudinous Image-based Sky-survey and Accumulative Observations) projesinde yeni bulunan değişenlerden seçilen yıldızların, TÜBİTAK Ulusal Gözlemevinde bulunan ROTSE-IIId robotik teleskobuyla ve Ege Üniversitesi Gözlemevi'ndeki 40 cm'lik teleskopla çok renk gözlemleri yapıldı. Elde edilen ışık eğrileri DEBIL (Detached Eclipsing Binary Light Curve Fitter) kodu ve Wilson-Devinney koduyla analiz edilerek gözlemi yapılan örten çift sistemlerin parametrelerinin belirlenmesi amaçlanmıştır.

1 Giriş

Bu çalışmada, MISAO (Multitudinous Image-based Sky-survey and Accumulative Observations) projesinde yeni bulunan değişenlerden seçilen yıldızların gözlenerek ışık eğrilerinin elde edilmesi ve çözülmesi amaçlanmıştır. Seçilen yıldızların bazıları TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde (TUG) bulunan ROTSE-IIId robotik teleskobuyla gözlenmiştir. Parlaklıkları ve konumları uygun olanlar ise Ege Üniversitesi Gözlemevi'nde (EÜG) gözlenmiştir. Hem TUG ve hem de EÜG'de yapılan gözlemlerde alanlardaki bütün yıldızların parlaklıkları ölçülmüştür. Seçilen yıldızların dönemleri belirlenerek ışık eğrileri elde edilmiş ve elde edilen ışık eğrilerinin çözümleri önce DEBIL (Detached Eclipsing Binary Light Curve Fitter) (Devor, 2005) yazılımı ile yapılmıştır. Sonra Wilson-Devinney kodu kullanılarak çözüm aranmıştır.

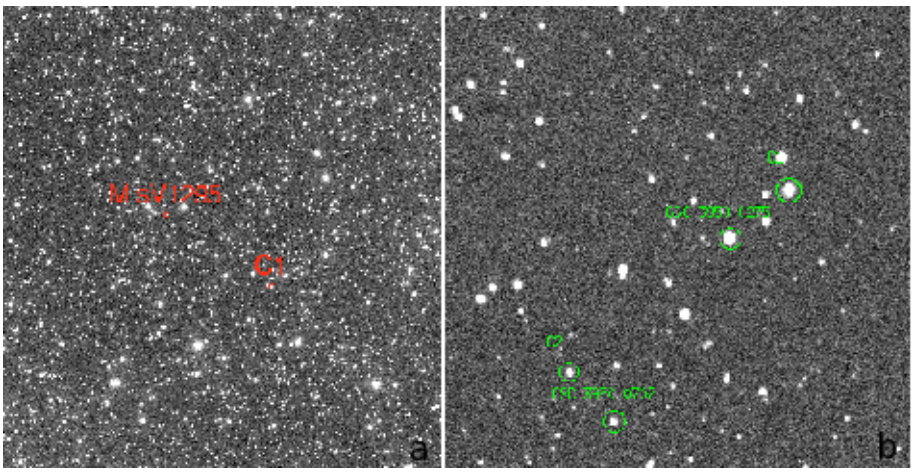
2 Gözlemler ve İndirgeme

Gözlemler TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde (TUG) ve Ege Üniversitesi Gözlemevi'nde (EÜG) yapılmıştır. MISAO projesinde yeni bulunan değişenlerden seçilen yıldızların gözlemleri 01 Ocak 2007 – 01 Ocak 2009 dönemi içinde, Antalya Bakırlıtepe'de kurulu bulunan TÜBITAK Ulusal Gözlemevi'ndeki (TUG) Robotic Optical Transient Search Experiment –IIId (ROTSE-IIId) teleskobuyla yapılmıştır. ROTSE teleskopları, uydular tarafından tespit edilen Gama-Işın Patlamalarına çok hızlı cevap verebilecek şekilde (6 sn gibi bir sürede o kaynağa yönelip gözleme başlayacak şekilde) dizayn edilmişlerdir, detayları Akerlof ve diğ. (2003) makalesinde anlatılmıştır (Kızıloğlu ve diğ., 2005). ROTSE-IIId teleskobunda yapılan gözlemlerde, bütün görüntülerde kara akım düzeltmesi ve düz

alan düzeltmesi, görüntü alınır alınmaz hemen otomatik olarak yapılmaktadır (Kızıloğlu ve diğ., 2005). Daha sonra her bir görüntü için, Sextractor yazılımı (Bertin ve Arnouts, 1996) kullanılarak aletsel parlaklıklar elde edilmektedir ve alandaki bütün yıldızlar, üçgen-eşleme yöntemi kullanılarak USNO A2.0 R-Süzgeci kataloğu ile karşılaştırılıp parlaklıklar kalibre edilmektedir (Kızıloğlu ve diğ., 2005).

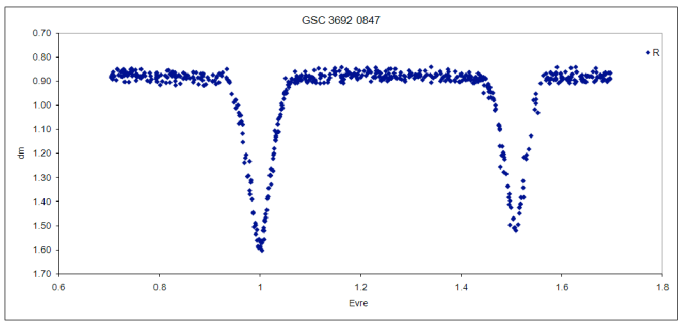
Ege Üniversitesi Gözlemevi'ndeki gözlemler, 16" Meade LX200 Schmidt-Cassegrain teleskop ve ona takılı bulunan 2048x2048 piksel Alta Apogee U42 CCD kamerasıyla yapılmıştır. Gözlemlerde geniş band, B,V,R Bessel süzgeçleri (sönük olan yıldızlarda yalnızca V ve R süzgeçleri) kullanılmıştır. Yapılan gözlemler IRAF (Image Reduction Analysis and Facilities) programıyla indirgenmiştir. Gözlemlerde sırasıyla sıfır (bias), kara akım (dark) ve düz alan (flat field) düzeltmeleri NOAO/IMRED/CCDRED paketindeki ccdproc işlem paketiyle yapılmış ve sonra parlaklıklar yine IRAF'taki NOAO/DIGIPHOT/APPHOT paketindeki phot işlem paketiyle ölçülmüştür. Bütün gözlemler Güneş merkezli zamana (Heliocentric) indirgenmiştir. Daha sonra evreler hesaplatılarak ışık eğrileri elde edilmiştir. Her bir yıldız için aynı gözlem karesinde yeralan bir ya da iki mukayese yıldızı ve en az bir denet yıldız seçilerek, mukayese yıldızlarının ışık değişimi gösterip göstermediği incelenmiş ve fark ışık eğrileri elde edilirken değişim göstermeyen mukayese yıldızları kullanılmıştır.

TUG'da yapılan gözlemlerde her bir gözlem karesinde en az 5 tane mukayese yıldızı seçilmiş ve mukayeselerin değişim gösterip göstermediği incelenmiştir. Gözlenen örten değişen yıldızların ışık eğrileri parlaklığı değişim göstermeyen ve yakın olan mukayese yıldızlarına göre çizilmiştir. Şekil 1 a) ve b)'de sırasıyla TUG ve EÜG için indirgenmiş gözlemlere ilişkin örnek görüntüler verilmiştir.

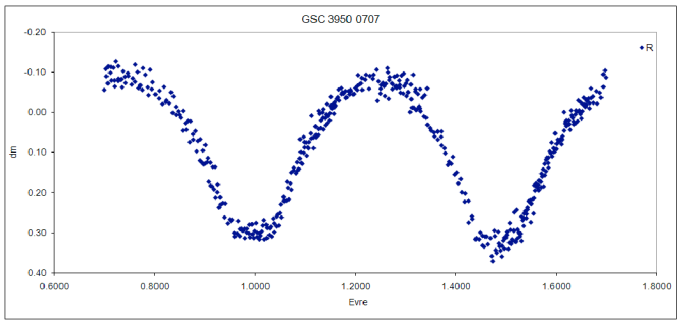


Şekil 1. Gözlemlerden örnek görüntüler; a) TUG, b) EÜG.

Seçilen yıldızların USNO-A2.0 ve GSC katalog isimleri ve dönemleri Tablo 1'de verilmiştir. Yıldızların koordinatları ve USNO-A2.0 numaraları Aladin veri tabanı (Bonnarel, F., ve diğ., 2000) kullanılarak belirlenmiştir. Elde edilen ışık eğrilerine örnek Şekil 2 ve Şekil 3'de verilmiştir.



Şekil 2. GCS 3692 0847 yıldızının R bandındaki gözlemi (TUG).



Şekil 3. GCS 3950 0707 yıldızının R bandındaki gözlemi (EÜG).

3 Işık Eğrisi Çözümlemesi

Örten çift yıldızların ışık eğrilerini çözmek için bir çok yöntem kullanılmaktadır. Bu yöntemlerden bir tanesi, DEBIL (Detached Eclipsing Binary Light Curve Fitter) yazılımı, çok sayıda örten çiftin ışık eğrisini analiz için tasarlanmış bir yazılımdır. Ancak, bu işlemle bulunan parametreler, bilinen daha iyi yöntemler için başlangıç parametreleri olarak kullanılmalı ve asıl çözümler WD gibi yazılımlarla yapılmalıdır. DEBIL temel olarak, adından da anlaşılacağı gibi ayrık sistemler için yazılmıştır. Bunlarda da, kenar kararması gösteren küresel yıldızlar,

Tablo 1. Seçilen Yıldızların isimleri ve dönemleri.

.

Yıldız Adı	**USNO-A2.0**	**GSC**	**Dönem (gün)**
MisV1306	1425-02852967	0.3697-01892	5.3364
MisV1275	1425-03196728	03690-02012	4.6050
MisV1140	1350-17102713	03624-01696	4.4479
MisV1061	1125-17620700	02180-00207	3.0421
MisV1227	1425-00841436	03658-00307	2.7129
MisV1225	1425-04750344	03722-00767	2.6092
-	1275-00290726	02791-01920	2.0169
MisV1294	1425-01693468	-	1.8060
MisV1095	1275-00278138	02791-02148	1.5825
MisV1317	1425-04099502	03709-00849	1.2848
MisV1278	1425-12687522	03992-01772	1.1205
MisV1295	1425-02533275	03692-00847	1.1001
MisV1239	1425-00290138	03656-01495	1.0650
MisV1289	1425-15158282	-	0.7053
MisV1292	1425-00875743	-	0.6616
-	1425-10938892	03950-00707	0.4120
-	-	03950-00275	0.2423

yansıma ya da 3. ışık olmayan klasik çift sistem yörüngesi olduğu varsayımı yapılmıştır. Yazılıma gözlenen ışık eğrisinin yanında dönem ve kuadratik kenar kararma katsayıları verilerek, baş yıldızın yarıçapı, yoldaş yıldızın yarıçapı, baş yıldızın parlaklığı, yoldaş yıldızın parlaklığı, yörünge dışmerkezliği, yörünge eğikliği, periastron geçişi, periastron argümanı olarak 8 parametre hesaplanmaktadır. Salt ölçekler bilinmediği için, yarıçaplar yörünge yarı büyük eksen uzunluğu cinsinden bulunmaktadır. Yöntemle yarı ayrık ve değen çifler de çözülebilmesine karşın, bunların sonuçları daha kabadır.

Çok yaygın olan yöntemlerden bir tanesi de Wilson ve Devinney (Devinney 1971) tarafından tanımlanan Wilson-Devinney kodudur. Program zaman içinde sürekli yenilenmektedir. Bu çalışmada Wilson-Devinney ile çözümleri yaparken normal noktaları kullandık. Program giriş parametrelerine diferansiyel düzeltmeler uygulayarak, her çalıştırmada bir iterasyon yapmaktadır. Böylece istenildiği adımda müdahele etme olanağı tanımaktadır. Program aynı anda birden çok ışık eğrisini ortak olarak çözebilmektedir. Özellikle süzegeçlerden bağımsız olan parametreleri belirlemek için birden çok ışık eğrisini ve dikine hız eğrisini ortak çözmek en iyi sonuçları vermektedir.

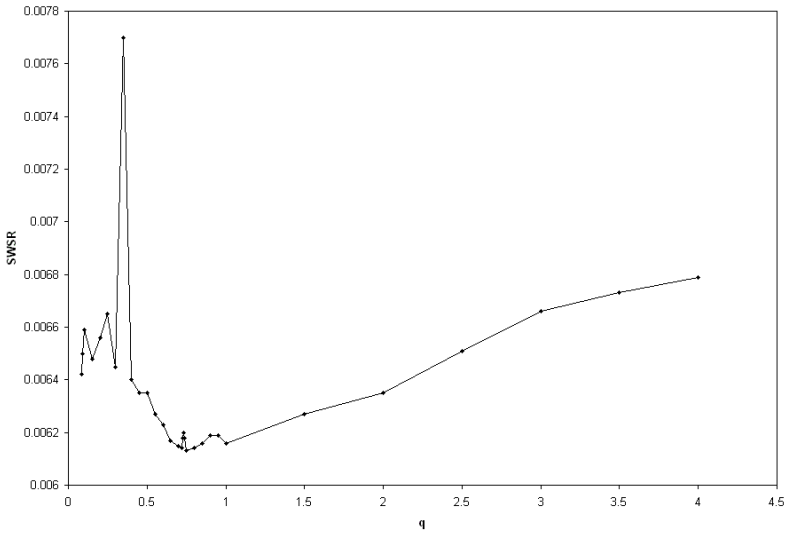
4 Sonuç

Burada yalnızca bir yıldızın çözümü örnek olarak ele alınmıştır: GSC 3950 0275. Bu yıldız Otero ve çalışma arkadaşları (Otero ve diğ.,2004) tarafından Northern Sky Variability Survey (NSVS; Wozniak ve diğ., 2004) araştırmasının serbest kullanıma açılan verilerinden bulunmuş ve bir W UMa sistemi olarak sınıflandırılmıştır.

Elde edilen ışık eğrisinin çözümü için önce q taraması yapılmış (Şekil 4) ve sonra Wilson-Devinney ile çözülmüştür. En iyi çakıştırma Kütle oranı 0.82'de olmaktadır. Sistemin değme derecesi klasik olarak aşağıdaki gibi verilir (Lucy and Wilson,1979):

$$f = \frac{\Omega - \Omega_i}{\Omega_0 - \Omega_i} \tag{1}$$

Burada Ω, Ω_i ve Ω_0 sırasıyla ortak zarfın, iç ve dış değme yüzeylerinin potansiyelleridir. Çözümde kullanılan sabit parametreler ve serbest bırakılan parametrelerin çözüm sonuçları Tablo 2'de, kuramsal eğriler ise Şekil 5'de verilmiştir. Burada noktalar gözlemleri ve sürekli eğriler de kuramsal eğrileri temsil etmektedir. Çözüm sonuçlarına göre sistem 0.11 lik değme derecesine sahip ve bileşenler arasında küçük bir sıcaklık farkı olan bir değen sistem oluşturmaktadır.



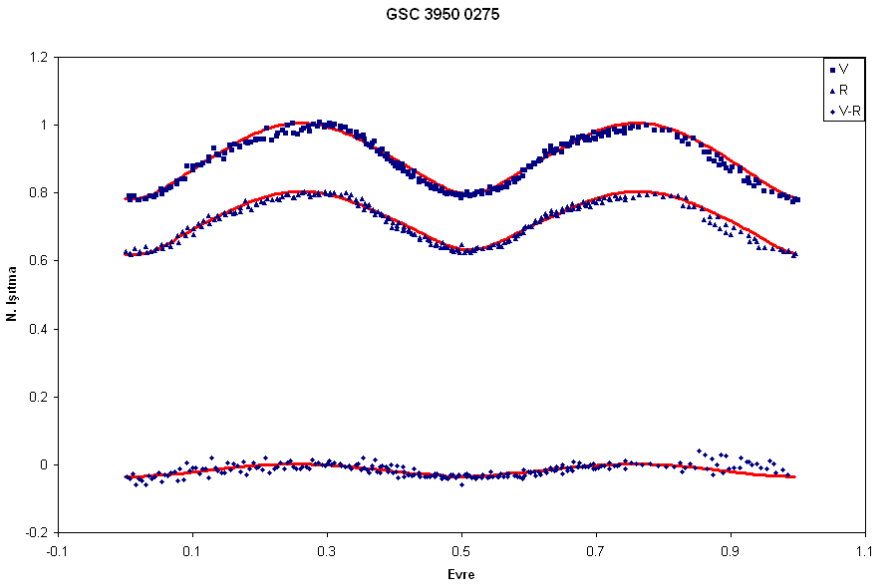
Şekil 4. Gsc 3950 0275 yıldızının q taraması.

Dönemi uzun olan yıldızların EÜG gözlemleri devam etmektedir. Gözlemi biten yıldızların ışık eğrileri elde edilmiş ve çözümlerine başlanmış ve devam etmektedir.

Bu çalışma için gözlem zamanı sağlayan TUBİTAK Ulusal Gözlemevi'ne ve Ege Üniversitesi Gözlemevi'ne teşekkür ederiz. Ayrıca bu çalışmada yıldızların konum ve katolog numaralarını belirlemek için SIMBAD veri tabanından (CDS, Strasburg, Fransa) yararlanılmıştır.

Tablo 2. GSC 3950 0275 için Wilson-Devinney çözüm sonuçları.

Parametre	**V**	**R**	**V,R ortak**
P (shift)	0.010 ± 0.001	0.012 ± 0.001	0.011 ± 0.001
i (^{o})	58.412 ± 0.561	56.298 ± 0.607	57.016 ± 0.556
$x_1 = x_2$	0.586	0.523	0.586, 0.523
$A_1 = A_2$	0.5	0.5	0.5
$g_1 = g_2$	0.32	0.32	0.32
$F_1 = F_2$	1.0	1.0	1.0
$T_1(K)$	6250	6250	6250
$T_2(K)$	5980 ± 67	5878 ± 93	5938 ± 68
$\Omega_1 = \Omega_2$	3.467 ± 0.020	3.492 ± 0.023	3.472 ± 0.017
q	0.870 ± 0.012	0.869 ± 0.014	0.863 ± 0.009
f	0.14 ± 0.04	0.09 ± 0.04	0.11 ± 0.04
$L_1/(L_1 + L_2)$	0.577 ± 0.013	0.584 ± 0.012	0.586 ± 0.011 (V), 0.576 ± 0.009 (R)
$L_2/(L_1 + L_2)$	0.416	0.416	0.414 (V), 0.424 (R)
r1 (Pole)	0.377 ± 0.003	0.372 ± 0.003	0.374 ± 0.003
r1 (Side)	0.398 ± 0.004	0.392 ± 0.004	0.396 ± 0.003
r1 (Back)	0.423 ± 0.006	0.424 ± 0.006	0.430 ± 0.005
r2 (Pole)	0.351 ± 0.003	0.347 ± 0.004	0.351 ± 0.003
r2 (Side)	0.370 ± 0.004	0.364 ± 0.004	0.369 ± 0.003
r2 (Back)	0.406 ± 0.006	0.397 ± 0.006	0.404 ± 0.005
SWSR	**0.001**	**0.001**	**0.003**



Şekil 5. GSC 3950 0275 yıldızının kuramsal eğrileri.

Kaynaklar

Akerlof, C. W., Kehoe, R. L., McKay, T. A., Rykoff, E. S., Smith, D. A., Casperson, D. E., McGowan, K. E., Vestrand, W. T., Wozniak, P. R., Wren, J. A., ve 5 yazar daha: 2003, PASP, 115, 132.

Bertin, E. ve Arnouts, S.: 1996, AAS, 117, 393.

Bonnarel, F., Fernique, P., Bienaymé, O., Egret, D., Genova, F., Louys, M., Ochsenbein, F., Wenger, M., Bartlett J. G.: 2000, AAS, 143, 33.

Devor, J., 2005, ApJ, 628, 411.

Kızıloğlu, Ü., Kızıloğlu, N., Baykal, A.: 2005, AJ, 130, 2766.

Lucy, L. B. ve Wilson, R. E. : 1979, ApJ, 231, 532.

Otero, S. A., Wils, P., Dubovsky, P.: 2004, IBVS, 5570, New Eclipsing Binaries Found in the NSVS Database I.

Wilson, R.E. ve Devinney, E.,J.: 1971, ApJ, 166, 605.

Wozniak, P. R., Vestrand, W. T., Akerlof, C. W., Balsano, R., Bloch, J., Casperson, D., Fletcher, S., Gisler, G., Kehoe, R., Kinemuchi, K., ve 8 yazar daha: 2004, AJ, 127, 2436, Northern Sky Variability Survey: Public Data Release.

Seyreltik Plazmada Yönbağımlı Taşınım Etkileri

DEVLEN Ebru*

Ege Üniversitesi

Özet Karadelikler etrafındaki ışınımsal olarak etkin olmayan toplanma akışları ve gökada kümlerinin küme içi ortamında bulunan sıcak, diferansiyel dönen, seyreltik plazmanın yönbağımlı taşınım etkileri dikkate alınarak doğrusal kararlılık analizi yapılmıştır. Kararsızlığın dağılma bağıntısı elde edilmiş ve kararsızlık koşulu çıkarılmıştır. Bu kararsızlık diferansiyel dönmenin gyroviskoz kuvvetle eşleşmesinden ötürü diğer öngörülen manyetik-ısı ve manyetik-dönme kararsızlıklarından oldukça güçlüdür. Sıcaklık gradyentinin doğrultusundan bağımsız olması nedeniyle bu kararsızlık sadece toplanma akışlarına ve küme içi ortamına değil aynı zamanda yıldız koronalarındaki sıcak, düşük yoğunluklu plazma ile soğuk, yoğun gaz arasındaki geçiş bölgesine, toplanma disklerine ve çok-evreli yıldızlararası ortama uygulanabilir.

* ebru.devlen@ege.edu.tr

Yarı Düzenli (SR) Değişen Yıldızlarda Çoklu Periyotlar

Elanur Dikicioğlu[1⋆] ve Cahit Yeşilyaprak[1]

Atatürk Üniversitesi, Fen Fakültesi, Fizik Bölümü, Erzurum

Özet Yarı düzenli (SR) değişen yıldızlardan SRa tipi yıldızların Mira tipi yıldızlarla ilişkili olduğu bilinmekte hatta SRa tipi yıldızların ayrı bir sınıf değil, SRb ve Miralardan oluşmuş karışık bir grup olabileceği düşünülmektedir. SRa ve SRb tipi yıldızların Mira tipi yıldızlardan farklı PL, PC ve PR bağıntıları gösterdikleri bilinmektedir. Bu yüzden, SR tipi değişenlerde periyot (P) bilgisi çok önemlidir. Evrimsel olarak, SRb ile Mira tipi yıldızlar arasındaki bir süreçte olduğu düşünülen SRa tipi değişenlerin bazen SR bazen de Mira gibi değişim gösterdikleri bilinmete ve birden fazla periyoda sahip olabilecekleri beklenmektedir. Bu tip yıldızların, periyotlarının belirlenmesi uzun dönemli kesintisiz gözlemler gerektirmektedir ve bu gözlem tekniğine en uygun sistem, ROTSE-IIId gibi robotik teleskop sistemleridir. Bu çalışmada, ROTSE-IIId gözlemlerinden seçilmiş ve çoklu periyoda sahip bazı SRa tipi yıldızlar incelenmiş, güncel veya ilk kez bulunan periyotları ile ışık eğrileri verilmiştir.
TÜBİTAK TBAG-108T475 projesi desteğiyle gerçekleştirilmiştir.

1 Giriş

Yarı düzenli (SR) değişen yıldızlar, orta (F, G, K) ve geç tayf (M, C, S) türünden ($20g \leq P \leq 2500g$ ve $V \leq 2.5m$) zonklayan kırmızı yıldızlardır. Bu yıldızlarda periyot, çapsal zonklama olayından kaynaklanır ve periyotlardaki değişim de zonklama kiplerindeki değişimin bir göstergesidir. SR yıldızları, GCVS'de (GCVS4) değişim tipi ve tayf türüne göre SRa, SRb, SRc ve SRd olarak 4 alt gruba ayrılırlar. SRa ve SRb tipi yıldızların Mira tipi yıldızlarla çok daha fazla ilişkili olduğu bilinmektedir. Üstelik SRa tipi yıldızların ayrı bir sınıf değil, SRb ve Miralardan oluşmuş karışık bir grup olabileceği de düşünülmektedir (Kerschbaum ve Hron 1992). Özellikle ışıma gücü dev (III) ve tayf türü M olan SRa ve SRb tipi yıldızların Mira tipi yıldızlardan farklı PL, PC ve PR bağıntıları gösterdikleri bilinmektedir (Yeşilyaprak 2004, Yeşilyaprak ve Aslan 2004). Ayrıca SR yıldızlarında P bilgisi, bu yıldızların kütle kaybı oranları hakkında da bilgi vermektedir (Vassiliadis ve Wood 1993, Arndt 1997, Yeşilyaprak 2004 2004). Bu yüzden, SR tipi değişenlerde zonklama periyotlarının belirlenmesi çok önemlidir. Evrimsel olarak SRb ile Mira tipi yıldızlar arasında bir süreçte olduğu düşünülen SRa yıldızlarının bazen SR bazen de Mira gibi değişim gösterdikleri gözlemsel

⋆ elanur.dikicioglu@gmail.com

olarak da kanıtlanmıştır (Mattei vd. 1998; Kiss vd. 1999). Bu nedenle, SRa tipi yıldızların birden fazla periyoda sahip olmaları çok daha beklenen bir durumdur.

Kırmızı yıldızlarda (SR ve Mira) periyot değişimlerinin nedeni, bu yıldızlarda bulunan He kabuğunun tutuşması ile oluşan ısısal salınım hareketleri olarak gösterilmiştir (merchan ve jurado 2003). Bu yıldızlarda birden fazla periyoda rastlanabileceği ve bunun muhtemel nedenleri konusunda ilk çalışma Stothers ve Leung (1971) tarafından yapılmış ve birden fazla periyoda sahip bir kırmızı yıldızın ilk periyodu kısa, ikinci periyodu ise uzun olarak tanımlanmıştır. Aynı çalışmada, kısa periyotların nedeni çapsal zonklama olarak kabul edilirken, uzun periyotların (P $\geq$ 2500g) nedeni yıldız lekeleri ve çifti var ise dolanma periyodu olarak gösterilmiştir. Muhtemel diğer neden ise, bu periyotların farklı zonklama kiplerini temsil etmesidir (kısa periyodun 1. kipteki, uzun periyodun ise temel kipteki zonklamayı göstermesi gibi). Sonuç olarak, SR yıldızlarının çoklu periyoda sahip olmasının nedeni, aynı anda farklı çapsal zonklama kiplerinde zonklama yapmalarıdır.

SR yıldızlarında zonklama kipi değişimlerinin çoğunun, ısısal salınımlardan ve kütle kaybındaki değişimlerden kaynaklandığı da gözlemlerden bilinmektedir. PR bağıntılarına göre; SR yıldızlarının uzun ve kısa periyotlarda farklı zonklama kiplerine sahip olduğu görülmüştür (Yeşilyaprak 2004).

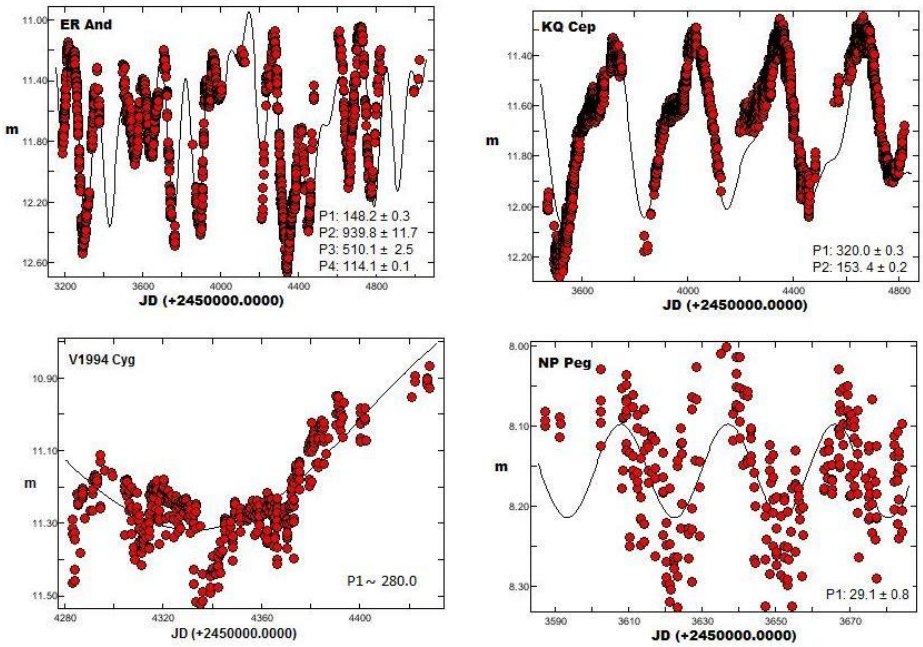
Bu çalışmada, ROTSE-IIId teleskobu ile uzun dönemli (birkaç yıllık) ve sık aralıklarla (hemen hemen her gece) gözlenmiş SR yıldızlarından seçilmiş bazı SRa tipi yıldızların periyotları incelenmiştir.

2 Gözlem ve Analizleri

İncelenen SRa tipi yıldızlar, ROTSE-IIId teleskobu ile TUG'da 2004-2009 yılları arasında gözlenmiş farklı bölgelerden seçilmiş ve çoklu periyoda sahip olduğu düşünülen yıldızlardan oluşmaktadır. Bu yıldızların temel astronomik özellikleri, GCVS4, Hipparcos Kataloğu ve Simbad Veri Tabanı'ndan alınmıştır.

ROTSE-IIId teleskobu 45 cm çaplı, 2048x2048 hücreli (pixel) ve 1.85x1.85 derecelik görüş alanına sahip filitresiz robotik bir teleskoptur. Filitresiz olarak gözlem yapmakta ve 550 nm'de çok geniş bir bant genişliğine sahiptir (Akerlof vd 2003). Gözlem analizleri ROTSE-IIId analiz sistemince otomatik olarak yapılmakta ve aletsel olarak gökcisimlerinin parlaklıklarını vermektedir. Bu parlaklıkları, derin gökyüzü görüntülerinden oluşan USNO A2-R görüntüleri ile kalibre ettiği için elde edilen ROTSE-IIId parlaklıkları, R parlaklığına çok yakın değerlerdir.

Seçilen SRa yıldızlarının periyot analizlerinde Peranso (Vanmunster 2010) ve Period04 (Lenz vd 2005) programları kullanılmıştır. Peranso (Işık Eğrisi ve Dönem Analizi Bilgisayar Programı), farklı tür gözlem teknikleriyle gözlenmiş verilerin Periyot ve Dönem analizlerinde kullanılan etkin bir analiz programıdır. İncelediğimiz yıldızların değişimleri ve çoklu periyot doğasından ötürü, SRa yıldızlarının periyot analizlerinde uygun olan Fourier metotlarından CLEANest (Foster 1995) yöntemi kullanılmıştır. Bu yöntem kısaca; özellikle çoklu periyotların tespitinde kullanılan ve muhtemel bütün güçlü periyot sinyallerini tespit



Şekil 1. SRa tipi yıldızların ışık eğrileri ve periyot analiz sonuçları

ederek, bunların tek tek ve sırayla periyot güç tayfından çıkarılarak, kalan periyotlar üzerinden güç tayfında periyot sinyali kalmayana kadar periyot analizini sürdüren ve böylece gerçek olmayan periyotları da ayıklayan etkin bir analiz yöntemidir.

3 Periyotlar ve Işık Eğrileri

Bulunan güncel periyotların doğruluğu ve sürekliliği, sık aralıklarla (1 veya birkaç gün) alınacak uzun süreli/dönemli gözlemlerle kontrol edilebilir. ROTSE-IIId gözlemleri sayesinde bu bir çok yıldız için gerçekleşmiş veya gerçekleşmektedir. İncelediğimiz SRa tipi yıldızların bir çoğu için bulduğumuz periyotlar kesin görünmektedir ve bu yıldızlara ait ROTSE-IIId gözlemlerinden elde edilen tam ışık eğrileri de bunu doğrulamaktadır. ROTSE-IIId teleskobu ile 2004-2009 yılları arasında TUGda gözlenmiş bazı SRa tipi değişen yıldızınların periyot analiz sonuçları Çizelge-1'de, ışık eğrileri Şekil-1'de verilmiştir.

4 Sonuç

SR tipi değişenler üzerine yapılan çalışmaların önemi; haklarında çok fazla bilgi olmayan bu yıldızların evrim aşamaları hakkında daha fazla bilgi edinebilmek,

Çizelge 1. ROTSE-IIId teleskobu ile gözlenmiş SRa tipi yıldızların periyot analiz sonuçları

Yıldız Adı	ΔT	N	Δm	$P(GCVS)$	Δm	P_1	P_2	P_3	P_4
	(g)		(mag)	(d)	$(Rotse\ mag)$	(g)	(g)	(g)	(g)
ER And	1834	2076	2.0	108.0	1.62	148.0	940.0	510.0	114.0
KQ Cep	1350	6175	1.8	310.0	1.00	320.0	153.0	-	-
V1994 Cyg	348	498	2.1	-	0.66	280.0	-	-	-
NP Peg	507	439	0.2	37.58	0.33	29.0	-	-	-

kütle kaybı ve zonklama özellikleri sayesinde fiziksel yapılarında meydana gelen değişimleri belirlemek, PL bağıntıları (Yeşilyaprak 2004, Yeşilyaprak ve Aslan 2004) yardımı ile galaksi yapısına ışık tutmak ve uzaklık ölçümlerinde bir uzaklık göstergesi olarak standart yıldız gibi kullanabilmektir. SR yıldızları, doğaları gereği bazen yarı düzenli bazen de düzensiz değişim göstermelerine rağmen, zonklama periyodu bilgisi çok önemlidir. Zonklama periyotları bu yıldızlar için PL, PC ve PR gibi bağıntılar oluşturduğu gibi zonklama kipi değişimlerinin tespitinde ve en önemlisi de kütle kaybı oranlarının (P $\geq$ 70g SR yıldızlarında büyük miktarda kütle kayıpları gözlenmiştir) belirlenmesinde (Vassiliadis ve Wood 1993, Arndt vd. 1997, Yeşilyaprak 2004) kullanılmaktadır. Bulunan bu periyotlar ile yukarıda bahsedilen birçok alana da yeni ve güncel veri ve bilgi kaynağı sağlanmıştır. Bu yıldızlara ait daha çok sayıda ve kapsamlı benzer çalışma sürüdürülmekte ve sonuçlar bu yıl sonunda uluslararası yayına gönderilecektir.

5 Teşekkür

Bu çalışma, TÜBİTAK TBAG 108T475 proje desteğiyle gerçekleştirilmiştir. ROTSE-IIId teleskop proje ekibine; gözlem, literatür desteği ve ROTSE-IIId gözlem arşiv verilerini sağlayan TUG Müdürlüğüne; TBAG 108T475 projesi kapsamında gerçekleştirilen özel yazılımların kullanılmasına izin veren TBAG 108T475 proje ekibine; Atatürk Üniversitesi BAP 2007/33 projesine teşekkür ederiz.

Kaynaklar

Akerlof, C. W., Kehoe, R. L., McKay, T. A., vd.: The ROTSE-III Robotic Telescope System. PASP **115** (2003) 132–140

Arndt, T. U., Fleıscher, A. J. ve Sedlmayr, E.: Circumstellar dust shells around long period variables. VI. An approximative formula for the mass loss rate of C rich stars. AA **327** (1997) 614–619

ESA: The Hipparcos and Tycho Catalogues. Celestia: (HIPPARCOS) ESA SP - 1200. (1997)

Foster, G., 1995, Astron. J.: The cleanest Fourier spectrum. Astron. J. **109** (1995) 1889–1902

Kerschbaum, F. ve Hron, J.: semiregular variables of types SRa and SRb - Basic properties in the visual and the IRAS-range. AA **263** (1992) 97–112

Kiss L. L., Szatmary K., Cadmus J. R. R., Mattei , J. A.: Multiperiodicity in semiregular variables. I. General properties. AA **346** (1999) 542–555

Lenz, P., ve Breger, M.: Period04 User Guide. CoAst **146** (2005) 53–136

Mattei, J.A., Foster, G., Hurwitz, L.A., vd.: The Proceedings of ESA Symposium, Hipparcos-Venice '97. (ESA SP-402, 1998) (1999) 269–274

Merchan, B. P. ve Jurado, V. M.: Strong period decrease in the Mira star S Sex: a possible helium-shell flash. AA **353** (2000) 264–268

SIMBAD: Simbad Astronomical Database (1995)

Stothers, R. ve Leung, K. C.: Luminosities, masses and periodicities of massive red supergiants. AA **10** (1971) 290–300

Vanmunster. T.: PERANSO. http://www.peranso.com (2010)

Vassiliadis, E. ve Wood, P. R.: Evolution of low- and intermediate-mass stars to the end of the asymptotic giant branch with mass loss. ApJ **413** (1993) 641–657

Yesilyaprak, C.: Yarı Düzenli Değişen Yıldızların Mutlak Parlaklığı ve Kinematiği. Fen Bilimleri Enst., Akdeniz, Üniversitesi, Antalya (2004)

Yesilyaprak, C. ve Aslan. Z.: Period-luminosity relation for M-type semiregular variables from Hipparcos parallaxes. MNRAS **355** (2004) 601–607

Güneştacının İyon-Cyclotron Dalgalarıyla Isıtılması

Suzan Doğan⋆ ve E. Rennan Pekünlü

Ege Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, İzmir

Özet Bu çalışmada, Kuzey Güneştacı deliğinin (KGD) *Plume/Interplume Lane* (PIPL) yapısının iyon-cyclotron zoruna titreşim sürecine olan etkisi kinetik kuram bağlamında incelendi. Vlasov eşitliği'nin O VI iyonları için çözümü yapılarak iyon-cyclotron dalgalarının dağılma bağıntıları elde edildi. Sonuçlar, iyon-cyclotron zoruna titreşim sürecinin *plumelerarası* bölgelerde daha etkin olduğunu göstermektedir. Bu sonuç, hızlı güneş rüzgarının kaynağının *plumelerarası* şeritler olduğunu gösteren gözlemlerle uyum içindedir.

1 Giriş

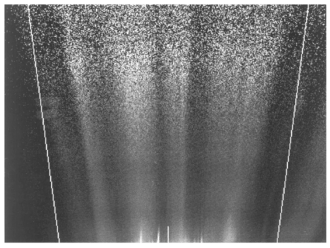
SOHO/UVCS verileri, güneştacı ısıtılma sürecinde bazı parçacık türlerinin (örn. O VI iyonu) "yeğlenmiş" olarak ısıtıldığını göstermiştir. Ayrıca herbir parçacık için dikine sıcaklığın paralel yöndeki sıcaklıktan daima daha büyük olduğu saptanmıştır. Örn. O VI iyonu için $T_{\perp} \sim 100T_{//}$ bulunmuştur (Kohl ve ark. 1997; Cranmer ve ark. 2008). Güneştacında O VI iyonunun diğer parçacıklar yanında yeğlenmişliğinden ve sıcaklık yönbağımlıklarından iyon-cyclotron zoruna titreşim süreci sorumlu tutulmaktadır. Buna göre manyetik alan çizgileri boyunca yayılan iyon-cyclotron dalgaları erkelerini, manyetik alan çizgileri etrafında devinen iyonlara aktararak onları ısıtır/ivmelendirir.

SOHO/SUMER uydusundan alınan görüntüler KGD deki *plume* ve *plumelerarası* bölgeleri açıkca göstermektedir (Wilhelm ve ark. 1998) (bkz. Şekil 1). O VI iyonlarının Güneşten dışarıya doğru olan hızları *plumelerarası* bölgede *plume* bölgesiyle karşılaştırıldığında daha yüksek çıkmaktadır. Bu gözlemler, hızlı Güneş rüzgarının kaynağının *plumlerarası* bölgeler olduğunu göstermiştir (Wilhelm ve ark. 1998; Hollweg 1999a, 1999b, 1999c). Bu çalışmanın amacı KGD nin PIPL yapısının iyon-cyclotron dalgalarının yayılma özellikleri üzerindeki etkisini incelemektir. İyon-cyclotron zoruna titreşim sürecinin verimliliğinin *plume* ve *plumelerarası* şeritlerdeki değişimini görebilmek amacıyla, plazma parametrelerinin manyetik alana hem dik hem de paralel doğrultudaki değişimleri hesaba katılmıştır.

2 Model

Problemin kinetik kuramda incelenmesi Vlasov eşitliğinin çözümünü gerektirir. Burada O VI iyonlarının iki kuvvete maruz kaldıklarını kabul ediyoruz, a) Lorentz

⋆ suzan.dogan@mail.ege.edu.tr



Şekil 1. Kuzey güneştacı deliğindeki *plume* (parlak bölgeler) ve *plumelerarası* (karanlık bölgeler) şeritlerin SOHO/SUMER ile elde edilen görüntüsü (Wilhelm ve ark. 1998).

kuvveti b) basınç gradyenti kökenli kuvvet. Bu koşullarda doğrusalbenzeri Vlasov eşitliği aşağıdaki gibi verilir:

$$\frac{d\,f_1}{d\,t} = \frac{\partial\,f_1}{\partial\,t} + \mathbf{v}\cdot\frac{\partial\,f_1}{\partial\mathbf{R}} + \frac{q_\mathrm{i}}{m_\mathrm{i}}\left[\mathbf{E}_1 + \frac{1}{c}(\mathbf{v}\times\mathbf{B}_0)\right]\cdot\frac{\partial\,f_1}{\partial\mathbf{v}} = \Bigg[- \frac{q_\mathrm{i}}{m_\mathrm{i}}\left[\mathbf{E}_1 + \frac{1}{c}(\mathbf{v}\times\mathbf{B}_1)\right]$$

$$+\frac{k_\mathrm{B}}{n_0 m_\mathrm{i}}\left(T^{\xi}_{\mathrm{eff}}\frac{\partial n_0}{\partial\mathbf{R}} + T^{\xi}_{\mathrm{eff}}\frac{\partial n_0}{\partial\mathbf{X}} + n_0\frac{\partial T^{\xi}_{\mathrm{eff}}}{\partial\mathbf{R}} + n_0\frac{\partial T^{\xi}_{\mathrm{eff}}}{\partial\mathbf{X}}\right)\Bigg]\cdot\frac{\partial\,f_0}{\partial\mathbf{v}} \tag{1}$$

Burada f_0 ve f_1 hız dağılım işlevlerinin denge ve tedirginlik durumunu, E_1 ve B_1 dalganın elektrik ve manyetik alanını simgelemektedir. Hız dağılım işlevinin bi-maxwellian olduğunu kabul ediyoruz:

$$f_0 = n_\mathrm{i}\,\alpha_\perp^2\,\alpha_\parallel\,\pi^{-3/2}\exp\left[-\left(\alpha_\perp^2 v_\perp^2 + \alpha_\parallel^2 v_\parallel^2\right)\right] \tag{2}$$

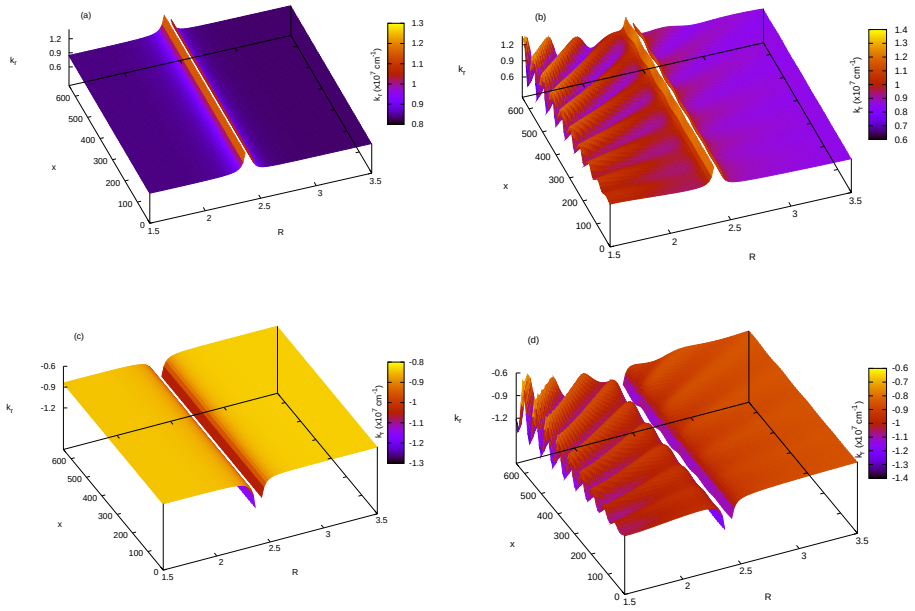
Burada $\alpha_{//}$ ve $\alpha_\perp$ dış manyetik alana paralel ve dik yöndeki en olası hızların tersidir. Vlasov eşitliğinin analitik çözümünde artık katkısının ihmal edilmesiyle, iyon-cyclotron dalgalarının dağılma bağıntısı aşağıdaki gibi elde edilir:

$$k^2\left[c^2 - \frac{i\omega_p^2}{2\alpha_\parallel^2\,(\omega-\omega_c)^2}\Pi\right] - \frac{i\omega_p^2\,k}{\sqrt{\pi}\,\alpha_\parallel\,(\omega-\omega_c)}\Pi - \frac{i\omega_p^2\,\omega}{(\omega-\omega_c)} - \omega^2 + \frac{\pi^2\omega q_\mathrm{i}\,L}{E_x v_A}\nabla p_1^\mathrm{r} = 0 \tag{3}$$

(3) nolu bağıntıda k dalgasayısı, ω_p plazma frekansı, ω_c iyon-cyclotron frekansıdır. Kısaltma amacıyla, $[\omega/(\omega-\omega_c)]+(T_\perp/T_\parallel)-1$ terimi Π ile gösterilmiştir ve basınç gradyentinin tedirginlik biçimi aşağıdaki gibidir:

$$\nabla p_1^{\mathrm{r}} = \frac{k_{\mathrm{B}}}{m_{\mathrm{i}}} \left[\left(T_{\mathrm{eff}}^{\xi} \frac{\partial n_0}{\partial R} + n_0 \frac{\partial T_{\mathrm{eff}}^{\xi}}{\partial R} \right) \left(\frac{T_{\perp}}{T_{\parallel}} \right)^{1/2} + 2 \left(T_{\mathrm{eff}}^{\xi} \frac{\partial n_0}{\partial x} + n_0 \frac{\partial T_{\mathrm{eff}}^{\xi}}{\partial x} \right) \right] \quad (4)$$

(3) nolu eşitliğin çözümleri Şekil 2'de verilmiştir. Çözümler R=2.38'de kırılma indisinin sonsuza gittiğini yani dalgaların rezonansa gelip erkelerini O VI iyonlarına aktardıklarını göstermektedir. Vlasov eşitliğinde basınç gradyenti terimi hesaba katıldığında dalgasayısının x ekseni boyunca tepeler ve çukurlar yaptığı görülmektedir. Bu çözümler KGD'nin PIPL yapısının hesaba katıldığı çözümlerdir. Çukurlar *plume* bölgelerine, tepeler ise *plumelerarası* bölgelere karşılık gelmektedir. *Plumelerarası* bölgelerde dalgasayısı daha büyük değerlere ulaşmaktadır. Bu durum *plumelerarası* bölgelerde dalgaların O VI iyonlarıyla rezonansa girmeye daha yatkın olduğunu göstermektedir.



Şekil 2. (3) nolu eşitlik ile verilen dağılma bağıntısının köklerinin R ve x boyunca evrimi. Burada R ($=r/R_{\odot}$) radyal yönde, x ise R'ye dik yöndeki uzaklıklardır. (a) İleri dalganın basınç gradyeti terimi hesaba katılmadığı durumdaki davranışı; (b) İleri dalganın basınç gradyenti hesaba katıldığı durumdaki davranışı; (c) Geri dalganın basınç gradyeti terimi hesaba katılmadığı durumdaki davranışı; (d) Geri dalganın basınç gradyenti hesaba katıldığı durumdaki davranışı. Grafikler 2500 rad/s frekans değeri için çizilmiştir.

KGD'nin PIPL yapısının hesaba katılması dalgasayılarında dikkate değer bir değişime yol açmaktadır. Çalışmamızda KGD deki O VI sayı yoğunluğu için Vocks'un (2002) modelinde kullandığı $N_{OVI}/N_p = 10^{-3}$ oranını kullandığımızda $k_{\bigtriangledown p}/k$ oranı 1.5 - 3.5 R aralığında en az 0.2 en çok 16.8 değerini alıyor. Burada $k_{\bigtriangledown p}$, dağılma bağıntısında PIPL yapıdaki uzaysal değişimleri, $\nabla T^{\xi}_{eff}(R,x), \nabla n(R,x)$, dikkate aldığımızda elde ettiğimiz dalga sayılarını simgeliyor. Cranmer ve ark. (2008) gözlediği $N_{OVI}/N_p = 1.52 \times 10^{-6}$ oranını kullandığımızda $k_{\bigtriangledown p}/k$ oranı en az 0.7 en çok 1.6 oluyor. Bu çalışmada $N_{OVI}/N_p = 10^{-3}$ oranıyla elde edilen sonuçlar sunulmuştur.

3 Sonuç

KGD'de yayılan iyon-cyclotron dalgalarının frekansının O VI iyonlarının cyclotron frekansına eşit olduğu durumda ($\omega = \omega_c$) dalgalar iyonlar ile rezonansa gelerek erkelerini onlara aktarmaktadır. KGD nin PIPL yapısının hesaba katılması dalgasayılarında dikkate değer bir değişime yol açmaktadır. Çözümler *plumelerarası* bölgelerde dalgasayılarının *plume* bölgelerine göre iki kat daha büyük olduğunu göstermektedir. Bu sonuç, dalgaların *plumelerarası* bölgelerde O VI iyonlarıyla rezonansa girmeye daha yatkın olduğunu, dolayısıyla *plumelerarası* şeritlerde ısıtılma sürecinin daha etkin bir biçimde çalıştığını gösterir. Bu sonuç, hızlı güneş rüzgarının kaynağının *plumelerarası* şeritler olduğuna işaret eden gözlemlerle de uyum içerisindedir.

Bu çalışma Türkiye Bilimler Akademisi (TÜBA) tarafından desteklenmektedir.

Kaynaklar

Cranmer, S. R., A. V. Panasyuk, and J. L. Kohl, (2008), Improved Constraints on the Preferential Heating and Acceleration of Oxygen Ions in the Extended Solar Corona , ApJ, 678, 1480

Hollweg, J. V. (1999a), Cyclotron resonance in coronal holes: 1. Heating and acceleration of protons, O5+, and Mg 9+, JGR, 104, 24781

Hollweg, J. V. (1999b), Cyclotron resonance in coronal holes: 2. A two-proton description, JGR, 104, 24793

Hollweg, J. V. (1999c), Potential wells, the cyclotron resonance, and ion heating in coronal holes, JGR, 104, 505

Kohl, J. L., G. Noci, E. Antonucci et al. (1997), First Results from the SOHO Ultraviolet Coronagraph Spectrometer, SoPh, 175, 613

Vocks, C. (2002), A Kinetic Model for Ions in the Solar Corona Including Wave-Particle Interactions and Coulomb Collisions, ApJ, 568, 1017

Wilhelm, K., E. Marsch, B. N. Dwivedi et al. (1998), The Solar Corona above Polar Coronal Holes as Seen by SUMER on SOHO, ApJ, 500, 1023

Çok Bileşenli İki Sistemin (*KUI 93* ve *MCA 47*) O-C ve Astrometrik Veri Analizi

Sertaç Serkan Doğru[1⋆], Ahmet Erdem[1⋆], Faruk Soydugan[1⋆], Caner Çiçek[1⋆], Esin Soydugan[1⋆], Osman Demircan[1⋆] ve Petr Zasche[2]

[1] Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, Çanakkale
[2] Charles University, Astronomical Institute, Prague

Özet Algol türü örten çift yıldızlar *QS Aql* ve *V819 Her*, sırasıyla *KUI 93* ve *MCA 47* çoklu sistemlerinin üyesidirler. *QS Aql* ve *V819 Her*'in literatürde yayınlanan tüm minimum zamanları kullanılarak oluşturulan *O-C* diyagramları, yüksek dereceden basık sinüslü değişimler vermiştir ki; bu değişimler, bu iki Algolün yörünge dönemlerinde gözlenen görünürdeki değişime bir üçüncü cismin neden olduğu ışık-zaman etkisinin sorumlu olduğunu göstermektedir. Bu sonuçtan hareket ederek bu çalışmada *QS Aql* ve *V819 Her*'in *O-C* verileri ile *KUI 93* ve *MCA 47* görsel çift yıldızlarının Washington Double Stars Catalogue'ndaki astrometrik verileri eşzamanlı analiz edildi. İki Algolün *O-C* değişimlerine neden olan üçüncü cisimlerin, ait oldukları görsel çift yıldızların diğer üyeleri oldukları gösterildi ve bu üyelerin yörünge parametreleri bulundu. Özellikle *V819 Her*'in eşzamanlı analizinden bulunan üçüncü cismin kütlesinin *MCA 47*'nin tayfsal dikine hız eğrisi analizinden (Muterspaugh ve ark., 2008) bulunan kütle ile uyuşumlu olması bu çalışmada elde edilen sonuçların duyarlığını/güvenirliğini göstermektedir.

1 Giriş

Örten çift yıldız sistemlerinin etrafında üçüncü bir bileşenin daha bulunması durumunda, çift sistemin kütle merkezi, üçüncü bileşenle ortak kütle merkezi etrafında bir yörünge çizmektedir. Aynı zamanda üçüncü bileşen de bu kütle merkezi etrafında bir yörüngeye sahip olur. Ancak sistemin bizden uzaklığı ve üçüncü bileşenin sisteme uzaklığı ve üçüncü bileşenin toplam ışınıma katkısı bu bileşenin keşfinde kilit rol oynayan parametreler olarak göze çarpmaktadır. Üçüncü bileşenler; açısal ayrıklıkları yeterli ise astrometri gözlemleri ile, ışınıma katkıları yeterli ise örten çiftin ışık eğrisi ve tayfsal analizi ile, ayrıca örten çiftin kütle merkezinin radyal hız değişimi ile ve örten çiftin yörünge dönemindeki değişimler analiz edilerek bulunabilir. Çalışmada seçilen *KUI 93* ve *MCA 47* sistemleri örten çift sistem bileşenli çoklu sistemlerdir. Her iki sisteminde üçüncü bileşenleri astrometrik gözlemlerle bulunabilecek kadar açısal ayrıklığa

⋆ Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Astrofizik ve Uygulama Merkezi ve Ulupınar Gözlemevi, 17020, Terzioğlu Kampüsü, Çanakkale

sahiptirler. Bu çalışmada sistemlerin üçüncü bileşenleri astrometri gözlemleri ve çift sistemler *V819 Her* ve *QS Aql*'nın yörünge dönemi değişimleri ortak analiz edilerek bulunmuş ve üçüncü bileşenlerin kütleleri de belirlenmiştir.

2 Yöntem

2.1 *O-C* Analizi ve Işık Zaman Etkisi

Sisteme dahil olan ilave bir bileşenin varlığı durumunda çift sistemin kütle merkezi, üçüncü bileşenle ortak kütle merkezi etrafında eliptik bir yörüngeye sahip olur. Bu durum, ışık hızının sonlu olmasıyla, yörünge hareketi sırasında gözlenen minimum zamanlarının olması gerekenden erken veya geç algılanmasına yol açar. Buna ışık-zaman etkisi denir ve *O-C* diyagramında kendisini basık bir sinüs dalgası şeklinde gösterir. Işık-zaman etkisinin matematiksel modellemesi Irwin (1959) tarafından yapılmıştır.

Üçüncü bir bileşene daha sahip olduğu düşünülen bir örten çift yıldız sisteminin farklı zamanlarda gözlenmiş M adet minimum zamanı JD_i ve bunların hataları $\sigma_{m,i}$ gözlemsel veri olarak kullanılır. Eğer çift sistemin kütle merkezi, üçüncü bileşenden kaynaklanan bir yörünge hareketi yapıyorsa bu yörüngeye ilişkin 5 parametre; yörünge dönemi p_3 , ışık zaman etkisinin yarı genliği A, yörünge basıklığı e, enberi noktasından geçiş zamanı T_0 ve enberi noktasının boylamı ω_{12}, JD_ideğerlerinden oluşturulan *O-C* eğrisinin çözümünden belirlenebilir. *O-C* eğrisinin oluşturulmasında ise doğrusal ışık elemanları denilen, çift sistemin kendi yörünge dönemi P ve bir minimum zamanı JD_0 parametreleri kullanılır. Böylece *O-C* eğrilerinin çözümüyle çift sistemin kütle merkezinin yörüngesine ilişkin yukarıda bahsi geçen 5 parametre ve doğrusal ışık elemanları ile toplam 7 parametre belirlenebilir. Irwin (1959) tarafından verilen modele gore zaman gecikmesi;

$$\triangle\tau = \frac{A}{\sqrt{1-e^2\ cos^2\omega_{12}}}[\frac{1-e^2}{1+e\ cos\nu}sin(\nu+\omega_{12}) + e\ sin\omega_{12}] \tag{1}$$

ifadesiyle verilir. Böylece gözlemsel minimum zamanlarıyla teorik minimum zamanları arasındaki fark olarak tanımlanan *O-C* değerleri, E_i, her minimum zamanı için, örten çiftin JD_0'a gore çevrim sayısı olmak üzere,

$$(O-C) = JD_i - JD_0 - PE - \Delta\tau \tag{2}$$

şeklinde olur. Böylece χ^2_{LITE} ifadesi;

$$\chi^2_{LITE} = \sum_{i\ =1}^{M}(\frac{(O-C)_i}{\sigma_{m,i}})^2 \tag{3}$$

şeklinde olur ve bu ifadeyi minimum yapan teorik parametreler çift sistemin kütle merkezinin yörüngesini tanımlar.

O-C analizinde kullanılan minimum zamanlarına verinin elde ediliş yöntemi ve dedektörün cinsine göre farklı ağırlıklar verilir. Ağırlıklandırma, görsel olarak elde edilen minimum zamanlarının ağırlıkları için 1, fotografik olarak elde edilenler için 2 ve CCD ve fotoelektrik gözlemleri için ise 10 verilerek yapılmıştır.

2.2 Astrometri

Görsel çift yıldız sistemleri veya görsel bileşenli çoklu yıldız sistemlerinin astrometrik gözlemlerinin çoğu Washinton Double Star Catalogue'unda (WDS; http://ad.usno.navy.mil/wds Mason ve ark 2001) bulunmaktadır. WDS de listelenen ilk astrometrik gözlemler birkaç yüzyıl öncesine kadar dayanmaktadır ve bu katalogda görünür yörüngesi bilinen 2000 civarında sistem vardır.

Çift sistemlerin astrometrik ölçümleri, farklı zamanlarda $t_i (i = 1, N)$ kaydedilmiş konum açısı θ_i ve açısal ayrıklık ρ_i değerlerinden ibarettir. Ayrıca bazı gözlemlerde her bir veri noktasının hataları olan σ_θ ve σ_ρ değerleri de verilmiştir. Verinin ağırlıkları da bu hata değerlerinden faydalanarak verilir. Astrometrik veriler göreli yörüngenin 7 parametresinin belirlenmesinde kullanılabilir. Bu 7 parametre ise, yörünge dönemi p_3, açısal yarı büyük eksen uzunluğu a, yörünge eğikliği i, basıklık e, enberi noktasının boylamı ω_3, düğümler çizgisinin boylamı Ω ve enberiden geçiş zamanı T_0 dır. Böylece astrometrik verilerden hareketle, en küçük kareler yöntemi ve simplex algorithm kullanılarak, 7 yörünge parametresi belirlenebilir. Burada basit matematik ifadeler aşağıdaki gibidir.

Gözlem zamanlarına göre ortalama ayrıklık;

$$M = 2\Pi \frac{(JD - T_0)}{p_3} \tag{4}$$

ifadesinden bulunur. Kepler denkleminin çözümünde M den faydalanılarak eksantrik anomali E hesaplanır ve

$$\nu = 2arctan(\sqrt{\frac{1+e}{1-e}} tan\frac{E}{2}) \tag{5}$$

ifadesinden faydalanılarak gerçel anomali υ elde edilir. Böylece açı saniyesi birimideki yarıçap vektörü

$$r = a\frac{1-e^2}{1+e\ cos\upsilon} \tag{6}$$

eşitliği ile bulunur. Bu eşitlikten faydalanılarak konum açısı ve açısal ayrıklık ifadeleri;

$$tan(\theta - \Omega) = tan(\upsilon + \omega) cosi, \tag{7}$$

$$\rho = rcos(\upsilon + \omega) sec(\theta - \Omega) \tag{8}$$

şeklinde verilebilir.

Böylece gözlemsel ve kuramsal konum açısı ve açısal ayrıklık ifadeleri için

$$\chi^2_{astr} = \sum[(\frac{\theta_i - \theta_{0,i}}{\sigma_{\theta,i}})^2 + (\frac{\rho_i - \rho_{0,i}}{\sigma_{\rho,i}})^2] \quad (9)$$

ifadesi yazılır. Bu χ^2_{astr} ve simplex algorithm (Kallrath ve Linnell 1987) kullanılarak astrometrik yörüngenin 7 parametresi $(a, p_3, i, e, \omega_3, \Omega, T_0)$ bulunabilir. Burada *O-C* analizinde kullanılan ve çift sistemin kütle merkezinin yörüngesi için enberi noktasının boylamı olan ω_{12} ile üçüncü bileşenin yörüngesi için enberi noktasının boylamı ω_3, birbirlerine, $\omega_3 = \omega_{12} + \pi$ ifadesiyle bağlıdır.

2.3 Astrometri ve *O-C* Eğrislerinin Eş Zamanlı Analizi

Çalışmanın temel amacı astrometri ve minimum zamanı verilerinin birleştirilerek, seçilen iki sistem, $V819Her$ ve $QSAql$'nın üçüncü bileşenlerinin varlığına ilişkin kanıtları güçlendirirken olası üçüncü bileşenlerin kütlelerini de sağlıklı olarak belirleyebilmektir. Eğer N sayıda astrometrik ve M adet de minimum zamanı gözlemimiz varsa böylece eldeki veriler ve elde edilecek parametreler aşağıdaki gibi olacaktır:

$$(t_i, \theta_i, \rho_i, \sigma_{\theta,i}, \sigma_{\rho,i}, JD_i, \sigma_{m,i}) \rightarrow (A, p_3, i, e, \omega, \Omega, T_0, JD_0, P)$$

Bu 9 parametre seti çift sistemin kütle merkezinin yörüngesi ve üçüncü bileşenin sistemin kütle merkezi etrafındaki yörüngesinin parametreleri ve ayrıca çift sistemin ışık elemanlarıdır. Ayrıca tek başına *O-C* analizinden elde edilemeyen yörünge eğikliği i ve ayrıbüyük eksen uzunluğu a da, $O-C$ ve astrometrik verinin birleşimiyle bulunabilir. Bu durum ise kütle fonksiyonundan faydalanılarak üçüncü bileşenin kütlesinin bulunmasına olanak sağlar. Böylece detayları Mayer (1990) tarafından verilen

$$f(M_3) = \frac{a_{12} sini}{p_3^2} = \frac{(M_3 sini)^3}{(M_1 + M_2 + M_3)^2} = \frac{1}{p_3^2}[\frac{173.15A}{\sqrt{1 - e^2 cos^2 \omega_{12}}}]^3 \quad (10)$$

ifadesi yardımıyla üçüncü bileşenin kütlesi M_3 bulunabilir. Burada M_1 ve M_2 çift sistemin bileşenlerinin kütleleri ve a_{12} çift sistemin kütle merkezinin yörüngesinin yarı büyük eksen uzunluğudur.

Burada karmaşık olan durum ise üçüncü bileşenin göreli yörüngesinin açısal yarı büyük eksen uzunluğu olan a ile *O-C* eğrisindeki ışık zaman etkisinin genliği olan A arasındaki bağlantının kurulmasıdır. a_{12} ifadesi kütle fonksiyonu yardımıyla bulunabilir. a_3 ise üçüncü bileşenin yörünge yarı büyük eksen uzunluğu olmak üzere,

$$a_3 = a_{12} \frac{M_1 + M_2}{M_3} \quad (11)$$

şeklinde gösterilir. Böylece göreli yörüngenin yarı büyük eksen uzunluğu ise

$$a_{toplam} = a_{12} + a_3 \quad (12)$$

olacaktır. Sistemlerin Hipparcos paralaksları π (Perryman ve ESA 1997) yardımıyla sistemlerin uzaklıkları D belirlenebilir. Buradan hareketle üçüncü bileşenin göreli yörüngesinin açısal yarı büyük eksen uzunluğu ise;

$$a = arcsin(\frac{a_{toplam}}{D}) \tag{13}$$

şeklinde bulunur. Böylece iki yöntem birlikte analiz edilirken

$$\chi^2_{toplam} = \chi^2_{astr} + \chi^2_{LITE} \tag{14}$$

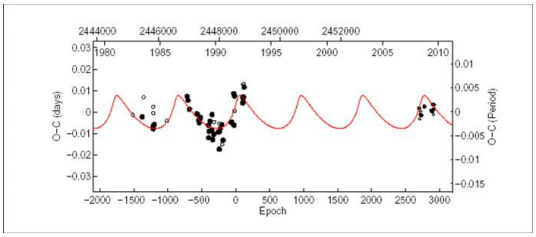
ifadesiyle belli olan χ^2_{toplam} değeri minimum olacak şekilde çözüm aranır.

3 V819 Her

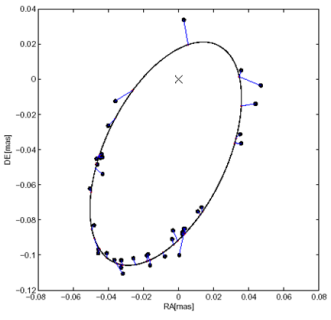
$V819$ Her (HD 157482, HIP 84949, MCA 47), 2.2 gün yörünge periyoduna sahip Algol Türü bir örten çift yıldız sistemidir. Sistemin üçüncü (görsel) bileşeni 1980 yılında McAlister ve ark. (1983) tarafından speckle interferometre yöntemiyle keşfedilmiş ve sonrasında da Muterspaugh ve ark. (2008) tarafından tekrar çalışılmıştır. Ayrıca sisteme ilişkin astrometrik veriler Muterspaugh ve ark. (2006) tarafından tayfsal verilerden elde edilen radyal hız çözümüyle birlikte de analiz edilmiştir. Buna göre örten çiftin bileşenlerinin kütleleri 1.469 ± 0.040 ve $1.090 \pm 0.030 M_\Theta$ şeklinde ve üçüncü bileşenin kütlesi ise $1.799 \pm 0.098 M_\Theta$ olarak belirlenmiştir. Bileşenlerin tayf türleri ise; $F2V$ ve $F8V$ olarak belirlenirken üçüncü bileşenin ise G7III-IV türünden bir yıldız olduğu bulunmuştur. Sisteme ilişkin dönem değişimi çalışması ise Wasson ve ark. (1994) tarafından yapılmış ve sistemin 1982 yılı ile 1992 yılları arasında elde edilmiş minimum zamanları kullanılmıştır. Çalışmada sistemin döneminin 5.5 yıllık çevrimli değişim gösterdiği ve bunun da üçüncü bileşenden kaynaklandığı söylenmiştir. Sistemin BV ışık eğrisi ise van Hamme (1994) tarafından analiz edilerek üçüncü bileşenin ışınıma katkısının çift sistemden daha fazla olduğu ve bileşenlerin mutlak parlaklıklarının, çift sistem için; $2^m.73(8)$ ve $4^m.11(17)$ ve üçüncü bileşen için $1^m.88(4)$ olduğu bulunmuştur. Ayrıca bu çalışmada üçüncü bileşenin manyetik aktivite gösterdiği belirlenmiş ve leke çözümü uygulanmıştır. Bu çalışmada sistemin minimum zamanları literatürden toplanarak O-C eğrisi yenilenmiş, Washington Double Star Kataloğuna yeni eklenen astrometrik verilerle görsel yörüngesi oluşturularak eşzamanlı çözüme gidilmiştir. Ayrıca sistemin ışık eğrisi ÇOMÜ Gözlemevi'nde yeniden elde edilmek üzere gözlenmeye başlanmış ve halen gözlemler devam etmektedir.

$V819Her$ sistemine ilişkin minimum zamanları Kreiner ve ark. (2001) tarafından yayınlanan O-C atlasından alınmış ve ayrıca bunlara ek olarak Zasche ve ark. (2009) tarafından yayınlanan minimum zamanları ile birleştirilmiştir. Diğer taraftan Astrometrik veriler ise Washington Double Star kataloğundan alınmış ve Zasche ve ark. (2008) tarafından ışık zaman etkisi ve astrometrik veriye birlikte uygulanan simplex algoritm tekniği kullanılarak eş zamanlı çözüme gidilmiştir. Çözümler Şekil 1 ve Şekil 2 de gösterilmiş, çözüm parametreleri ise Muterspaugh ve ark. (2006) tarafından verilen parametrelerle birlikte Çizelge 1

de gösterilmiştir. Çizelge 1'e göre yenilenen çözüm parametreleri, Muterspaugh ve ark. (2006) tarafından bulunan parametrelere göre çok az da olsa değişmiştir.



Şekil1: V819 Her′in O-C diyagramı ve çözümü



Şekil 2: V819 Her′in üçüncü bileşeninin göreli yörüngesi

4 QS Aql

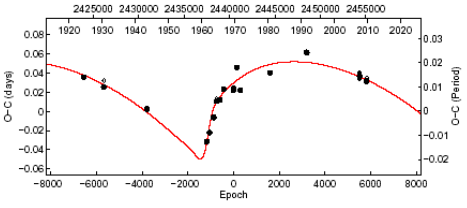
QSAql (HD 185936, HR 7486, HIP 96840, KUI 93), 2.5 gün yörünge periyoduna sahip Algol Türü bir örten çift yıldız sistemidir. Sistem aynı zamanda B5V tayf türünden ve tek çizgili tayfsal çift olarak verilmektedir. Docobo ve Ling (2007) tarafından, sistemin astrometrik yörüngesinin, yaklaşık 62 yıllık bir döneme sahip olduğu belirlenmiştir. Çalışmada sistemin yörüngesinin çok yüksek basıklığa sahip olduğu da gösterilmiştir ($e = 0.966$). Bu yüksek basıklık değeri *O-C* eğrisinde de görülmektedir. Ancak hem astrometrik yörünge hem de *O-C* çözümü için yeni gözlemlere ihtiyaç vardır. Heintze (1989), sistemin Holmgren (1987) tarafından verilen tayfsal gözlemlerini ve fotometrik gözlemleri kullanarak üçüncü bileşenin ışınıma katkısının çift sistemin 1.2 katı kadar olduğunu söylemiştir. Böylece üçüncü bileşen çift sistemden 0.2 mag kadar daha parlak olmalıdır. Böylece üçüncü bileşen için B4 tayf türünden olduğu ve eğer üçüncü bileşen bir anakol yıldızıysa $5.2 M_{\odot}$ lik bir kütleye sahip olması gerektiği söylenebilir.

QSAql sistemine ilişkin minimum zamanları Kreiner ve ark. (2001) tarafından yayınlanan *O-C* atlasından alınmıştır. Diğer taraftan Astrometrik veriler ise Washington Double Star kataloğundan alınmış ve Zasche ve ark. (2008) tarafından ışık zaman etkisi ve astrometrik veriye birlikte uygulanan simplex algoritm tekniği kullanılarak eş zamanlı çözüme gidilmiştir. Çözümler Şekil 3 ve Şekil 4 de gösterilmiş, çözüm parametreleri ise Docobo ve Ling (2007) tarafından verilen parametrelerle birlikte Çizelge 2 de gösterilmiştir. Çizelge 2'ye göre yenilenen çözüm parametreleri, Docobo ve Ling (2007) tarafından bulunan parametrelere göre çok az da olsa değişmiştir. Bu çalışmada sistemin minimum zamanları literatürden toplanarak *O-C* eğrisi oluşturulmuş, Washington Double

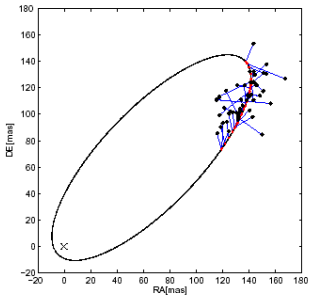
Tablo 1. V819 Her sisteminin O-C ve Astrometrik verilerinin eş zamanlı çözümünden elde edilen parametrelerV819 Her sistemine ait astrometrik veriler ve üzerlerine uydurulan teorik görsel yörünge

Parametre	Değer	Muterspaugh et. al. 2006
	Hesaplanan Nicelikler	
$p_3[yr]$	5.516 ± 0.184	5.530 ± 0.001
$T_{03}[HJD]$	2452608.48 ± 139.07	2452628.1 ± 1.3
$A_3[d]$	0.0092 ± 0.0014	-
e_3	0.6928 ± 0.0126	0.6731 ± 0.0015
$\omega_3[deg]$	46.77 ± 9.57	42.55 ± 0.23
$i_3[deg]$	55.75 ± 11.96	57.09 ± 0.22
$\Omega_3[deg]$	318.41 ± 25.04	322.40 ± 0.16
	Türetilen Nicelikler	
$f_{M_3}[M_\Theta]$	0.192 ± 0.099	-
$M_3[M_\Theta]$	1.869 ± 1.113	1.765 ± 0.095
$a_{12}[AU]$	2.180 ± 0.489	-
$a_3[AU]$	2.929 ± 1.764	-
$a_{toplam}[AU]$	5.109 ± 2.023	5.076 ± 0.046

Star Kataloğuna yeni eklenen astrometrik verilerle görsel yörüngesi oluşturularak eşzamanlı çözüme gidilmiştir.



Şekil3: QS Aql′nın O-C diyagramı ve çözümü



Şekil 4: QS Aql′nın üçüncü bileşeninin göreli yörüngesi

Tablo 2. QS Aql sisteminin O-C ve Astrometrik verilerinin eş zamanlı çözümünden elde edilen parametreler

Parametre	Değer	Docobo ve Ling 2007
	Hesaplanan Nicelikler	
$p_3[yr]$	82.00 ± 2.8	61.72 ± 3.00
$T_{03}[HJD]$	2437313.3 ± 389.1	2437443.1 ± 547.9
$A_3[d]$	0.0516 ± 0.0042	-
e_3	0.925 ± 0.012	0.966 ± 0.030
$\omega_3[deg]$	329.8 ± 12.7	314.7 ± 30
$i_3[deg]$	23.02 ± 10.2	65.04 ± 15
$\Omega_3[deg]$	163.7 ± 2.4	153.8 ± 20
	Türetilen Nicelikler	
$f_{M_3}[M_\Theta]$	0.489 ± 0.329	-
$M_3[M_\Theta]$	15.6 ± 12.8	-
$a_{12}[AU]$	38.03 ± 2.95	-
$a_3[AU]$	14.42 ± 1.01	-
$a_{toplam}[AU]$	52.45 ± 5.00	-

5 Sonuç ve Tartışmalar

Algol türü örten çift yıldızlar $QSAql$ ve $V819Her$, sırasıyla $KUI93$ ve $MCA47$ çoklu sistemlerinin üyesidirler. $QSAql$ ve $V819Her$'in literatürde yayınlanan tüm minimum zamanları kullanılarak oluşturulan O-C diyagramları, yüksek dereceden basık sinüslü değişimler vermiştir ki; bu değişimler, bu iki Algolün yörünge dönemlerinde gözlenen görünürdeki değişime bir üçüncü cismin neden olduğu ışık-zaman etkisinin sorumlu olduğunu göstermektedir. Bu sonuçtan hareket ederek bu çalışmada $QSAql$ ve $V819Her$'in O-C verileri ile $KUI93$ ve $MCA47$ görsel çift yıldızlarının Washington Double Stars Catalogue'ndaki astrometrik verileri eşzamanlı analiz edildi. İki Algolün O-C değişimlerine neden olan üçüncü cisimlerin, ait oldukları görsel çift yıldızların diğer üyeleri oldukları gösterildi ve bu üyelerin yörünge parametreleri bulundu. Özellikle $V819Her$'in eşzamanlı analizinden bulunan üçüncü cismin kütlesinin $MCA47$'nin tayfsal dikine hız eğrisi analizinden (Muterspaugh ve ark., 2008) bulunan kütle ile uyuşumlu olması bu çalışmada elde edilen sonuçların duyarlığını/güvenirliğini göstermektedir.

6 Teşekkür

Bu çalışma TÜBİTAK tarafından $108T714$ no.lu proje kapsamında desteklenmektedir.

Kaynaklar

[1]Irwin, J.B.: Standard light-time curves. Astronomical Journal. **64** (1959) 146.
[2] Mason, B.D., Wycoff,G.L.,Hartkoph, W.I., Douglass, G.G., Worley, C.E.: The 2001 US Naval Observatory Double Star CD-ROM. I. The Washington Double Star Catalog. Astronomical Journal. **122** (2001) 3466.
[3] Kallrath, J., Linnell, A.: A new method to optimize parameters in solutions of eclipsing binary light curves. Astrophysical Journal **313** (1987) 346.
[4] Mayer, P.: Eclipsing binaries with light-time effect. Astron. Instit. of Czech., Bulletin. **41** (1990) 231.
[5] Perryman, M.A.C., ESA.: The HIPPARCOS and TYCHO catalogues. Astrometric and photometric star catalogues derived from the ESA HIPPARCOS Space Astrometry Mission. ESA Publications Division. **1200** (1997).
[6] McAlister, H. A.; Hartkopf, W. I.; Hendry, E. M.; Campbell, B. G.; Fekel, F. C.: Speckle interferometric measurements of binary stars. VIII. Astroph. Journ. Supp. Series. **51** (1983) 309.
[7] Muterspaugh, M. W.; Lane, B. F.; Fekel, F. C.; Konacki, M.; Burke, B. F.; Kulkarni, S. R.; Colavita, M. M.; Shao, M.; Wiktorowicz, S. J.: Masses, Luminosities, and Orbital Coplanarities of the ? Orionis Quadruple-Star System from Phases Differential Astrometry. Astronomical Journal. **135** (2008) 766.
[8] Muterspaugh, M. W.; Lane, B. F.; Konacki, M.; Burke, B. F.; Colavita, M. M.; Kulkarni, S. R.; Shao, M.: PHASES differential astrometry and the mutual inclination of the V819 Herculis triple star system. Astronomy ve Astrophysics. **446** (2006) 723.
[9] Wasson, R.; Hall, D. S.; Hargrove, A. W.; Bertoglio, A.; Burke, E. W., Jr.; Frey, G. J.; Fried, Robert E.; Galli, G.; Green, C. L.; Iacovone, N..: Ten years of eclipse timings to refine the period of HR 6469=V819 HER. Astronomical Journal. **107** (1994) 1514.
[10] van Hamme, W. V.; Hall, D. S.; Hargrove, A. W.; Henry, G. W.; Wasson, R.; Barkslade, W. S.; Chang, S.; Fried, R. E.; Green, C. L.; Lines, H. C.; Lines, R. D.; Nielsen, P.; Powell, H. D.; Reisenweber, R. C.; Rogers, C. W.; Shervais, S.; Tatum, R.: The two variables in the triple system HR 6469= V819 Her: One eclipsing, one spotted. Astronomical Journal. **107** (1994) 1521.
[11] Zasche, P.; Wolf, M.; Hartkopf, W. I.; Svoboda, P.; Uhla, R.; Liakos, A.; Gazeas, K.: A Catalog of Visual Double and Multiple Stars With Eclipsing Components. Astronomical Journal. **138** (2009) 664.
[12] Kreiner, Jerzy M.; Kim, Chun-Hwey; Nha, Il-Seong., 2001, "An Atlas of O-C Diagrams of Eclipsing Binary Stars", Cracow, Poland.
[13] Zasche, P..: Multiple stellar systems under photometric and astrometric analysis. PhD. Thesis. The Astronomical Institude of Charles University, Prague (2008).
[14] Docobo, J. A.; Ling, J. F.: Orbits and System Masses of 14 Visual Double Stars with Early-Type Components. Astronomical Journal. **133** (2007) 1209.
[15] Heintze, J. R. W.; Spronk, W.; Hoekzema, N.: The Algol Type Binary Qs-Aquilae. Space Science Reviews. **50** (1989) 344.
[16] Holmgren, D.: The Spectroscopic Orbits of U Ophiuchi and QS Aquilae. Bull. of the American Astron Soc. **19** (1987) 709.

Bondi-Hoyle tipi kütle birikimi durumunda dönen karadelikler etrafındaki QPO'ların modellenmesi ve Sgr A* karadeliği için elde edilen gözlem sonuçları ile karşılaştırılması

DÖNMEZ Orhan[1⋆], REZZOLLA Luciano[2] ve ZANOTTİ Olindo[2]

[1] Niğde Üniversitesi
[2] Max-Planck-Institut für Gravitationsphysik/Albert-Einstein-Institut

Özet Karadelikler etrafındaki disklerin karadeliklerle etkileşmesi sonucunda Quasi-Periodik Salınımlar (QPO) yaptığı gözlemsel ve teorik olarak bilinmektedir. Gözlemsel olarak elde edilen QPO verileri kullanılarak karadeliklerin spini ve kütlesi tahmin edilmektedir. Fakat gözlemsel verilerden elde edilen frekansların oranları 2:1, 3:1 ve 3:2'nin fiziksel nedenleri ve diskin hangi bölgesinde oluştuğuna dair kesin kanıtlar yoktur. QPO'ların fiziksel doğasını ve diskin hangi bölgesinde oluştuğunu anlamak için, dönen karadelikler etrafındaki diskin üzerinde oluşan şok konileri Bondi-Hoyle tipi kütle birikimi durumunda modellendi. Genel rölativislik hidrodinamik denklemleri sayısal olarak çözülerek, modellenen disklerde şok konileri oluşturuldu. Bu konilerin fiziksel yapısı tanımlanarak, elde edilen sonuçlardan QPO modlarının şok konisi içerisinde hapsedildiği ve bu modların genel rölativitenin etkin olduğu kara deliğe yakın bölgede, r = 5M = 10^{-6}pc 'nın içinde ve şok dalgalarının oluştuğu radyal yol boyunca uyarıldığı görüldü. Karadeliğin spininin ve şok konisini oluşturan gazın fiziksel özelliklerinin QPO'ları değiştirdiği gözlemlendi. Sayısal yöntemlerden elde edilen sonuçların, Bondi-Hoyle tipi diskler ihtiva ettiği gözlemsel olarak bilinen Samanyolunun merkezindeki Sgr A* karadeliğin yaptığı QPO'lar ile uyum içinde olduğu gösterildi.

⋆ odonmez@nigde.edu.tr

TÜBİTAK ULUSAL GÖZLEMEVİ-COUDE EŞEL TAYFLARINI KULLANARAK YILDIZLARIN KİMYASAL BOLLUK ANALİZİ : HD 39866 ve HD 43836

Başak Eminoğlu[1] , Canan Şahin[1] , Kutluay Yüce[1,2] ve Saul J. Adelman[3,4]

[1] Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 06100, Tandoğan, ANKARA
[2] I.N.A.F.-Osservatorio Astronomico di Trieste, Via Tiepolo, 11 I-34143 Trieste, Italy
[3] The Citadel, Physics Department of Physics, 171 Moultrie Street, Charleston, SC 29409, USA
[4] Guest Investigator, Dominion Astrophysical Observatory, Herzberg Institude of Astrophysics, National Research Council of Canada, 5071 W. Saanich Road, Victoria V8X 4M6, Canada

Özet Bu çalışmada TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi (TUG)'ndeki RTT150 teleskobuna bağlı Coudé Eşel Tayfçekeri (CET) ile alınan tayfsal veriler kullanılarak, HD 39866 (A2 II) ve HD 43836 (B9 II) yıldızlarının element bolluk analizleri gerçekleştirildi (Eminoğlu 2009, Şahin 2008). $\lambda\lambda$3920-8770 Å dalgaboyu aralığını içeren tayflar, Dr. Graham Hill ve arkadaşları (Hill et al. 1982a,b) tarafından yazılan REDUCE ve O'nun ilgili programları (PLOTFITS, VLINE) kullanılarak yıldız atmosferlerine ait tayf çizgileri belirlenip, çizgi profillerinin ölçümleri gerçekleştirildi: Merkezi dalgaboyu, eşdeğer genişliği, çizgi derinliği ve yarı-maksimumdaki tam genişlik değerleri bulundu. Çizgi tanı yöntemiyle atmosferlerindeki atom ve iyonlar tespit edildi. Atmosfer analizi, Dr. Robert Kurucz (Kurucz 1993)'un yerel termodinamik denge varsayımlı, paralel düzlem geometrili ATLAS9 programı ile gerçekleştirildi. TUG tayflarının model atmosfer yöntemiyle ayrıntılı element bolluk analizinden, HD 39866 yıldızı için 24 (He, C, N, O, Mg, Al, Si, S, Ca, Sc, Ti, V, Cr, Mn, Fe, Co, Ni, Sr, Y, Zr, Ba, Ce, Nd, Gd), HD 43836 yıldızı için de 11 (Fe, Ni, Ti, V, Cr, Mn, Sc, O, Mg, S ve Si) elemente ait yüzey bollukları hesaplandı. Ölçüm teknikleri ve analizler bakımından bu çalışma, Yüce (B9 Iab ve A2 Ia: Yüce 2005), Kılıçoğlu (F2 III: (2008)) ve Saul J. Adelman ve arkadaşlarının "Elemental abundances from DAO spectrograms" (örn. bkz. Adelman et al. 2008) serisine benzer bir şekilde gerçekleştirilmiştir. Yüksek çözünürlüklü TUG tayfsal verisi ve güncel ölçüm teknikleri kullanılarak, seçilmiş model atmosferlerden elde edilen bolluk değerlerinin anlamlı ve karşılaştırılabilir olması, Venn (1995a,b)'in kullandığı benzer teknikler ve bu tekniklerin TUG verisine uygulanabilir olduğunu gösterir.
Anahtar Kelimeler: TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi, yıldız atmosferleri, element bolluğu, HD 39866, HD 43836

1 Giriş

RTT 150 CET'in optik özellikleri Bikmaev et al. (2005) tarafından verilmektedir. Yüce et al. (2008), I-V ışınım sınıfı ve 1-6 kadir görünür parlaklık aralığındaki 14 yıldızın TUG gözlemlerine dayalı ilk sonuçlarını sundular. Adelman & Yüce (2010) RTT 150 eşel tayflarını kullanarak üç civa mangan yıldızının (11 Per, HR 2801 ve nu Cnc) element bolluk analizini gerçekleştirmiştir. Son iki çalışmada, düşük dönme hızına sahip bazı yıldızların TUG ve Dominion Astrofizik Gözlemevi tayflarından ölçülen eşdeğer genişlikleri de karşılaştırılmaktadır.

HD 39866 (HR 2066, BD+28 952, HIP 28117) ve HD 43836 (12 Gem, BD+23 1301, HIP 30049) yıldızlarının ayrıntılı tayfsal analizlerini gerçekleştirme nedenlerimiz aşağıda özetlendiği gibidir.

1. Tayfsal veriler, TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'ne aittir. Tayflar, 40000 çözünürlüğe sahip ve elektromanyetik tayfın geniş bir dalgaboyu aralığını ($\lambda\lambda$3920 - 8770 Å) içermektedir.
2. II ışınım sınıfından HD 43836'nın literatürde herhangi bir ayrıntılı tayfsal çalışması bulunmazken, HD 39866 yıldızı Aydın (1972a,b) tarafından incelenmiştir.
3. "DAO Spektrogramlarından Element Bollukları" çalışma dizisindeki analizlerin çoğu, Adelman ve arkadaşları tarafından, Anakol bandındaki B, A ve erken F yıldızları üzerine yapıldı. Birkaç süperdev yıldız için de, doktora çalışması kapsamında gerçekleştirildi. II ışınım sınıfından HD 39866 ve HD 43836, A III ile A Ib yıldızları arasındaki bağlantıyı sağlayacak olması bakımından önemlidir.

   TUG tayfsal verilerini kullanarak gerçekleştirmek istediğimiz diğer amaçlar:

4. TUG tayflarının kimyasal bolluk analizlerindeki kullanılabilirliğini tespit etmek.
5. Tayf ölçümlerinde güncel olarak kullanılan REDUCE ve VLINE programlarını, bu gözlemsel verilere uygulamak.
6. Geniş bir dalgaboyu aralığını içeren eşel tayflardaki çizgi profillerini incelemek ve yıldız atmosferlerindeki atom ve iyonları tanımlamak.
7. Model atmosfer oluşturarak, bunları, etkin sıcaklık, yüzey çekim ivmesi ve mikrotürbülans hız belirlemelerinde kullanmak.
8. Yüksek ayırma güçlü TUG verilerini ve güncel ölçüm tekniklerini kullanarak, seçilmiş model atmosferlerden, iki yıldızın yüzey element bolluklarını hesaplamak.
9. Bu çalışma kapsamında, TUG verilerinden elde edilen tayfsal sonuçları kullanarak, literatür bilgisi ışığında, HD 39866 yıldızının evrim durumuna bakmak.

2 A tayf türü yıldızların bazı genel özellikleri:

HD 43836 ve HD 39866, geç B ve erken A tayf türünden yıldızlardır. A tayf türü yıldızlar, yıldız astrofiziğinde önemli bir yere sahip olan yıldız türüdür. Bunlar, görünür bölge tayflarında moleküler çizgilere sahip olamayacak kadar sıcak fotosferlere sahiptir. Bu durum, onlara daha geç tayf türü G, K ve M yıldızlarından çok daha kolay tayfsal analiz yapma imkanı sağlar. A türü yıldızlar, bu tayf bölgesinde zengin tayf çizgilerine sahip olabilecek kadar soğuk yıldızlardır. Ayrıca, kuvvetli Balmer çizgilerine ve bu çizgilere göre daha zayıf bir çok çizgiye sahiptir. Çizgilerin sayısı ve çizgilerin 'blend' olma derecesi F yıldızlarına doğru gidildikçe hızla artar. A yıldızları, tayflarında He I çizgilerinin daha az görülmesi nedeniyle B yıldızlarından sınıflama olarak kolaylıkla ayrılırlar. F tayf türünden yıldızlar çok sayıda ve daha güçlü metal çizgilerine sahiptir. Bu nedenle, A türünden yıldızlar çok temiz bir tayfa (F-K türünden yıldızların kalabalık tayflarının aksine) ve blend olmamış birçok önemli tayfsal çizgiye sahip oldukları için ideal bolluk belirteçleridir. Ia ve Ib ışınım sınıfından A tayf türü süperdevler, görünür bölgede en parlak yıldızlar olarak bilinirler. Bu özellikleri, onları, diğer gökadalarda da gözlenebilir ve tayfsal analiz için ideal yıldızlar yapar. A türü süperdevler, evrimleşmiş büyük kütleli yıldızlar olup, bunların hafif element bollukları yıldızların evrim çalışmalarında kullanılır. Erken tür süperdevler, mavi ve kırmızı süperdevler arasındaki evrimsel bağlantıyı sağlar, bundan dolayı A süperdevlerin çalışmaları HR diyagramının sağ üst kısmındaki yıldız evrimi teorileri için çok önemlidir. A türü yıldızların tayfsal özelliklerini dikkate aldığımızda, onları, yıldız astrofiziği için bir laboratuvar olarak düşünebiliriz.

3 Tayfsal veri

Bu çalışmada incelenen tayfsal veriler, RTT150-CET'in test edilmesi sırasında Dr. I. Bikmaev tarafından 300 sn poz süresi verilerek alınmış gözlemsel tayfların "coaddition" yöntemiyle birleştirilerek laboratuvar dalgaboyuna kaydırılmış sonuç tayflarıdır. Tayflar, Rus yapımı azot soğutmalı 1k x 1k CCD dedektörle alınmıştır. R= 40000 ayırma gücüne sahip eşel tayfçekeri ile alınan ve $\lambda\lambda$3920-8770Å dalgaboyu aralığını içeren tayflar 68 "order" üzerine dağılmıştır. λ4500Å den kısa dalgaboyu bölgesinde her "order" sonu bir sonraki ile çakışmaktadır, fakat uzun dalgaboyu tarafına gidildikçe 1-80Å arasında artan boşluklar vardır. Tayf ölçümleri, Dr. Austin F. Gulliver tarafından WINDOWS ortamlı pc bilgisayarlara uyarlanan PLOTFITS, REDUCE, VLINE (Hill et al. 1982a,b) programları kullanılarak Yüce (2003, 2005)'nin ölçüm teknikleri ile yapılmıştır.

TUG tayflarındaki çizgi profillerine uyguladığımız analiz adımları aşağıda özetlendiği gibidir:

1. Her iki yıldızın eşel tayf karakteristiğini ortaya çıkarmak için, Dünya atmosferinden kaynaklanan çizgiler (tellürik) ve eşel tayfların sinyal gürültü oranlarına ait değerler (S/G) tespit edilerek listelendi. Bu liste, çizgi profillerini

kullanarak gerçekleştirdiğimiz ölçüm ve analizler sırasında çizgi profillerinin kalitesini görmemize yardımcı oldu.

2. Yıldızların dönme hızı, en temiz (blend olmamış) ve orta şiddetli (yaklaşık 30 mÅ) tayf çizgilerinden belirlendi. Bu çizgiler, incelenen tayfların $\lambda\lambda$4430-4685 Å dalgaboyu aralığını içeren 53-49. "order"larında bulunmaktadır.
3. Mevcut tayflar sürekliliğin durumuna göre yaklaşık 8-10Å'luk bölgeler halinde incelenerek, yıldızlara ait çizgi profilleri belirlendi ve ölçümleri gerçekleştirildi. Böylece TUG tayflarındaki çizgi profillerinin merkezi dalgaboyu, çizgi derinliği ve yarı maksimumdaki tam genişlikleri tespit edilmiş oldu.
4. Güncel tanı listelerinden yararlanılarak çizgi profillerinin kaynağı olan yıldız atmosferlerindeki atom ve iyon türleri belirlendi (Moore 1945, 1965, 1993).

4 Atmosfer Parametrelerinin Belirlenmesi

HD 39866'nın atmosferinde, demirin iyonizasyon dengesini sağlayan etkin sıcaklık ve yüzey çekim ivmesi değerleri araştırıldı. Nötr ve bir kez iyonize olmuş demir çizgileri ve onların atomik verileri kullanılarak element bollukları hesaplandı. Bolluklar, düzlem-paralel geometri, hidrostatik denge ve yerel termodinamik denge varsayımı altında çalışan ATLAS9 kodundan elde edilen atmosfer modelleri kullanılarak WIDTH9 programı yardımıyla hesaplandı. Mikrotürbülans hızı, tayflarda en çok çizgiye sahip olan Fe I ve Fe II çizgilerinden bulundu. HD 39866'nın atmosfer parametrelerinin belirlenmesinde yıldızın spektrofotometrik verilerinden, Strömgren uvbyβ fotometrisinden ve Balmer profillerinden yararlanılamadı. Çünkü yıldızın literatürde herhangi bir spektrofotometrik verisi yoktur. HD 39866, yıldızlararası kızarmadan etkilendiği için spektrofotometrik analizinden anlamlı bir sonuç elde edilemedi. Benzer şekilde, Balmer çizgileri CET verilerinin order sonlarına denk geldiği için Balmer profillerin bütünü elde edilememiştir.

HD 43836'nın etkin sıcaklık ve yüzey çekim ivmesinin başlangıç değerleri Strömgren fotometrisinden belirlenmeye çalışıldı. Buradan bulunan (T_e, log g) çifti, B9 yıldızı için hem uyumlu değildi hem de hatası büyüktü. HD 43836 yıldızının kimyasal element bolluk analizinde kullanılmak üzere, literatürde yer alan benzer tayf türünden yıldızların güvenilir yöntemlerden elde edilmiş atmosfer parametrelerinden yararlanıldı. Venn (1995a, b) tarafından çalışılan yıldızlardan iki tanesi ışınım sınıfı ve tayf türü olarak HD 43836'a yakındır: HD 175687 (A0 II) ve HD 46300 (A0 Ib). Bu yıldızların atmosfer parametreleri Mg I ve Mg II'nin iyonizasyon dengesinden ve gözlemsel ve kuramsal H_γ profillerinin fitlerinden belirlenmiştir: HD 175687 için ($T_e = 9400$ K, log g = 2.3); HD 46300 için ($T_e = 9700$ K, log g = 2.1) dir. Bu çalışmamızda HD 43836 için bunların ortalama bir değerini kabul ettik.

5 Element Bolluk Analizi

Element bollukları, HD 39866 ve HD 43836 yıldızlarının etkin sıcaklık, yüzey çekim ivmesi ve mikrotürbülans hız değerlerini kullanarak oluşturduğumuz

atmosfer modelleri ve güncel atomik verileri içeren çizgi kartları yardımıyla WIDTH9 programı yardımıyla hesaplandı. Bunu yaparken, çizgi tanısı yöntemiyle atmosferdeki varlıklarını kesin olarak belirlediğimiz atom ve/veya iyonlara ait çizgiler kullanıldı. HD 39866 yıldızının atmosferine ait He, C, N, O, hafif elementler (Mg, Al, Si, S, Ca), demir grubu elementler (Sc, Ti, V, Cr, Mn, Fe, Co ve Ni), s- process elementleri (Sr, Y, Zr, Ba) ve nadir-toprak elementlerinin (Ce, Nd ve Gd) bollukları model atmosfer yöntemiyle ilk kez belirlenmiş oldu. HD 43836 yıldızında hafif (O, Mg, S ve Si) ve demir grubu elementler (Fe, Ni, Ti, V, Cr, Mn, Sc) için karşılaştırılabilir anlamlı sonuçlar elde edildi. CNO, ağır element ve nadir toprak elementlerinin bollukları daha yüksek S/G oranına sahip tayflar gerektirdiği için hesaplanamadı.

HD 39866 (A2 II) yıldızının element bolluklarına ilişkin yapılmış tek çalışma Aydın (1972a) tarafından gerçekleştirilmiştir. Aydın Ti II, Cr II, Fe I ve Fe II çizgilerinden hesapladığı titanyum, krom ve demir bolluklarını Deneb (A2 Ia)'in değerleriyle karşılaştırmaktadır: Yıldız, titanyum bakımından Deneb'e göre zengin, krom ve demir bakımından ise Deneb ile aynı bolluk değerlerine sahiptir. HD39866 ve HD 43836 yıldızına benzer tayf türü ve ışınım sınıfında olan Venn'in yıldızlarından HD 222275 (A3 II)'nin fotosfer bollukları genel olarak ya Güneş bolluğuna sahip ya da daha zengindir (Venn 1995a, b).

6 Sonuçlar

1. Eşel tayfların merkez bölgeleri, mavi ve kırmızı tarafa göre daha yüksek S/G değerlerine sahiptir. HD 39866 yıldızının tayfı genelde 150 den büyük S/G değerine sahipken, HD 43836 yıldızının tayfları daha düşük S/G değerine sahiptir. Bu nedenle HD 43836'nın tayfında daha fazla çizgi kaybına rastlanmıştır.

2. HD 39866 ve HD 43836 eşel tayflarında çizgi ölçümü yapılan ve atom ve iyona ait oldukları tanımlanan tayf çizgi sayılarına ait bilgiler Tablo 1'de sunulmaktadır. HD 39866 yıldızının tayfından, Paschen serisi, Balmer (H_α, H_β, H_γ, H_δ, H_ϵ) çizgileri ile C I, C II, N I, O I, He I, Mg I, Mg II, Al I, Al II, Si II, S I, S II, Ca I, Ca II, Sc II, Ti II, V II, Cr I, Cr II, Mn I, Mn II, Fe I, Fe II, Ni II, Sr II, Zr II, Co II, Y II, Ba II,Gd II, Sm II ve Nd II atom ve iyonların varlığı tespit edildi. La II, N II, Ce II ve Fe III'e ait bazı çizgiler kesin olarak tanımlanamadıkları için, bunlar varlığı muhtemel olan iyonlardır. HD 43836 tayfından, Paschen serisi, Balmer (H_α, H_β, H_γ, H_δ, H_ϵ) çizgileri ile N I, O I, O II, Mg I, Mg II, Al II, Si II, S II, Ca II, Sc II, Ti I, Ti II, V II, Cr I, Cr II, Mn I, Mn II, Fe I, Fe II, Fe III, Ni II, Zr II, Y II ve La II çizgileri tanımlandı. Ayrıca Sm II ve Sr II'e ait bazı çizgiler, varlığı muhtemel olan çizgilerdir.

3. Dönme hızı değeri HD 39866 için 9.2 $\pm$ 0.5 km/sn, HD 43836 için 11.55 $\pm$ 0.51 km/sn olarak bulundu.

4. HD 39866 yıldızının atmosfer parametreleri Fe I ve Fe II'nin iyonizasyon dengesi kullanılarak T_e = 8950 K, log g = 2.40 olarak elde edildi. HD 43836 yıldızına ait atmosfer parametreleri için, Venn tarafından incelenen HD 175687 (A0 II) ve HD 46300 (A0 Ib) yıldızlarının, Mg I ve Mg II'nin iyonizasyon dengesinden ve gözlemsel ve kuramsal H_γ profillerinin fitlerinden bulduğu değerlerin ortalamasını kabul ettik: T_e = 9550 K, log g = 2.2.

5. Mikrotürbülans hızı, HD 39866'nın 111 Fe I ve 175 Fe II çizgisinden 2.6 km/sn, HD 43836'nın 34 Fe II çizgisinden 1.11 km/sn olarak belirlendi.

6. Element bolluklarının Güneş'teki değerlerden olan farkları dikkate alındığında; **He:** HD 39866'nın yüzey katmanları He bakımından bir miktar fakirdir (-0.4 dex).
   C, N ve O: HD 39866'nın atmosferi, karbon ve oksijen bakımından hemen hemen Güneş bolluklu, azot bakımından ise Güneş'ten önemli ölçüde zengindir.
   Hafif elementler (Mg, Al, Si, S, Ca): HD 39866'da magnezyum, silisyum ve kalsiyum miktarları hata sınırları içerisinde Güneş'teki değerlere yakındır. Yıldız, alüminyum bakımından Güneş'e göre daha fakir, sülfür bakımından ise Güneş'e göre daha zengindir. Magnezyum HD 43836'nın atmosferinde Güneş'inkinden daha az miktarda bulunurken, silisyum bakımından Güneş'ten belirgin bir şekilde fakir olma eğilimindedir. Sülfür bakımından ise Güneş'e göre oldukça zengindir.
   Demir grubu elementleri (Sc, Ti, V, Cr, Mn, Fe, Co, Ni): HD 39866'nın tayfında tanımlanan çizgilerden hesaplanan demir grubu element bollukları neredeyse Güneş'in değerlerine yakın (Sc, Ti, Cr, Fe, Co ve Ni) ya da Güneş'inkinden daha boldur (V, Mn). HD 43836 yıldızının atmosferi, skandiyum bakımından Güneş'e göre belirgin bir şekilde daha fakir, titanyum, krom ve nikel bakımından ise Güneş'e göre daha fakirdir. Yıldız, demir ve vanadyum bakımından daha fakir, mangan bakımından Güneş bolluğundadır.
   s-process elementleri (Sr, Y, Zr, Ba): HD 39866, yitriyum bakımından Güneş'in değerinde, stronsiyum bakımından oldukça fakir, zirkonyum ve baryum bakımından ise Güneş'inkinden daha zengindir.
   Nadir-toprak elementler (Ce, Nd, Gd): Bu gruptaki elementler için elde edilen bolluk değerlerinin her biri Güneş değerlerinden daha büyüktür. HD 39866 nadir toprak elementleri bakımından oldukça zengindir.
   HD 43836 yıldızının CNO, ağır element ve nadir toprak elemenlerin bolluklarını hesaplamak için daha yüksek S/G oranına sahip tayflar gerekmektedir. Yıldızların bolluk karşılaştırmaları Tablo 2'de verilmektedir.

7. **A)**HD 39866 yıldızının Schaller et al. (1992)'nın teorik evrim yolları üzerindeki konumuna bakıldı. Bu çalışmada belirlenen atmosfer parametrelerine göre, HD 39866 yıldızı, 5-9 $M_\odot$ kütleli yıldızların evrim yolları arasında ve Venn'in yıldızlarına yakın bir yerde bulunmaktadır (Eminoğlu

2009).

B) Yerel termodinamik denge varsayımı altında yapılan LTE sonuçlarımıza göre HD 39866 (Eminoğlu 2009) ve HD 222275 (Venn 1995a,b) yıldızlarının karbon ve azot bolluklarının aynı eğilime sahip olduğu görülmektedir. Venn tarafından bu elementler için hesaplanan yerel termodinamik dengeden sapma miktarları ve literatürdeki bazı evrim senaryoları (Chiosi & Summa 1970, Stothers & Chin 1991, Becker & Iben 1979) dikkate alındığında, HD 39866, evrimi sırasında "first dredge-up / ilk karışım" adı verilen bir iç karışıma maruz kaldığının izlerini taşımaktadır.

Çizelge 1. Yıldızların çizgi tanılarına ait bilgiler

Yıldız	Ölçülen çizgi sayısı	Tanımlanan çizgi sayısı
HD 39866	997	886
HD 43836	326	297

Çizelge 2. Element bolluklarının karşılaştırılması

Yıldız	f	g	z	çz	T_e(K), log g
HD 43836	Mg,Si,Sc	O,Ti,V,Cr,Mn,Fe,Ni	S		9550,2.20
HD 39866	He,Al,Sr	C,O,Mg,Si,Ca,Sc,Ti,Cr,Fe,Co,Ni,Y	S,Mn,V,Zr,Ba	N,Ce,Nd,Gd	8950,2.40
HD 222275		C,O,Mg,Si,Sc,Ti,Fe,Ni	Ca,Cr,Mn	N	8500,2.20

Notlar: $[X] = log(X)_{yıldız} - log(X)_{Gunes}$
f: fakir, $-1.0 < [X] < -0.3$; g: Güneş bolluğu, $-0.3 < [X] < 0.3$; z: zengin, $0.3 < [X] < 1.0$; çz: çok zengin, $1.0 < [X]$

Teşekkür: Literatür çalışmalarında SIMBAD veritabanı (Strasbourg, Fransa) kullanılmıştır. Dr. Ilfan Bikmaev'e, TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'ne ve gece gözlemcilerine teşekkür ederiz.

Kaynaklar

Adelman, S. J.; Cay, I. H.; Tektunali, H. G.; Gulliver, A. F.; Teker, A.: Elemental Abundances Analysis with DAO spectrograms: XXXI. The Early F Supergiants ν Her (F2 II) and 41 Cyg (F5 Ib-II). Astronomische Nachrichten. **329** (2008) 26.

Adelman, S. J., Yüce, K.,: Elemental abundance analyses with Coudé Echelle spectrograms from the TÜBİTAK National Observatory of Turkey: I. The HgMn stars 11 Per, HR 2801, and ν Cnc. Astronomische Nachrichten. **331** (2010) 785.

Aydın, C.: Atmospheres of A-type supergiants. Astronomy and Astrophysics. **19** (1972a) 369.

Aydın, C.: A-type supergiants: a list of line intensities and radial velocity measurements. Astronomy and Astrophysics Supplement. **7** (1972b) 331.

Becker, S. A., Iben, I. Jr.: The asymptotic giant branch evolution of intermediate-mass stars as a function of mass and composition. I - Through the second dredge-up phase. Astrophys. J. **232 (1)** (1979) 831–853.

Bikmaev, I., Sakhibullin, N., Musaev, F. and Aslan, Z.: (2005) http://www.tug.tubitak.gov.tr/rtt_sao_ras.php

Chiosi, C., Summa, C.: On the evolution of OB stars from the main sequence to the helium exchaustion phase. Astrophysics and Space Science. **8** (1970) 478-496.

Eminoğlu, F. B.: TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi Coudé Eşel Tayflarını Kullanarak HD 39866 (A2 II) Yıldızının Kimyasal Bolluk Analizi. Ankara Üniversitesi Fen Bilimleri Enstitüsü, Yüksek Lisans Tezi, Ankara (2009).

Hill, G., Fisher, W. A. and Poeckert, R.: Publications. Dominion Astroph. Obs. **3** (1982a) 27.

Hill, G., Fisher, W. A. and Poeckert, R.: Publications. Dominion Astroph. Obs. **4** (1982b) 43.

Kılıçoğlu, T.: Düşük Genlikli delta Scuti Yıldızı 20 CVn'nin Element Bolluk Çalışması, Ankara Üniversitesi Fen Bilimleri Enstitüsü, Yüksek Lisans Tezi, Ankara (2008).

Kurucz, R. L.: ATLAS9 Stellar Atmosphere Programs and 2 km/s grid. Kurucz CD-ROM No. **13** (1993) Cambridge.

Moore, C. E.: A Multiplet Table Astrophysical Interest, Princeton University Observatory (1945).

Moore, C.E.: Selected Tables of Atomic Spectra A: Atomic Energy Levels, NSRDS-NBS 3, National Bureau of Standards, Washington, DC (1965).

Moore, C.E.: Tables of Spectra of Hydrogen, Carbon, Nitrogen, and Oxygen Atoms and Ions, ed. J. W. Gallagher, CRC Press, Boca Raton, FL (1993).

Schaller, G., Schaerer, D., Meynet, G. and Maeder, A.: New grids of stellar models from 0.8 to 120 solar masses at Z = 0.020 and Z = 0.001. Astronomy and Astrophysics Supplement Series (ISSN 0365-0138). **96** no. 2 (1992) 269-331.

Stothers, R. B. and Chin, C.: Metal opacities and convective core overshooting in Population I stars. Astrophys. J.-Letters. **381** (1991) L67-L70.

Şahin, R. C.: TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi - Coudé Eşel Tayfı Kullanılarak HD 43836 (B9II) Yıldızının Tayf Ölçümü. Ankara Üniversitesi Fen Bilimleri Enstitüsü, Yüksek Lisans Dönem Sonu Projesi, Ankara (2008).

Venn, K. A.: Atmospheric Parameters and LTE Abundances for 22 Galactic, A-Type Supergiants. Astrophysical Journal Supplement. **99** (1995a) 659.

Venn, K. A.: CNO Abundances and the Evolutionary Status of Galactic, A-Type Supergiants. Astrophysical Journal. **449** (1995b) 839.

Yüce, K.: 4 Lac ve ν Cep Yıldızlarının Tayfsal Analizi. Ankara Üniversitesi Fen Bilimleri Enstitüsü, Doktora Tezi, Ankara (2003).

Yüce, K.: Spectral Analysis of 4 Lacertae and ν Cephei. Baltic Astronomy. **14** (2005) 51.

Yüce, K., Gürol, B., Adelman S. J.: "TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi - Coude Eşel Tayfları'nın Tayfsal Karakteristikleri", XVI. Ulusal Astronomi Kongresi, Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, 08-12 Eylül 2008, Çanakkale.

Galaksi Kümeleşmesinin Galaksi Evrimi Üzerindeki Fiziksel Etkileri

ERKURT Adnan[1⋆], TEKTUNALI H. Gökmen[1], HÜDAVERDİ Murat[2] ve ERCAN E. Nihal[3]

[1] İstanbul Üniversitesi
[2] TÜBİTAK Uzay
[3] Boğaziçi Üniversitesi

Özet Bu çalışmanın amaçlarından biri, galaksi kümesi ortamlarının ve galaksi kümelerinde meydana gelen galaksilerarası aktivitelerin, üye galaksilerin evrimini nasıl etkilediği sorusuna cevap bulmaktır. Bunun için, kümelerde bulunan galaksilerin X-ışın özelliklerini ortaya çıkarmak ve küme dışında, alanda bulunan galaksilerle kümelerde bulunan galaksileri karşılaştırmak amacıyla XMM-Newton uydusu arşivinden, yakın mesafede (z<0.14) bulunan beş adet galaksi kümesi (A194, A1056, A1674, A1882, A2638) seçilmiştir. Seçilen galaksi kümeleri, küme içi gazlarının (ICM) tam olarak oluşmadığı ve bu nedenle de kaynaklarının (galaksilerinin) net olarak gözlenebildiği, yeni oluşmakta olan kümelerdir (proto galaksi kümeleri). Tezin diğer amacı da, seçilen kümelerin genel spektrel özelliklerini ortaya çıkarmaktır. Bu çalışmada, XMM-Newton uydusunun EPIC MOS ve PN dedektörlerinin verileri kullanılmıştır. Seçilen kümeler, XMM-Newton SAS 7.1.0. X-ışın veri analiz programıyla analiz edilmiştir. Seçilen kümelerin gözlem verileri NASA'nın yüksek enerji astrofiziği arşivinden indirilmiştir. Gözlem veri dosyalarından (ODF) olay listeleri, EMCHAIN ve EPCHAIN komutları kullanılarak oluşturulmuştur. Daha sonra, kümelerin verileri Güneş parlamalarından arındırılmak suretiyle, gerçek verileri (GTI-Good Time Interval) elde edilmiştir. Nokta kaynak (galaksi) tespiti Maximum Likelihood (Cash, 1979) yöntemiyle üç ayrı bantta (yumuşak [0.3-1 keV], orta [1-1.6 keV], sert [1.6-10 keV]) yapılmıştır. Spektrum analizi, XSPEC 11.3.2. X-ışın spektrum analiz programı ile yapılmıştır. ICM ve nokta kaynakların spektrum analizi için sırasıyla MEKA (Mewe ve diğ., 1985) ve POWERLAW modelleri kullanmıştır. Tüm kümelerden seçilen parlak nokta kaynaklar, PN dedektörüyle tayin edilen akı değerlerine göre, log(N)-log(S) grafiğine (2-10 keV) yerleştirilmiştir. Ayrıca, Hasinger ve diğ. (2001) tarafından alan galaksileri (Lockman Boşluğu'nda) için çizilen log(N)-log(S) grafiğinde elde edilen eğri de bu çalışmada elde edilen log(N)-log(S) grafiği üzerinde gösterilmiştir. Böylece, bu çalışmada elde edilen log(N)-log(S) grafiği ile Hasinger ve diğerlerinin (2001) log(N)-log(S) grafiği karşılaştırılmıştır.

⋆ adnan.erkurt@ogr.iu.edu.tr

XVII. Ulusal Astronomi Kongresi VI. Ulusal Öğrenci Astronomi Kongresi
31 Ağustos - 4 Eylül 2010, Adana

Gözlemsel Astronomi Öngörü Çalışması

GÖĞÜŞ Ersin[1⋆], BİLİR Selçuk[2], GÜVER Tolga[3], YOLDAŞ Aybüke KÜPÇÜ[4] ve BAKIŞ Volkan[5]

[1] Sabancı Üniversitesi
[2] İstanbul Üniversitesi
[3] Arizona Üniversitesi
[4] ESO
[5] Çanakkale 18 Mart Üniversitesi

Özet Gözlemsel astronomi olanaklarındaki gelişmelere paralel olarak tüm dünyada astronomi ve uzay bilimleri alanında önemli aşamalar kaydediliyor. Yakın bir geçmişte Şili'de inşa edilmesi kararlaştırılan 42 m çaplı Extremely Large Telecope projesi ve gelecek 10 yıl zarfında fırlatılması hedeflenen James Webb Uzay Telekobu gözlemcileri oldukça heyecanlandırıyor. Gelecek 15-20 yıllık süreçte Dünya'da ve Ülkemizde gözlemsel astronomi çalışmalarını ve hedeflerimizi kabaca belirleyebilmek için bir öngörü çalışması gerçekleştiriyoruz. Bu kapsamda dünyadaki gözlem araçlarının gelişimine bağlı olarak hangi çalışma alanlarının ön planda olabileceğini ve ülkemizde kurulması arzu edilen 4-5 metre sınıfı bir teleskop ile hangi konuların çalışılabileceğini öngörerek belirlemeyi hedeflemekteyiz. Bu konuşmada, gerçekleştirdiğimiz öngörü çalışmasının mevcut durum tespiti ve elde edilen çıktılarını aktaracağız.

⋆ ersing@sabanciuniv.edu

Seçilmiş Delta Scuti Türü Değişen Yıldız Adaylarının Işıkölçümü

GÖKÇE Deniz Birol[1⋆] ve AKAN Mustafa Can[1]

Ege Üniversitesi

Özet Bu çalışmada Handler'in (2002) Hipparcos uydusunun verilerinden ortaya koyduğu 95 adet Delta Scuti türü değişen yıldız adayından seçilen 3 yıldızın ışıkölçümü yapılmış ve analiz edilmiştir. Hip 58723'ün gözlemleri 2008 ve 2009 yılında, Hip 94990 ve Hip 111875'in gözlemleri 2009 yılında Ege Üniversitesi Gözlemevinde B ve V filtrelerinde yapılmıştır. Elde edilen sonuçlar doğrultusunda yıldızların zonklama özellikleri tartışılmıştır.

⋆ denizbg@gmail.com

XVII. Ulusal Astronomi Kongresi VI. Ulusal Öğrenci Astronomi Kongresi
31 Ağustos - 4 Eylül 2010, Adana

Magnetohydrodynamic Study of Shock Waves in a Current Sheet for Two-Fluid Medim

GÖKER Ümit Deniz*

Ege University and Yeditepe University

Özet A numerical simulation is performed to investigate the shock wave formation in a current sheet of a solar coronal magnetic loop and its effect on the magnetic reconnection. The modified Lagrangian Remap (LareXd) code is used, in which the viscosity force and heat flux term for a one-fluid medium, and Ohm's law, friction of fluid element and heat transfer term for a two-fluid medium in addition to viscosity and heat flux are included. Typical coronal parameters are used as initial conditions. The polarization does not appear at radial expansion of the solar corona. As a result E = 0 in the sheet, and the current density becomes as J = σ(V x B). We assumed that the current sheet is a quasi-neutral plasma and we used that assumption in our magnetohydrodynamic equations. Our aim of this work is that we could compare one-fluid and two-fluid medium for shock waves in a current sheet in solar corona and calculate how the dissipative effects are changed the shock wave formation.

* udenizg@gmail.com

ROTSE-IIId Gözlemleri - Veri Analizi - Türk Astronomi Yazılımları

GÜÇSAV Bülent[1⋆], AKSAKER Nazım[2], YEŞİLYAPRAK Cahit[3], YERLİ Sinan Kaan[2], KIZILOĞLU Ümit[2], AYDIN Emre[2], ÇOKER Deniz[2] ve DİKİCİOĞLU Elanur[3]

[1] Ankara Üniversitesi Üniversitesi
[2] Orta Doğu Teknik Üniversitesi
[3] Atatürk Üniversitesi

Özet ROTSE-IIId gözlem verileri çok fazla kaynak bilgisi barındırmaktadır. Bu tür veri setlerinin analizlerinde paralel yazılımlar ve bilgisayar sistemlerinin (Küme bilgisayarlar gibi) kullanılması kolaylık sağlamaktadır. Bu çalışmada, TÜBİTAK projesi kapsamında, ROTSE-IIId arşiv veri setinin (CCD görüntüleri ve katalog dosyaları) toplu ön analizleri için C ve IDL tabanlı paralel yazılımlar (veriyolu - pipeline) geliştirilmektedir. Elde edilen sonuçlar ve bu süreçte karşılaşılan zorluklar ve çözüm yolları anlatılmıştır. Bu yazılımların en önemli ve en bilinen uygulama alanı fotometrik gökyüzü taramasıdır (survey). Bu amaçlar doğrultusunda ekibimiz, Türk Astronomi Yazılımları - TAY yapılanmasını da başlatmıştır. Bu çalışma, TÜBİTAK TBAG-108T475 projesi kapsamında gerçekleştirilmiştir.

⋆ gucsav@erenturk.com

XVII. Ulusal Astronomi Kongresi VI. Ulusal Öğrenci Astronomi Kongresi
31 Ağustos - 4 Eylül 2010, Adana

Kromosferde Hα Çizgisinde Gözlenen Fibrillere Ait Özellikler

Asuman Gültekin* ve Nurol Al Erdoğan

İstanbul Üniversitesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü Fen Fakültesi, 34452 Üniversite-Beyazıt / İSTANBUL

Özet Bu çalışmada Vakum Kule Güneş Teleskopu (Kanarya Adaları-Tenerife)'nda kurulu olan bir spektrometre ile 2002 yılında, Hα çizgi profilinin taranmasıyla elde edilen yüksek çözünürlüklü iki boyutlu gözlem verileri kullanılarak, kromosferin yarı aktif bir bölgesi incelenmiştir. Burada, görüş alanı içerisinde, fotosferdeki granüller arasında bulunan parlak noktalarla da bağlantılı olduğu anlaşılan ve fibril olarak adlandırılan koyu kromosferik ince yapılara ait hidrojenin toplam parçacık sayı yoğunluğu, gaz basıncı, toplam kolon kütlesi gibi fiziksel parametreler ile periyodik özellikler belirlenmeye çalışılmıştır.

1 Giriş

Güneş'in kromosfer tabakasının Hα tayf çizgisinin kullanıldığı gözlemlerinde ince, uzun, koyu ipliksi yapılar görülmektedir. Bunlar disk kenarında ve disk üzerinde, manyetik alanın zayıf ve güçlü olduğu bölgelerde bulunmalarına göre farklı isimler almaktadır (Sterling ve Hollweg 1989; Marsh 1976; Foukal 1971; Bray ve Loughhead 1974). Kromosferde manyetik alanın büyük olduğu aktif alanlar civarında yapılan gözlemlerde görülen koyu ipliksi yapılar, zıt kutuplu alanları birleştirecek şekilde uzun, yay biçiminde olabildikleri gibi, hem boyutları hem de yaşam süreleri bakımından daha kısa özelliklere de sahip olabilmektedirler. Yüksek ayırma güçlü gözlemlerin kullanıldığı bu çalışmada incelenen ince yapılar ise yaşam süreleri 1.5 - 8 dakika arasında değişen, uzunlukları ortalama 3500 km olan ve fibril olarak isimlendirilen dinamik yapılardır. Dinamik fibriller hakkında son yıllarda yapılan çalışmalarda (Hansteen ve ark. 2006; De Pontieu ve ark. 2007), bu yapıların 3 dakikalık salınımlarla ve/veya fotosferik p-mod salınımların kromosfere sızmasıyla oluşan manyetoses şoklarla yönetildiği söylenmektedir. Bununla birlikte sözkonusu yapıların oluşumundan sorumlu mekanizma hâlâ tam olarak anlaşılmamıştır. Kromosferde aktif bölgelerde görülen bu koyu, dinamik elemanların doğasını anlamak için ayrıntılı gözlem ve incelemeler gerekmektedir. Bu çalışmada fibrillerin fiziksel özelliklerini belirlemek amacıyla kromosferde gözlenen optikçe ince yapılara uygulanan Bulut modeli (Beckers 1964) kullanılmıştır. Öte yandan gözlemlerde iki boyutlu spektrometrenin kullanılmasıyla belli bir görüş alanının farklı dalgaboylarında ve dolayısıyla farklı atmosferik yüksekliklere karşılık gelen görüntüleri elde edilmektedir. İki

* asumang@istanbul.edu.tr

boyutlu spektroskopinin sağladığı olanakla ve Lambdametre denilen yöntemle, yapılara ait çizgi profili ile referans çizgi profilinin karşılaştırılması suretiyle, istenilen profil derinliği için Doppler hız ve şiddet görüntüleri elde edilebilmektedir. Böylece yapıların bulunduğu bölgelere ilişkin periyodik özellikleri belirlemek amacıyla, Fourier analizi uygulayarak, Lambdametre yöntemiyle elde edilen hız görüntülerinin güç spektrumları oluşturulmuştur.

2 Gözlemler

Bu çalışmada kullanılan gözlem verileri, 2002 tarihinde İspanya'nın Kanarya Adaları'ndan biri olan Tenerife'de Almanlar'a ait Vakum Kule Teleskopu'yla alınmıştır. Gözlemlerde iki Fabry-Perot interferometresinden oluşan iki boyutlu spektrometre (Bendlin ve Volkmer 1995) kullanılmış ve bu iki interferometrenin kullanımıyla çok dar bir geçirgenlik bandında (72 mÅ) görüntüler elde edilmiştir. Gözlem boyunca iki boyutlu spektrometreyle yapılan Hα (6562.8 Å) çizgi profili taramalarında, bir CCD'yle 18 dalgaboyu konumunda sekizer dar bant görüntüsü ve bunlarla eş zamanlı olarak başka bir CCD ile geniş bant görüntüleri alınmıştır. Görüntülerin alınmasında kullanılan poz süresi 30 ms, görüş alanı 386×286 pikseldir. Bu da $0''.102$'lik piksel çözünürlüğü ile Güneş üzerinde yaklaşık 27840×20740 km^2'lik bir alana karşılık gelmektedir. İki ardışık tarama arasındaki süre ise 49 s, 60 taramanın yapıldığı gözlemin toplam süresi 49 dakikadır. Dar ve geniş bant görüntüleri dışında gözlemlerde 20 adet kara akım ve 144 adet de düz alan görüntüsü alınmıştır. Görüntüler kara akım ve düz alan düzeltmelerinden sonra Spekl yöntemiyle (Keller ve von der Lühe 1992; Weigelt 1977) atmosferin bozucu etkisinin uzaklaştırılması amacıyla yeniden oluşturulmuştur. İndirgemeler ve görüntü işleme tekniklerinden sonra her bir taramada 125 mÅ'luk adımlarla alınmış 18 görüntünün olduğu bir zaman serisi elde edilmiştir. Aynı görüş alanını görecek şekilde hizalanan görüntülerin boyutları $30''.6 \times 16''.7$ (306×167 piksel)'dir.

3 Yöntemler

3.1 Standart Bulut Modeli

Beckers'in Bulut modeline göre kromosferde gözlenen yapılar, alt tabakalardan gelen ışınımı soğuran bulut benzeri yapılardır. Bu yapıların kromosferin altındaki tabakalardan ve çevresinden tamamen ayrı olduğu; kaynak fonksiyonu, görüş doğrultusundaki hız, Doppler genişliği ve soğurma katsayısının görüş doğrultusu boyunca sabit olduğu kabul edilir. Bu çalışmada inceleme konusu olan fibriller, alt tabakadan gelen ışınımı soğuran bulutlar şeklinde düşünülmektedir.
Bulut tarafından soğrulma ve salma süreçleri boyunca enerjinin yayılımını ifade eden radyatif transfer denklemi,

$$I(\lambda) = I_0(\lambda)e^{-\tau(\lambda)} + \int_0^{\tau(\lambda)} S_t e^{-t(\lambda)}\,\mathrm{dt} \qquad (1)$$

eşitliğiyle verilir. Burada $I(\lambda)$ gözlenen şiddet; $I_0(\lambda)$ artalandan salınan şiddet; $\tau(\lambda)$ optik kalınlık ve S bulut boyunca optik derinliğin bir fonksiyonu olan kaynak fonksiyonudur. Basit Bulut modeline göre kaynak fonksiyonu, optik derinlikten bağımsız kabul edildiğinden radyatif transfer denklemi şu şekilde daha sade bir hal alır:

$$I(\lambda) = I_0(\lambda)e^{-\tau(\lambda)} + S(1 - e^{-\tau(\lambda)}) \tag{2}$$

Buradan, $C(\lambda)$ ile gösterilen kontrast eğrisi aşağıdaki gibi yazılabilir:

$$C(\lambda) = \frac{I(\lambda) - I_0(\lambda)}{I_0(\lambda)} = (\frac{S}{I_0(\lambda)} - 1)(1 - e^{-\tau(\lambda)}) \tag{3}$$

Dalgaboyuna bağlı optik kalınlık ise şöyledir:

$$\tau(\lambda) = \tau_0 exp\left[-\left(\frac{\lambda - \lambda_c(1 - v/c)}{\Delta\lambda_D}\right)^2\right] \tag{4}$$

İki boyutlu spektroskopi ile gerçekleştirilen bir çizgi taraması ile görüş alanındaki her piksel için bir çizgi profili elde edilmektedir. Bulut modelinde, fibrillere ait bir pikselin çizgi profilinden ($I(\lambda)$), zemin şiddetine karşılık gelen referans çizgi profili ($I_0(\lambda)$) çıkarılıp, bu farkın referans profiline oranlanmasıyla bir kontrast profili ($C(\lambda)$) oluşturulur. Böylece 3 no'lu denklemde eşitliğin sol tarafı gözlemlerden bulunmuş olur. En küçük kareler yöntemiyle, belirlenen bu kontrast profiliyle en iyi uyumu veren eğri hesaplanır. Bu eğrinin katsayıları, 3 no'lu eşitliğin sağ tarafında bulunan kaynak fonksiyonu, merkezi dalgaboyundaki optik derinlik, Doppler genişliği ve merkezî dalgaboyu parametrelerini verir. Bu işlemler görüş alanındaki fibrillere ait bütün pikseller için yapılarak, her bir piksel için bu Bulut parametreleri hesaplanır. Şekil 1'de solda, örnek bir taramada bir fibril üzerindeki bir piksele ait çizgi profili ile o taramaya ait referans çizgi profilini veren ortalama çizgi profili; sağda ise bu iki profilden elde edilen kontrast profili ile en küçük kareler yöntemiyle hesaplanan eğri gösterilmektedir.
Tsiropoula ve Schmieder (1997) ile Tsiropoula (2000)'nın çalışmalarında verilen,

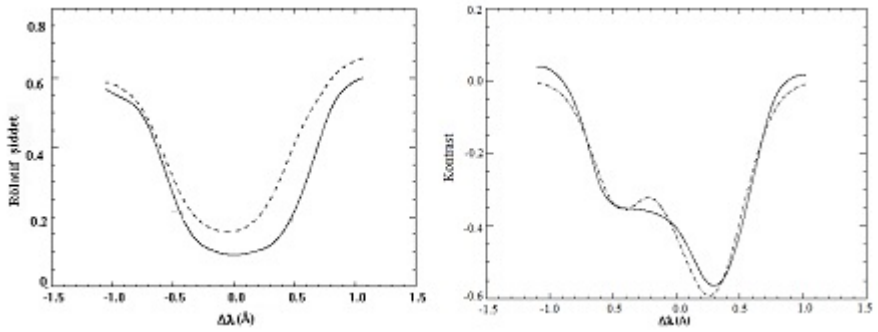
$$N_2 = 7.2610^7 \frac{\tau_0 \Delta\lambda_D}{d} \tag{5}$$

$$N_{\rm e} = 3.210^8 \sqrt{N_2} \tag{6}$$

$$\Delta\lambda_D = \frac{\lambda_0}{c}\sqrt{\xi_t^2 + \frac{2kT}{m}} \tag{7}$$

bağıntıları yardımıyla, daha önce bulunan Bulut parametreleri kullanılarak, N_2 ikinci enerji seviyesindeki hidrojenlerin sayı yoğunluğu (cm^{-3}), $N_{\rm e}$ elektron sayı yoğunluğu (cm^{-3}) ve T kinetik sıcaklık (K) belirlenebilmektedir. Burada d yapıların kalınlığı, ξ_t mikrotürbülans hızı, k Boltzmann sabiti ve m atom kütlesidir. Yine yukarıdaki çalışmalara göre, $N_{\rm H}$ (hem nötral hem de iyonize haldeki hidrojenlerin toplam parçacık yoğunluğu) (cm^{-3}), p gaz basıncı (dyncm^{-2}), kolon kütlesi (gcm^{-2}) ve kütle yoğunluğu (gcm^{-3}),

$$N_{\rm H} = 5.10^8 \sqrt{N_2} \tag{8}$$



Şekil 1. Solda, bir piksele ait çizgi profili (düz çizgi) ve ortalama çizgi profili (kesikli çizgi); sağda, incelenen piksele ait kontrast profili (düz çizgi) ve en iyi uyumu gösteren teorik profil (kesikli çizgi).

$$p = \mathrm{k}N_T T_\mathrm{e} = \mathrm{k}(N_\mathrm{e} + N_\mathrm{H} + 0.0851 N_\mathrm{H})T_\mathrm{e} \tag{9}$$

$$M = (N_\mathrm{H} m_\mathrm{H} + 0.0851 N_\mathrm{H} 3.97 m_\mathrm{H})d \tag{10}$$

$$\rho = \frac{M}{d} \tag{11}$$

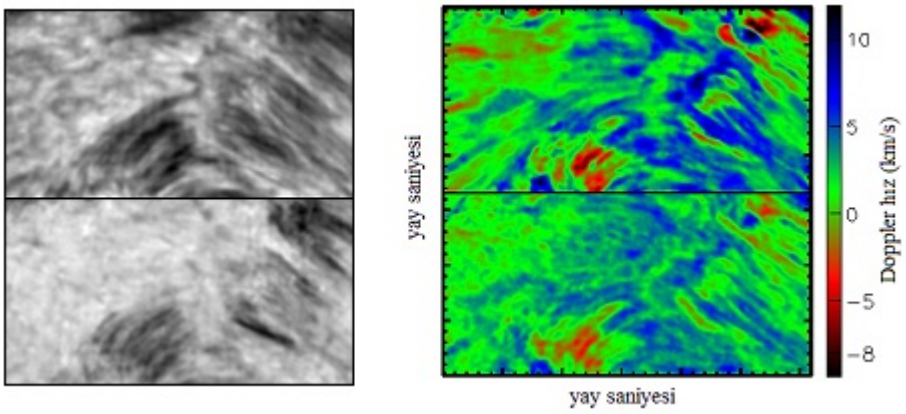
eşitlikleri ile hesaplanmaktadır. Burada N_T toplam parçacık yoğunluğu ve m_H ise hidrojen atomunun kütlesidir. 0.0851 katsayısı helyum bolluğunun hidrojen bolluğuna oranına, 3.97 katsayısı ise helyum atom kütlesinin hidrojen atom kütlesine oranına karşılık gelmektedir.
60 tarama içerisinde Beckers (1964)'in standart Bulut modelinin uygulanabildiği toplam 1149104 piksel için kaynak fonksiyonu, Doppler genişliği, optik derinlik ve hız değerleri elde edilmiştir (Gültekin ve Erdoğan Al 2008; Gültekin 2010). Bu değerleri ve yukarıdaki eşitlikleri kullanarak hesaplanan diğer fiziksel parametrelere ait ortalama değerler Çizelge 1'de gösterilmektedir. Burada hesaplar yapılırken, yapıların kalınlığı 700 km ve mikrotürbülans hızı 10 kms^{-1} olarak alınmıştır.

Çizelge 1. Bulut modeli parametrelerinden elde edilen ikinci enerji seviyesindeki hidrojenlerin sayı yoğunluğu, elektron sayı yoğunluğu, hidrojenin toplam parçacık sayı yoğunluğu, gaz basıncı, toplam kolon kütlesi ve kütle yoğunluğuna ait ortalama değerler ve standart sapmaları.

$N_2(\mathrm{cm}^{-3})$	N_e (cm^{-3})	$N_\mathrm{H}(\mathrm{cm}^{-3})$	p (dyncm^{-2})	M (gcm^{-2})	ρ (gcm^{-3})
$5.1\cdot 10^{4}$	$6.8\cdot 10^{10}$	$1.1\cdot 10^{11}$	0.46	$1.7\cdot 10^{-5}$	$2.4\cdot 10^{-13}$

3.2 Lambdametre Yöntemi

Bu çalışmada ayrıca dar bant zaman serilerine, farklı atmosferik yüksekliklerdeki hız ve şiddet görüntülerinin hesaplanmasına imkân veren Lambdametre yöntemi (Tsiropoula ve ark. 1993; Al ve ark. 2004) uygulanmıştır. Söz konusu yöntemde, incelenen bir piksele ait çizgi profilindeki belli bir eş şiddet doğrusunun ortayının, ortalama çizgi profilindeki aynı eş şiddet doğrusunun ortayına göre olan kayma miktarı bulunur. Doppler yer değiştirme formülüyle bu kayma miktarından itibaren Doppler hızı, o dalgaboyu genişliğindeki çizgi derinliği ile de şiddet tespit edilebilir. Bu çalışmada 0.6 Å ile 1.2 Å'luk eş şiddet doğruları ele alınmıştır. Bu görüntüler dışında, her bir pikselin çizgi profilinin merkezî dalgaboyunun referans çizgi profilin merkezî dalgaboyuna göre kayma miktarından o piksele ait merkezî hız değeri ve profil merkezinin derinliği ile de merkezî şiddet değeri elde edilmiştir. Bu işlemler bütün pikseller için yapılarak her bir taramaya ait birer merkezî hız ve merkezî şiddet görüntüsü oluşturulmuştur. Şekil 2'de, örnek olarak zaman serisindeki bir taramaya ait 0.6 Å ve 1.2 Å'luk eş şiddet doğruları için elde edilen şiddet ve Doppler hız görüntüleri verilmektedir.

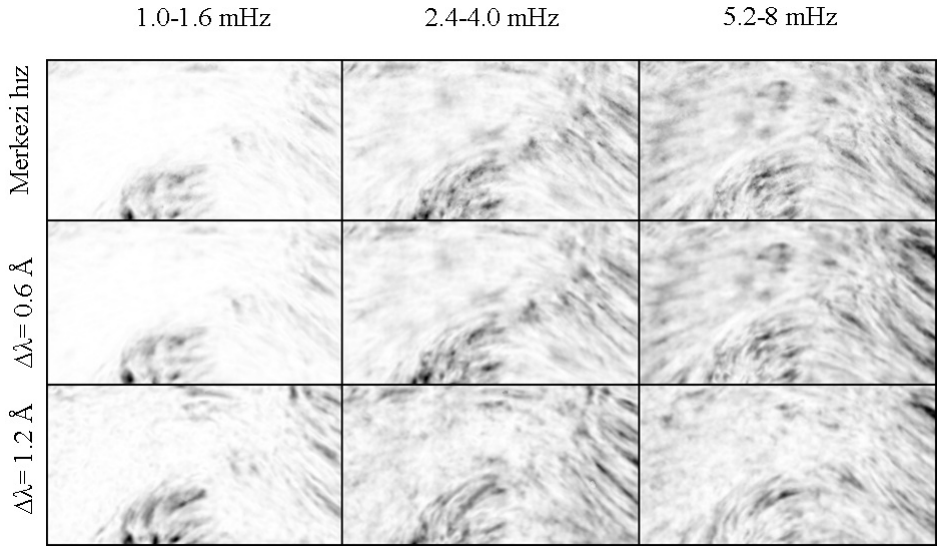


Şekil 2. Örnek bir taramaya ait sırasıyla üstte ve altta 0.6 Å ve 1.2 Å'luk eş şiddet doğruları için oluşturulan şiddet (solda) ve hız görüntüleri (sağda). Görüntülerin boyutları $30''.6 \times 16''.7$'dir.

3.3 Fourier Analizi

Merkezî hız ve şiddet görüntülerinde görüş alanına ait periyodik özellikleri belirleyebilmek için bu görüntülere ait zaman serilerinin güç spektrumları oluşturulmuştur. Bunun için kullanılan algoritma hızlı Fourier dönüşümü (Fast Fourier Transform, FFT)'dür. bu algoritma yardımıyla her bir piksel için 1.0 - 10

mHz'lik frekans aralıklığındaki güç spektrumları hesaplanmıştır. Bu güç spektrumları daha sonra belli frekans aralıklarında incelenmiştir. Bunlar 1.0 - 1.6 mHz'lik evrimleşme frekans aralığı (karşılık gelen periyotlar 10.4 - 16.7 dakika), 2.4 - 4 mHz'lik sönümlenme frekans aralığı (4.2 - 6.9 dakika arasındaki periyotlar) ve son olarak da 5.2 - 8 mHz'lik yüksek frekans aralığı (2.1 - 3.2 dakika arasındaki periyotlar)'dır. Bu frekans aralıklarındaki güç spektrumu haritaları oluşturulurken, görüş alanındaki her bir piksele ait güç spektrumunda, incelenen frekans aralığına karşılık gelen güçlerin ortalaması alınmış ve bu değer o piksele atanmıştır. Böylece üç farklı frekans aralığı için merkezî hız zaman serilerinin birer ortalama güç spektrumu görüntüsü elde edilmiştir. Benzer şekilde 0.6 Å ile 1.2 Å'luk eş şiddet doğruları için bulunan Doppler hız görüntülerinin de ortalama güç spektrumları oluşturulmuştur. Şekil 3'te üç farklı hıza ait güç spektrumlarının farklı frekans aralığındaki ortalamaları gösterilmektedir. Bu şekilde koyu olan yerler gücün büyük olduğu bölgelere karşılık gelmektedir.



Şekil 3. Merkezî hız, 0.6 Å ve 1.2 Å'luk eş şiddet doğruları için oluşturulan hız görüntülerinin üç farklı frekans aralığındaki ortalama güç spektrumları.

4 Sonuçlar

Bu çalışmanın inceleme konusu olan fibriller, geniş tabanlı, merkezî şiddeti, ortalama çizgi profiline göre daha düşük olan bir profil gösterir. Bu sebeple fibriller, Bulut modelinin uygulanmasına uygun yapılardır. Heinzel ve Schmieder (1994), gaz basıncının 0.5 dyncm^{-2}' den küçük olması durumunda kaynak fonksiyonunun

sabit bir fonksiyon olarak kabul edildiği bulut modelinin tutarlı sonuçlar verebileceğini belirtmiştir. Burada bulunan ortalama basınç değeri (bkz. Çizelge 1) incelenen yapıların bu koşulu sağladığını göstermektedir. Ayrıca bulut modelinin uygulanabilir olması için yapıların optikçe ince olması gerekmektedir. Merkezî dalgaboyundaki optik derinlik için bulunan 1.19'luk ortalama değere göre bu şart sağlanmaktadır. Mikrotürbülans hızının 10 kms^{-1} ve 15 kms^{-1} olması durumunda bulunan sıcaklık değerleri sırasıyla 1.7 10^4 ve 1.16 10^4 K'dir. Burada mikrotürbülans hızının etkisinin önemi görülmektedir.

Şekil 3'teki ortalama güç spektrumları incelendiğinde, 1.0 - 1.6 mHz'lik evrimleşme frekans aralığına karşılık gelen uzun periyotlar için, gücün özellikle, fibrillerin gözlem süresi boyunca sürekli ortaya çıktıkları bölgelerde daha büyük olduğu anlaşılmaktadır. 2.4 - 4 mHz'lik frekans aralığında ise gücün büyük olduğu yerler, yine kromosferdeki ince yapıların sıklıkla ortaya çıktığı bölgelerle çakışmaktadır. 5 dakikalık periyotlara karşılık gelen bu frekans aralığında gücün özellikle fibrillerin ayak noktasına karşılık gelen ve beyaz ışık görüntülerinde yer alan parlak noktaların bulunduğu yerlerde belirgin olduğu görülmektedir. 5.2 - 8 mHz'lik frekans aralığında ise merkezî hız görüntülerinde hemen hemen her yerde mevcut olan gücün, daha alt tabakalara doğru gittikçe zayıfladığı görülmektedir. Bu, 3 dakikalık periyotlara karşılık gelen söz konusu frekans aralığındaki güç için beklenen bir durumdur. Bununla birlikte burada verilen güç spektrumlarında özellikle fibrillerin bulunduğu bölgede 5 dakikalık periyotlar da gözlenmektedir. Son yıllardaki birkaç çalışmada (Krijger ve ark. 2001; De Moortel ve ark. 2002; De Pontieu ve ark. 2003; Centeno ve ark. 2006; Vecchio ve ark. 2007) Güneş'in kromosfer ve korona tabakasında 5 dakikalık salınımların tespit edildiği bildirilmiştir. Bu çalışmalarda ağ yapı içindeki salınımlar 3 dakikalık periyotlar gösterirken, 5 dakikalık salınımlar daha çok faküler alanlarda ve ağyapı sınırlarında belirlenmiştir. 3 dakikadan daha uzun periyotlu ses dalgaları için bir filtre gibi davranan kromosferde 5 dakikalık salınımların nasıl gözlendiği hâlâ tartışılmaktadır. De Pontieu ve ark. (2007) bir plaj alanı kenarında gözledikleri aktif bölge fibrillerinde 3 dakikalık salınımların yanı sıra 5 dakikalık salınımlar da tespit etmişler ve eğimli manyetik alanların, sönümleme frekansını düşürerek fotosferik salınımların kromosferde yayılmasına izin verdiğini belirtmişlerdir. Bu çalışmada 5 dakikalık periyotlara ait gücün fibrillerde ve özellikle fibrillerin ayak noktasında büyük olması bu yapılardan sorumlu mekanizmanın manyetoses dalgaları olabileceğini düşündürmektedir.

Kaynaklar

Al, N., Bendlin, C., Hirzberger, J., Kneer, F., Trujillo Bueno, J.: Dynamics of an enhanced network region observed in Hα. Astronomy and Astrophysics **418** (2004) 1131–1139

Beckers, J. M.: Ph.D. Thesis. Utrecht University (1964)

Bendlin, C.; Volkmer, R.: The two-dimensional spectrometer in the German Vacuum Tower Telescope/Tenerife. From observations to results. Astronomy and Astrophysics Supplement **112** (1995) 371

Bray, R. J., Loughhead, R. E.: The Sun. Chapman and Hall Great Britain (1974) 0412107309

Centeno, R., Collados, M., Trujıllo Bueno, J.:Oscillations and wave propagation in different solar magnetic features. ASP Conference Series **358** (2006) 465

De Moortel, I., Ireland, J., Hood, A. W.: The detection of 3 and 5 min period oscillations in coronal loops. Astronomy and Astrophysics **387** (2002) L13–L16

De Pontieu, B., Erdélyi, R., de Wijn, A. G.: Intensity Oscillations in the Upper Transition Region above Active Region Plage. The Astrophysical Journal **595** (2003) L63–L66

De Pontieu, B., Hansteen, V. H., Rouppe van der Voort, L., van Noort, M., Carlsson, M.: High-Resolution Observations and Modeling of Dynamic Fibrils. The Astrophysical Journal **655** (2007) 624

Foukal, P.: Morphological Relationships in the Chromospheric Hα Fine Structure. Solar Physics **19** (1971) 59

Gültekin, A.: PhD Tez. İstanbul Üniversitesi, (2010)

Gültekin, A., Erdoğan Al, N.: Hα Spektrel Çizgisinde Gözlenen Kromosferik İnce Yapılara ait Fiziksel Parametreler. XVI. Ulusal Astronomi Kongresi Çanakkale, (2008)

Hansteen, V. H., De Pontieu, B., Rouppe van der Voort, L., van Noort, M., Carlsson, M.: Dynamic Fibrils Are Driven by Magnetoacoustic Shocks. The Astrophysical Journal **647** (2006) 73-76

Heinzel, P., Schmieder, B.: Chromospheric fine structure: Black and white mottles. Astronomy and Astrophysics **282** (1994) 939–954

Keller, C. U., Von Der Lühe, O.: Solar speckle polarimetry. Astronomy and Astrophysics **261** (1992) 321

Krijger, J. M., Rutten, R. J., Lites, B. W., Straus, Th., Shine, R. A., Tarbell, T. D.: Dynamics of the solar chromosphere. III. Ultraviolet brightness oscillations from TRACE. Astronomy and Astrophysics **379** (2001) 1052–1082

Marsh, K. A.: The lifetime and evolution of fibrils. Solar Physics **50** (1976) 37

Sterling, A. C., Hollweg, J. V.: A rebound shock mechanism for solar fibrils. The Astrophysical Journal **343** (1989) 985

Tsiropoula, G.: Determination of the line-of-sight velocities in the dark penumbral fibrils. New Astronomy **1** (2000) 6

Tsiropoula, G., Schmieder, B.: Determination of physical parameters in dark mottles. Astronomy and Astrophysics **324** (1997) 1183

Tsiropoula, G., Alissandrakis, C. E., Schmieder, B.: The fine structure of a chromospheric rosette. Astronomy and Astrophysics **271** (1993) 574

Vecchio, A., Cauzzi, G., Reardon, K. P., Janssen, K., Rimmele, T.: Solar atmospheric oscillations and the chromospheric magnetic topology. Astronomy and Astrophysics **461** (2007) L1–L4

Weigelt, G. P.: Modified astronomical speckle interferometry 'speckle masking'. Optics Communications **21** (1977) 55–59

TYC 1761-1246-1 SİSTEMİNİN İLK IŞIK VE DİKİNE HIZ EĞRİSİ ANALİZİ

S. Hande GÜRSOYTRAK[1], Gökhan GÖKAY[2], Zahide TERZİOĞLU[3], Birol GÜROL[4], ve Abdullah OKAN[5]

Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri, Beşevler, 06100 Ankara,
Tel:312.2126720/1319, e-posta: Hande.Gursoytrak@science.ankara.edu.tr
[2] *Tel:312.2126720/1350, e-posta:* ggokay@science.ankara.edu.tr
[3] Tel:312.2126720/1319, e-posta: terzioğlu@science.ankara.edu.tr
[4] *Tel:312.2126720/1313, e-posta:* gurol@science.ankara.edu.tr
[5] *Tel:312.2126720/1271, e-posta:*okan@astro1.science.ankara.edu.tr

Özet

Kısa dönemli W UMa türü bir örten değişen sistem olan TYC 1761-1246-1'in BVRI bantlarındaki yeni ışık eğrileri ve dikine hız eğrisi analizinden sisteme ilişkin ilk fiziksel ve geometrik parametreler elde edilmiştir. Sistemin fotometrik gözlemleri Ankara Üniversitesi Gözlemevi (AUG)'nde, 5 ve 28 Eylül 2009 ile 14 Temmuz 2010 tarihinde T40 teleskobu kullanılarak gerçekleştirilmiştir. Tayfsal gözlemler ise TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi (TUG)'nde bulunan RTT150 teleskobuna bağlı TFOSC tayfçekeriyle 9+11 no'lu optik ağ kullanılarak 18-24 Aralık 2007 tarihleri arasında elde edilmiştir. Bu çalışmada sistemin AUG'de gerçekleştirilen gözlemlerinden elde edilen yeni ışık elemanları verilmiştir. Sistemin ışık ve dikine hız eğrisinin beraberce analizi sonucunda elde edilen fiziksel ve geometrik parametreleri çalışmada yer almaktadır.

Anahtar Kelimeler: *çift yıldız, TYC 1761-1246-1, ışık eğrisi, dikine hız eğrisi, geometrik ve fiziksel parametreler*

1.Giriş

TYC 1761-1246-1 sistemi, literatürde hakkında çok fazla bilgi bulunmayan örten değişen bir sistemdir. Sisteme ASAS (All Sky Automated Survey) projesi kapsamında verilen isim; ASAS021209+2708.3 şeklindedir.

Sistemin ışık eğrisinde dikkat çeken eşit derinlikli minimumlara bakılarak TYC 1761-1246-1'in, W UMa türü bir sistem olabileceği düşünülmektedir. Sisteme ilişkin bilinen parametreler Çizelge 1'de verilmiştir. Bunun yanısıra sistem, SuperWASP projesi kapsamında ışık eğrisi elde edilen ve aynı zamanda ROSAT x ışın kaynağı olarak da bilinen 428 periyodik değişen sistemden biridir. Sistem, ROSAT kataloğunda 1RXS J021208.9+270817 şeklinde isimlendirilmiştir. SWASP projesi kapsamındaki isimlendirmesi de; 1SWASP J01208.77+270818.2 şeklindedir.

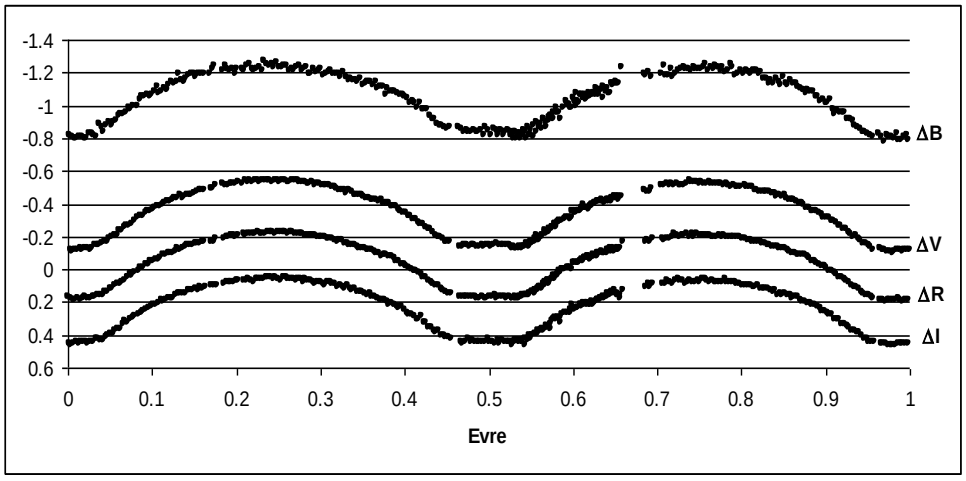
Çizelge 1 TYC 1761-1246-1 sisteminin bilinen parametreleri (Simbad veritabanı)

Parametre	Değer
α	$02^{sa}\ 12^{dk}\ 08.^{sn}77$
δ	27° 08' 18." 2
P	0.318197 gün
m_B	$10.^{m}56$
m_V	$10.^{m}02$
m_R	$9.^{m}73$

2.Gözlemler

2.1 Fotometrik Gözlemler:

TYC 1761-1246-1 sistemi, Ankara Üniversitesi Gözlemevi (AÜG)'nde bulunan 40 cm'lik Kreiken Teleskobu'na bağlı Apogee ALTA U47 CCD'si kullanılarak 5-28 Eylül ve 8 Kasım 2009 tarihlerinde B, V, R ve I filtrelerinde gözlenmiştir. Ancak yalnızca 28 Eylül 2009 tarihinde tam bir ışık eğrisi elde edilmiş diğer gecelerin gözlem verilerindense ancak minimum zamanları elde edilebilmiştir. Diferansiyel fotometri uygulanırken mukayese yıldızı olarak V bandı parlaklığı $10.^{m}18$ olan BD+26 369 ($\alpha=02^{sa}\ 12^{d}\ 11^{sn}.18$, $\delta=+27^{o}10'19".82$) yıldızı kullanılmış ve indirgemeler sırasında farklı denet yıldızları seçilerek sistematik bir değişime sahip olup olmadığı incelenmiştir.
Diferansiyel parlaklık değerleri, sistemin ve mukayese yıldızının da bulunduğu her bir fotometrik görüntü için, IRAF programı yardımıyla; bias, dark ve flat düzeltmesi yapıldıktan sonra açıklık fotometrisi yöntemi kullanılarak elde edilen parlaklık değerlerinin farkları alınarak hesaplanmıştır. Şekil 1'de TYC 1761-1246-1 sisteminin 28 Eylül 2009 tarihinde, 4 farklı filtre kullanılarak elde edilmiş ışık eğrileri görülmektedir.



Şekil 1. TYC 1761-1246-1 sisteminin AÜG'de 28 Eylül 2009 tarihinde alınmış fotometrik verilerinden elde edilen B, V, R, I bandı ışık eğrileri.

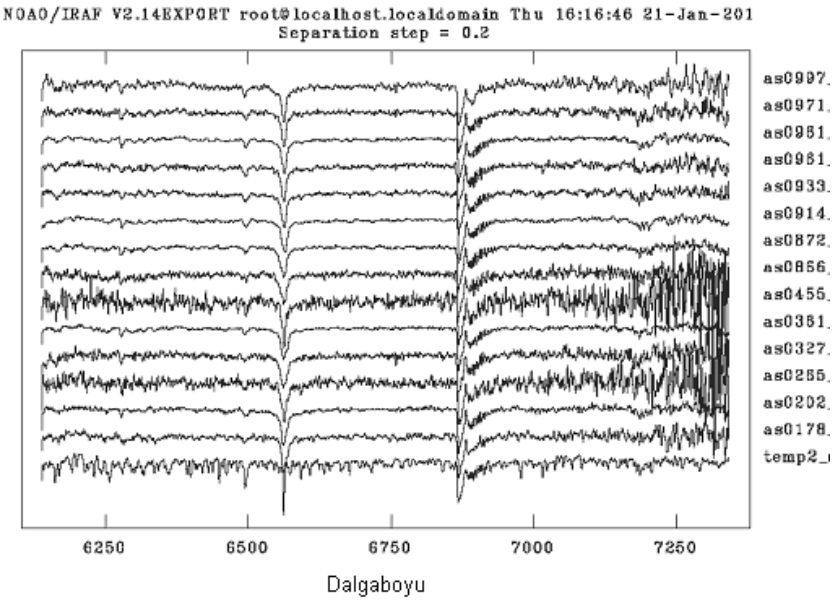
Şekil 1'deki ışık eğrileri dikkatle incelendiğinde 0.25 evresine karşılık gelen 1. maksimum ile 0.75 evresine karşılık gelen 2. maksimum seviyeleri arasında bir fark olduğu ve 2. maksimumun, 1. maksimuma göre daha altta kaldığı dikkat çekmektedir. Bu durum bileşenlerden biri üzerinde leke bulunabileceği şüphesini uyandırmıştır.
5 ile 28 Eylül ve 8 Kasım 2009 tarihlerinde gerçekleştirilen fotometrik gözlemlerden sisteme ilişkin 4 farklı minimum zamanı Kwee van Wooerden Yöntemi kullanılarak elde edilmiştir ve bulunan yeni minimum değerleri, literatürde verilen minimum zamanı ve dönem değerleri ile birlikte kullanılarak sistemin yeni ışık elemanları belirlenmiştir. Buna göre yeni hesaplanan ışık elemanları;

Min I (HJD)= 2455080.516+0.^{g}3182x E

şeklindedir.

2.2 Tayfsal Gözlemler:

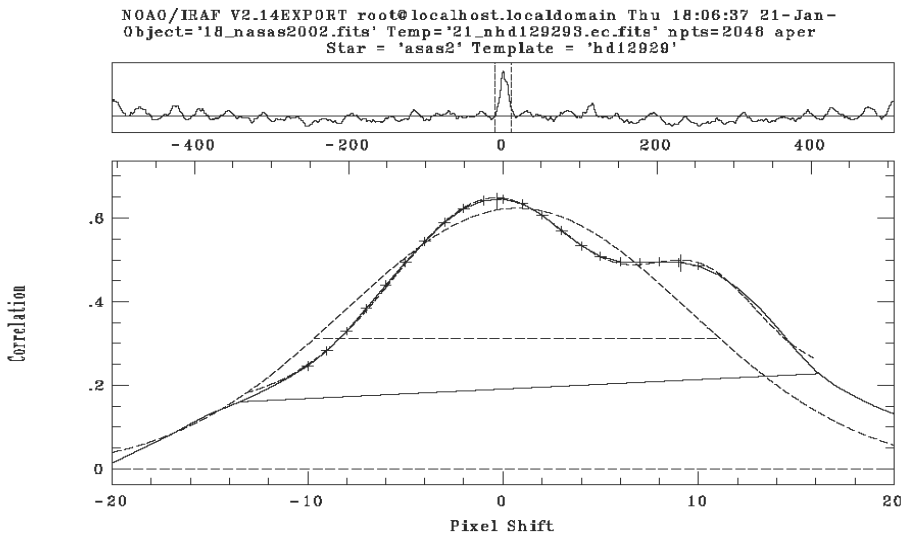
Sistemin tayfsal gözlemleri, TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi (TUG)'nde 18-24 Aralık 2007 tarihlerinde 6 farklı gecede, 1.5 metre çaplı RTT 150 teleskobuyla beraber kullanılan TFOSC (TUG Faint Object Spectrograph and Camera) tayfçekeri ile alınmış verilerden oluşmaktadır. TFOSC'a bağlı 9+11 numaralı optik ağ (grism) ile alınan verilerin çözünürlüğü ~5000 civarındadır. Sisteme ilişkin 15 ayrı tayfsal gözlem verisi elde edilmiştir. Tayf verilerinden 1 tanesi 300 saniye, 11 tanesi 600 saniye, 1 tanesi 900 saniye ve geri kalan 2 tanesi de 1200 saniye poz süresi verilerek elde edilmiştir. Veri setinde TYC 1761-1246-1 sistemi dışında bir de HD12929 (α=02^{sa} 07^{d} 10^{sn}.41, δ=+23^{o}27'44".72) yıldızına ait tek bir tayf verisi bulunmaktadır. HD12929 yıldızı, V bandında 2^{m} parlaklığa sahip bir hız standart yıldızıdır ve TYC 1761-1246-1 sisteminine ilişkin dikine hız hesaplamaları için bu standart yıldızın tayfsal gözlemi kullanılmıştır. TYC 1761-1246-1 ve HD12929 yıldızlarına ait ham veriler öncelikle IRAF programı yardımıyla incelendikten sonra, görüntü başlıklarında eksik olan bilgiler eklenmiş ve ardından tayfsal veriler üzerinde bias düzeltmesi yapılmıştır. RTT 150 teleskobuna bağlı Fairchild 447 CCD'si sıvı azotla soğutulduğundan ve bu CCD ile alınan dark görüntüleri zamana bağlı olarak doğrusal değişim göstermediğinden dark düzeltmesine ihtiyaç duyulmamıştır. Ardından flat verileri normalize edilip tüm yıldız tayfları, normalize flat verilerine bölünerek flat düzeltmesi işlemi de gerçekleştirilmiştir. Böylelikle ön indirgeme işlemi tamamlandıktan sonra tayflar çıkarılarak tek boyutlu hale getirilmiş ve ardından FeAr lamba tayfları yardımıyla dalgaboyu kalibrasyonu uygulanmıştır. Dalgaboyu kalibrasyonu yapılmış tayflara HJD düzeltmesi uygulanarak verilerin Güneş merkezine indirgenmesi sağlanmıştır. Son olarak tayfsal veriler süreklilik seviyesine normalize edilmiştir. Tüm bu işlemlerin gerçekleştirilmesi için IRAF programı kullanılmıştır. Şekil 2'de λλ6200-7300 Å aralığında, TYC 1761-1246-1 sisteminin farklı evrelere karşılık gelen tayfları ile HD12929 standart yıldızına ait tayf görülmektedir.



Şekil 2. Hız standart yıldızı HD12929'un normalize tayfı ile TYC 1761-1246-1 sisteminin farklı evrelerde normalize tayfları-3. basamak

3. Dikine Hız Eğrisinin Elde Edilmesi:

Bu aşamadan sonra süreklilik seviyesine normalize edilmiş tayflardan dikine hız değerlerinin belirlenmesi işlemine geçilmiştir. Dikine hız ölçümleri, tamamı eşel tayflarından oluşan veri seti için, her bir tayfın, her bir basamağındaki farklı elementlere ait çizgilerden yararlanılarak gerçekleştirilmiştir. 4. basamakta bulunan 5895.92Å ve 5889.95Å daki Na D çizgileri ile 6563 Å daki Hα çizgisi, 7. basamakta bulunan 5172.70 Å ve 5183.62 Å daki Mg I çizgileri ve 4861 Å daki H_β çizgisi, 10. ve 11. basamaklarda yer alan 3968.47 Å daki Ca H ve 3933.68 Å daki Ca K çizgileri gibi her bir basamaktaki uygun çizgilerden yararlanılmıştır. Ele alınan bir tayf verisi için tüm basamaklardaki farklı elemnetlerden ölçülen farklı dikine hız değerlerinin ortalaması alınarak ilgili tayf için tek bir dikine hız değeri belirlenmiştir. Bu işlemler için de yine IRAF'ta bulunan *fxcor* paketi yardımıyla çapraz korelasyon fonksiyonu yöntemi kullanılmıştır. Şekil 3'de fxcor yardımıyla gerçekleştirlen bir çapraz korelasyon fiti gösterilmektedir.

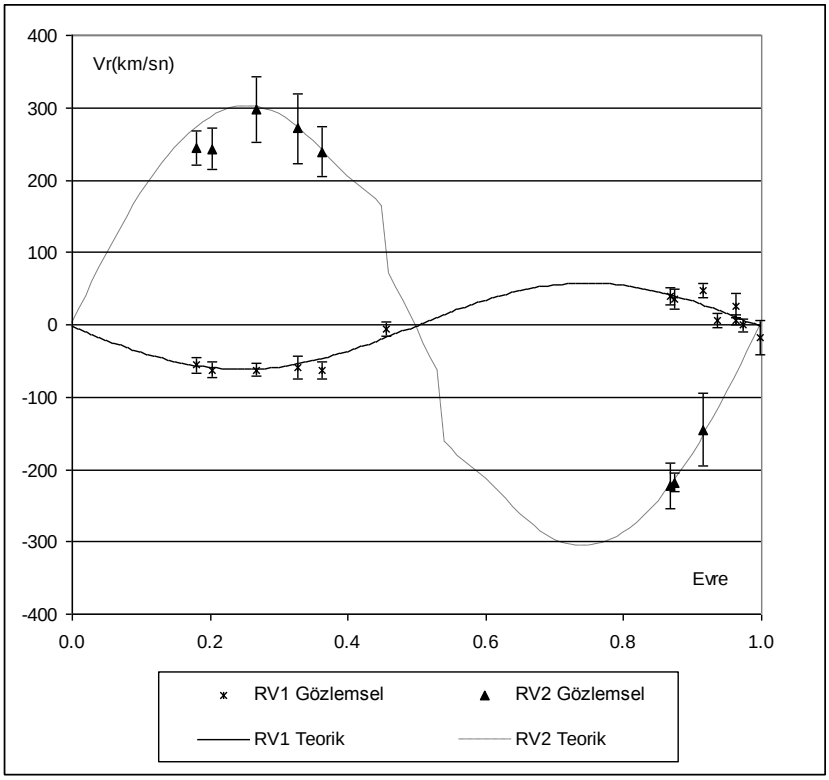


Şekil 3. TYC 1761-1246-1 sistemine ilişkin tayf üzerinde çapraz korelasyon fonksiyonu kullanılarak gerçekleştirilen fit

Çapraz korelasyon fonksiyonu kullanılarak TYC 1761-1246-1 sistemine ilişkin elde edilen dikine hız değerleri ve dikine hız eğrisi Çizelge ?.?'de ve Şekil ?.?'de gösterilmektedir.

Çizelge 2. TYC 1761-1246-1 sisteminin bileşenlerinin Çapraz Korelasyon Fonksiyonu ile elde edilmiş dikine hız değerleri

		RV_1 (km/s)		RV_2 (km/s)	
HJD	Evre	Ortalama	Standart Sapma	Ortalama	Standart Sapma
2454456.2647	0.1795	-56.0	11.5	244.4	24.2
2454458.1817	0.2038	-62.2	11.6	243.1	28.0
2454456.2924	0.2664	-62.6	8.7	297.6	46.0
2454458.2212	0.3281	-59.5	16.2	271.2	47.8
2454456.3228	0.3621	-63.5	11.7	239.3	34.7
2454456.3528	0.4563	-6.2	9.3		
2454459.3475	0.8676	39.8	11.8	-222.3	31.9
2454456.1673	0.8733	35.1	13.3	-218.5	13.0
2454453.3168	0.9153	48.4	9.3	-144.8	49.3
2454454.2776	0.9348	5.8	9.6		
2454453.3317	0.9621	6.8	6.9		
2454456.1957	0.9625	26.0	16.8		
2454454.2898	0.9729	-0.5	9.1		
2454454.2979	0.9984	-17.5	23.6		



Şekil 4. TYC 1761-1246-1 sistemi için elde edilen gözlemsel ve teorik dikine hız eğrisi

15 adet tayfsal veriden 1 tanesi dikine hız ölçümü için uygun kalitede olmadığından dikkate alınmamştır. Aynı zamanda bir yüksek lisans tezinin parçası olan bu çalışmada, kullanılan tayfsal veriler dikine hız eğrisi elde etmek amacıyla alınmamışlardır. Gerek uygun gözlem zamanlarının alınamaması, gerek hava şartlarının elverişsizliğinden ötürü tez çalışması, elde varolan verilerden dikine hız eğrisi elde edilerek tamamlanmıştır. Dolayısıyla; Çizelge 2 ve Şekil 4'e bakıldığında 14 adet dikine hız değerinin tüm evre aralığı boyunca uygun şekilde dağılmadığı ve özellikle 0.75 evresi olarak bilinen ikinci maksimum civarında hiç veriye rastlanmadığı dikkat çekmektedir. Oysa W UMa türü bir sistemde, 0.25 ve 0.75 evrelerine karşılık gelen 1. ve 2. maksimumlarda, bileşenler yan yana olduklarından her iki bileşene ait dikine hız değerlerini saptamak mümkündür. Bu sebeple mümkünse tüm evre aralığına dağılmış ve özellikle maksimumda çok sayıda nokta içeren tayfsal gözlemlerin varlığı dikine hız çalışmaları açısından çok önemlidir. Bunun dışında mevcut tayfsal verilerle ilgili en büyük eksiklerden biri de her bir gözlem gününde uygun aralıklarla alınmış hız standart yıldız gözlemlerinin bulunmayışıdır. Maalesef yalnızca 21 Aralık 2007 gecesi alınmış HD12929 yıldızına ait tayfsal veri, tüm gecelerde alınmış TYC 1761-1246-1 tayfları için, dikine hız ölçümünde standart yıldız olarak kullanılmak zorunda kalınmıştır.

4. Işık ve Dikine Hız Eğrilerinin Çözümü

Sistemin ışık eğrisi analizi Wilson-Devinney (WD) kodlarını kullanan Phoebe 0.29d arayüzü ile gerçekleştirilmiştir.
Baş bileşenin sıcaklığı 6100 K olarak alınmıştır. Kenar kararma katsayıları, Phoebe programı tarafından Van Hamme[?] tablolarından alınmaktadır. Çekim kararma üsleri $g_{1,2}$=0.32 Lucy 1967 [?] (konvektif atmosferler), yansıma katsayıları $A_{1,2}$=0.5 Rucinski[?] (konvektif atmosferler) olarak alındı. Analiz sırasında dairesel yörünge

(e=0) ve senkronize dönme ($F_{1,2}$=1) varsayılmıştır. Kütle oranı taraması için WD'de Mod-3'e karşılık gelen "Overcontact binary not in thermal contact" mod seçildi.
Sistemin ışık eğrisindeki asimetrik yapıyı leke ile modelleyebilmek için, sisteme ait başlangıç parametreleri elde edilerek, ışık eğrisinde asimetrik yapıyı en iyi temsil eden leke modeli gerçekleştirildi.

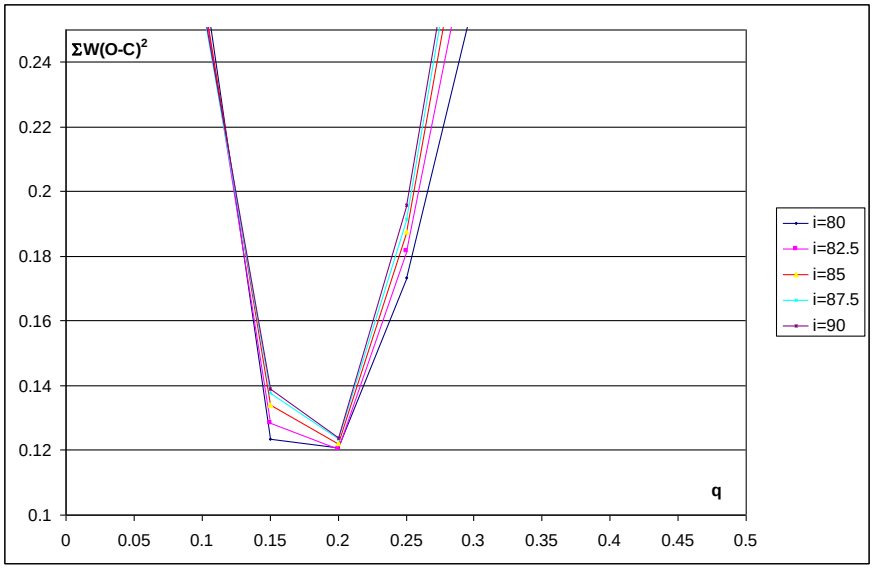
Çizelge 3. Işık ve dikine hız eğrisi analizine ilişkin parametre ve sonuçlar

Parametreler	BVRI	Parametreler	BVRI
T_1 °K	6100	r_1 (pole)	0.5
$A_1=A_2$	0.5	r_1 (side)	0.549
F1=F2	1	r_1 (back)	0.575
$g_1=g_2$	0.32	r_2 (pole)	0.243
q	0.193	r_2 (side)	0.255
i	82.5	r_2 (back)	0.3
T_2 °K	6240	$\Sigma(O-C)^2$	0.12 (B)
$\Omega_1=\Omega_2$	2.172	$\Sigma(O-C)^2$	0.0237 (V)
$L_{1B}/(L_1+L_2)$	0.79003	$\Sigma(O-C)^2$	0.0169 (R)
$L_{2B}/(L_1+L_2)$	0.20997	$\Sigma(O-C)^2$	0.0226 (I)
$L_{1V}/(L_1+L_2)$	0.79301	Enlem(rad)	1.43
$L_{2V}/(L_1+L_2)$	0.20699	Boylam(rad)	3.89
$L_{1R}/(L_1+L_2)$	0.79638	Yarıçap(rad)	0.27
$L_{2R}/(L_1+L_2)$	0.20362	Sıcaklık Faktörü	0.53
$L_{1I}/(L_1+L_2)$	0.79872		
$L_{2I}/(L_1+L_2)$	0.20128		

Çizelge 4. TYC 1761-1246-1 sistemine ilişkin mutlak parametreler

Parametre	**Değer**
M_1 ($M_\odot$)	1.427
M_2 ($M_\odot$)	0.276
R_1($R_\odot$)	1.27
R_2($R_\odot$)	0.62
M_{bol1}	4.04
M_{bol2}	5.47
Log g_1	4.39
Log g_2	4.29

TYC 1761-1246-1 sistemine ait ışık eğrisi kullanılarak Wilson- Devinney programında sistemin yörünge eğim açısı; i'ye bağlı olarak kütle oranı; q'nun nasıl değiştiğini görmek için sisteme ilişkin i-q taraması gerçekleştirilmiştir. Elde edilen sonuçlar Şekil 4.6'da verilmiştir. Taramanın sonucunda q=0.15 ve q=0.2 değerlerinin araştırılması gerektiği anlaşılmıştır. q=0.2 değeri dikine hız eğrisinden elde edilen tayfsal kütle oranı q=0.193 değeri ile de uyum göstermektedir. Bu kütle oranı değerine karşılık i-q taramasından, sistemin yörünge eğim açısının i ≅ 82.°5 olması beklenmektedir (Şekil 5).



Şekil 5. TYC 1761-1246-1 sistemi için gerçekleştirilen i-q (yörünge eğim açısı-kütle oranı) taraması

5. Sonuç

Bu çalışmada; TYC 1761-1246-1 sisteminin AÜG'de gerçekleştirilen fotometrik gözlemlerinden yeni minimum zamanları elde edilmiş ve literatürde yer alan bilgilerden yararlanılarak yeni ışık elemanları hesaplanmıştır. Literatürde TYC1761-1246-1 sisteminin dikine hız eğrisi yer almamaktadır. Dolayısıyla bir yüksek lisans tezinin (Gürsoytrak 2010) parçası olan bu çalışmada da sisteme ilişkin elde edilen ilk dikine hız eğrisi verilmiştir.

AÜG gözlemlerinden elde edilen ışık eğrisi ile TUG'da elde edilen dikine hız eğrisi beraberce çözülerek sistemin mutlak parametreleri elde edilmiştir. Buna göre sistem 0.193 kütle oranına sahip A türü bir W UMa'dır.

Çalışmada kullanılan tayfsal veriler tüm evre aralığına dağılmamaktadır, özellikle atmosferik ve aletsel etkilerin ortadan kaldırılmasında etkili olan hız standart yıldızı gözlemleri oldukça yetersizdir. Bu yüzden, daha güvenilir sonuçlar için sistemin daha duyarlı ve sistem tayflarına yakın zamanlarda ve yeterli sıklıkta alınmış hız standart yıldız tayflarını da içeren verilerinin analiz edilmesine ihtiyaç duyulmaktadır.

Sistemin ışık eğrilerinde rastlanan bazı kararsız yapıların leke etkinliğinden kaynaklanabileceği düşünülmektedir. Benzer özelliklere AH Cnc yıldızına ait çalışmada (Zhang vd. 2005) da rastlanmaktadır.

Işık eğrilerindeki kararsız yapının tam olarak aydınlatılabilmesi için sistemin uzun dönemli gözlemlerine ihtiyaç duyulmaktadır.

Kaynaklar

Gürsoytrak, S. Hande, 2010, Bazı W Uma Türü Sistemlerinin Dikine Hız Eğrisi Gözlemleri, Ankara Üniversitesi Fen Bilimleri Enstitüsü, Yüksek Lisans Tezi

Kwee, K.K., van Woerden, H., (1956), A method for computing accurately the epoch of minimum of an eclipsing variable,*BAN*, V12, 327.

Norton, A. J., Wheatley, P. J., West, R. G., Haswell, C. A., Street, R. A., Collier Cameron, A., Christian, D. J., Clarkson, W. I., Enoch, B., Gallaway, M., Hellier, C., Horne, K., Irwin, J., Kane, S. R., Lister, T. A., Nicholas, J. P., Parley, N., Pollacco, D., Ryans, R., Skillen, I., Wilson, D. M. 2007. New Periodic Variable Stars Coincident With ROSAT Sources Discovered Using SuperWASP, A&A, 467, 785.

Rucinski, S.M. 1973. The W UMa-type Systems as Contact Binaries. I. Two Methods of Geometrical Elements Determination. Degree of Contact. AcA, 23, 79.
Rucinski, S.M. 1974. The W UMa-type Systems as Contact Binaries. II. A- and W-type Systems. AcA, 24, 119.

Rucinski, S. 1998. Spectral Broadening Functions. Tr. J. of Physics, 23, 271.

Simkin, S. M., 1974. Measurments of Velocity Dispersions and Doppler Shifts from Digitized Optical Spectra. A&A, 31,129.
Statler, T. S. 1995. Bringing The Cross-Correlation Method Up to Date. AJ, 109, 1371.

Tonry, J. & Davis, M., 1979. A Survey of Galaxy Redshifts. I. Data Reduction Techniques. AJ, 84, 1511.

Valdes, F. 1990. Radial Velocity Measurements with IDENTIFY.
Valdes, F. 1991. The IRAF Spectroscopy Reduction Packages and Tasks.
Zhang, X. B., Zhang, R. X., Deng, L, 2005, Photometric Study of AH Cancri, a W UMa-Type System in M67, AJ, 129, 979

TÜBİTAK
Space Technologies Research Institute
Space Science Studies

Murat Hüdaverdi*

TÜBİTAK Space Technologies Research Institute,
METU Campus, 06531,Ankara, Turkey

Özet TÜBİTAK Space Technologies Research Institute leads and takes part in R&D projects in space technologies, electronics, information technologies and related fields. The institute aims at having a pioneering role in the national research community and assisting the industry in solving technical problems encountered. TÜBİTAK UZAY places special emphasis on developing on small satellite design, manufacturing and test, leading Turkish Space Program and initiating international collaboration in space technologies.

1 Introduction

Established in 1985, TÜBİTAK Space Technologies Research Institute (hereafter TÜBİTAK UZAY) leads and takes part in R&D projects in space technologies, electronics, information technologies and related fields. TÜBİTAK UZAY conducts its research and development activities in the following areas with its expert staff, out of which %85 are researchers and technical support personnel.
Space Technologies: Satellite systems, satellite sub-systems, satellite ground station sub-systems, satellite test and integration.
Electronics: Communication systems, electronics system design, electro-optic payloads, high-speed digital design, IC design.
Software: Computer vision, speech processing, pattern recognition, remote sensing, multimedia technologies, video processing.
Power Electronics: Power quality, compensation systems, electrical motor drives, switching power supplies, renewable energy resources.
Power Distribution Systems: Analysis of electric production and transmission systems, strategic research and development in distribution automation, Supervisory Control and Data Acquisition (SCADA) systems, master planning of distribution systems.

TÜBİTAK UZAY is a member of Committee on Earth Observation Satellites (CEOS) and a supporting member of ISPRS (International Society for Photogrammetry and Remote Sensing). It also represents Turkey in Asia-Pacific Space Cooperation Organization (APSCO).

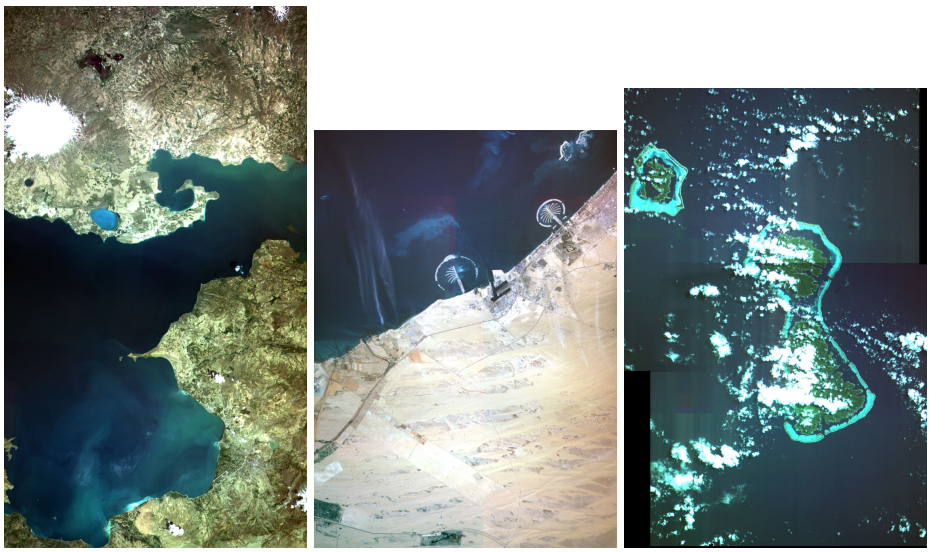
* murat.hudaverdi@uzay.tubitak.gov.tr

2 SPACE RELATED R&D PROJECTS

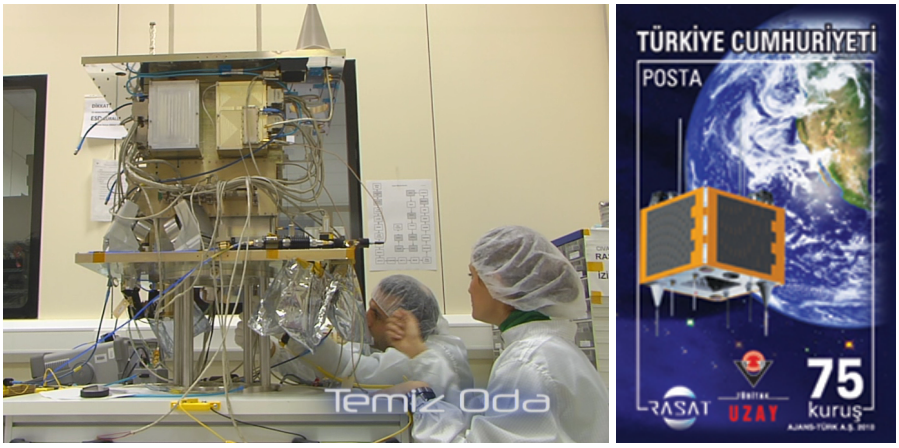
TÜBİTAK UZAY has a pioneering role in space technologies in Turkey. Some examples of our projects, which are the first seeds of the Turkish space capability are listed below.

2.1 Research Satellite (BİLSAT) Project

The aim of BiLSAT project was to initiate, develop and support small satellite technologies in Turkey. In cooperation with Surrey Satellite Technology Limited (SSTL), the infrastructure for design and manufacturing of small satellites and a ground station were established, and BİLSAT, TurkeyÕs first remote sensing satellite, was manufactured and launched. In addition, a Turkish engineering team had worked in cooperation with SSTL engineers in design, manufacturing, test and launch phases of BiLSAT. Two payloads of the satellite, GEZGİN and COBAN, were designed and manufactured by TÜBİTAK UZAY staff in Turkey and integrated into BiLSAT.
GEZGİN (Real time image processor): A satellite sub-system capable of real time multi-band image compression in compliance with JPEG2000 standard.
ÇOBAN (Multi Band Camera): An eight-band multispectral camera with a ground sampling distance of 120 m.



Şekil 1. BİLSAT images of (a) Van, Turkey, 22 May 2004 Turkish Local Time 09:49:25, (b) Dubai, United Arab Emirates, 02 February 2005, Turkish Local Time 08:15, (c) Bora Bora Islands, 02 April 2005, Turkish Local Time 20:27



Şekil 2. BİLSAT images of (a) Van, Turkey, 22 May 2004 Turkish Local Time 09:49:25, (b) Dubai, United Arab Emirates, 02 February 2005, Turkish Local Time 08:15, (c) Bora Bora Islands, 02 April 2005, Turkish Local Time 20:27

2.2 RASAT Project

With the financial support of State Planning Organization, TÜBİTAK UZAY has started the RASAT project in order to improve satellite design and manufacturing capabilities in Turkey. RASAT is planned to be launched in late 2009, and it will be the first satellite designed and built entirely in Turkey.

2.3 Satellite Sub-Systems

GEZGİN-2: The new version of the real-time JPEG2000 image compression system, GEZGİN, that will also include total integration of JPEG2000 algorithm and new image processing and encryption capabilities.
X-BAND COMMUNICATION SYSTEM: Communication system designed for low earth orbit spacecraft to provide a 100 Mb/s downlink at 7W output using an efficient power amplifier.
BİLGE (Flight Computer): A flight computer for use in space missions that require high performance, with the capability to utilize Spacewire, which is a high-speed data bus standard advocated by the European Space Agency (ESA).
Ground Station Software: Ground Station Software is the software that is used for remote command control functions of the LEO satellites such as receiving telemetry, sending telecommands, mission planning, downloading satellite images and displaying the calculated positions of the tracked satellites in 2D or 3D earth map on a graphical user interface.
Flight Software: Flight Software is a set of computer code which operates, monitors and organizes all the subsystems of a satellite to succeed the mission. To accomplish this, it configures the subsystems and monitors their operation,

records, process and produces mission and payload data. Flight software is desired to be able to autonomously decide and act against the changing mission parameters such as modified mission, or subsystem performance degradations and also should detect any subsystem fault and isolate it from the rest of the system to maintain the overall satellite mission performance above a desired level.

2.4 Absolute Radiometric Calibration at Tuz Gölü

Remote sensing applications employing quantitative approaches by establishing a correlation between radiometric data and physical properties of material under inspection has become more frequent and increased the need for accurate radiometric calibration coefficients for remote sensing sensors, in order to transform digital numbers into physical values like radiance and reflectance. Therefore, the importance of performing a calibration campaign increased significantly. Being aware of this significance, TUBITAK-UZAY is planning to build-up an absolute radiometric calibration test site in Tuz Gölü salt lake.

3 SOME OTHER PROJECTS

National Power Quality Project of Turkey A project financed by TÜBİTAK under the Support Programme for Research Projects of Public Institutions for monitoring the components affecting the power quality and the reactive power

flow in Turkish Electrical Power Transmission System. The project also includes determination and evaluation of the problems thereof and implementation of counter measures. The project is conducted in collaboration with TEİAŞ (Turkish Electricity Transmission Company), TÜBİTAK UZAY, Middle East Technical University, Hacettepe University, 9 Eylül University and Yıldız Technical University.

3.1 HESKON

A project for design, development and prototype production of an automation and control, measurement and protection system for small and medium sized

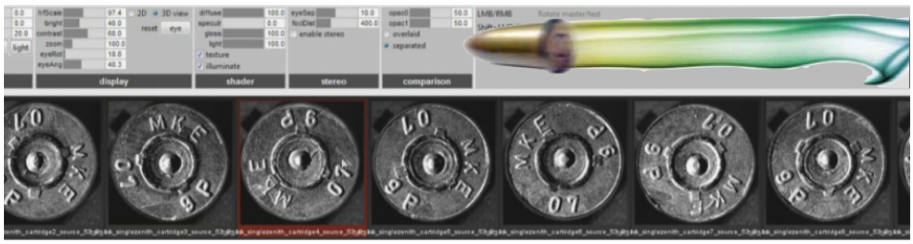
Hydroelectric Power Plants (HEPP). The project is financed by TÜBİTAK under the Support Programme for Research Projects of Public Institutions. A domestic packet solution for HEPP automation and control system will be developed for TEMSAN, which is a national public corporation supplying infrastructure for the HEPP.

3.2 SKAAS

SKAAS is a large scale digital media archiving and content management system development project. The client of the project, Radio and Television Supreme Council of Turkey, demands monitoring of more than 300 TV channels and 900 radio stations which constitutes all the broadcast content of Turkey. TÜBİTAK UZAY, with its expertise on audio/image/video processing and pattern recognition, is responsible for the development of the software component of the system, for the analysis of video, voice and image as a sub-contractor of TÜBİTAK UEKAE.

3.3 Balistika®

A project for development of a system for matching cartridge cases and bullets, using ballistic traces after firing and 3D scanning of surfaces via its own 3D shape extraction system and matching algorithm. The operator of the system can move a virtual light over the surfaces and control the visualization process,



Şekil 3. The current screenshot of cartridge case visual comparison.

as if the physical cartridge case or bullet is at hand. Balistika®'s modular design enables scalability and expandability of its capacity, both in terms of storage and processing power, depending on the workload. The system is unique in the world with its use of 3D data, its high success in matching, and its scalability.

4 Space Science

Kaynaklar

Kutdemir, E., Ziegler, B. L., Peletier, et al. 2010, A&A, **V 520**, 1–74

Hasinger, G., Altieri, B., Arnaud, M., et al. 2001, A&A, **365**, L45

Klasik Algol Dizgelerinde Kimyasal Elementlerin Göreli Bollukları

C. Ibanoğlu[1⋆] Ö.Çakırlı[1,2] A.Dervişoğlu[1] ve K. Yüce[3,4]

[1] Ege Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Bornova, İZMİR
[2] Tübitak Ulusal Gözlemevi, Akdeniz Universitesi Kampüsü, ANTALYA
[3] Ankara Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, ANKARA
[4] INAF-Osservatorio Astronomico di Trieste, Italy

Özet Yarı-ayrık Algol dizgeleri evrimleşmiş küçük kütleli bir dev yıldız ile büyük kütleli bir anakol yıldızından oluşur. Günümüzde geçerli olan senaryoya göre, başlangıçta büyük kütleli olan baş yıldızın tek bir yıldız gibi evrimleştiği, evriminin herhangi bir aşamasında Roche lobunu doldurarak küçük kütleli yıldıza madde verdiği, kütle oranının tersine dönmesiyle madde akışının hızlandığı şeklindedir. Günümüzde gözlenen yarı-ayrık dizgelerde küçük kütleli yıldızların Roche loblarını doldurdukları ve büyük kütleli yıldıza yavaşca madde verdiği şeklindedir. Küçük kütleli vericilerin başlangıç kütleleri 2 $M_{\odot}$'ten büyük ise anakol evrimi sırasında CNO çevrimi ile erke üretiminin baskın olması beklenir. Vericiler konvektif zarflı olduklarından büyük kütleli anakol yıldızına (alıcı) akan maddenin CNO çevrimi ile işlenmiş madde olması gerekir. Alıcılara akan maddenin kimyasal karışımının belirlenmesi vericinin başlangıç kütlesini tahmin etmemizi sağlar. Dolayısı ile bu yıldızlarda Güneş'e göre daha az karbon (C), daha bol azot (N) görmeliyiz. C ve N bolluklarının yaklaşık olarak bilinmesi o yıldızın başlangıç kütlesinin, dolayısı ile başlangıç yörünge döneminin bilinmesi anlamına gelir. Böylece günümüzde gözlenen verilerden yola çıkarak başlangıç koşullarına ulaşabiliriz. Bu da bize Algol dizgelerinin açısal momentum evrimleri konusunda ip ucu verecek, yörünge evrimi sırasında etkin açısal momentum kayıpları mekanizmalarını tahmin etme olanağı verecektir. Bu çalışmada Asiago Gözlemevi'nde 10-20 Mart 2009 tarihleri arasında 182 cm'lik teleskopla alınan echelle tayflardan bulunan ilk sonuçları veriyoruz. Üçü standart yıldız olmak üzere 14 Algol dizgesinin tayflarından CII λ 4267.001, λ 4267.183 ve λ 4267.261 $\AA$ çoklusunun eşdeğer genişliği ölçülmüştür. Standart yıldızlar için $\log(\mathrm{EW}/\lambda) - T_e$ değişimi elde edilmiş, CII λ 4267 $\AA$ eşdeğer genişliği ölçülebilen 12 Algol dizgesi bu diyagramda noktalanarak C elementinin bu yıldızlarda daha az olduğu gösterimiştir.

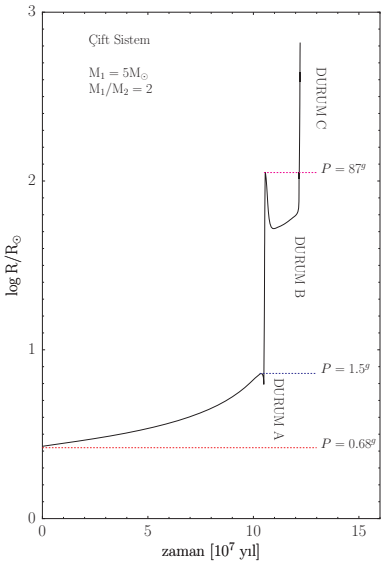
1 Giriş

Klasik Algoldizgeleri büyük kütleli, ön tayf türünden (B,A) bir anakol yıldızı ile küçük kütleli, evrimleşmiş, geri tür (F,G,K) altdev ya da dev yıldızdan

⋆ cafer.ibanoglu@ege.edu.tr

oluşur. Küçük kütleli bileşen evrim bakımından daha ileride olup toplam parlaklığa katkısı % 2-10 arasındadır. Bir yıldızın nükleer evrimi sırasında kütlesine bağlı olarak yarıçapı anakol, kırmızı dev bölgesine geçiş ve asimtotik dev ya da üstdev bölgesine geçişi sırasında önemli değişime uğrar. Bir çift yıldızın üyesi olma durumunda yıldızın genişlemesi Roche lobu ile sınırlıdır. Biraz daha büyük kütleli yıldız başlangıç yörünge dönemi yeterince kısa ise daha anakol evrimi sırasında çekirdeğinde Hidrojen bitimine doğru Roche lobunu doldurabilir. Yörünge dönemi biraz uzunsa baş yıldız anakoldan kırmızı -dev bölgesine geçişi sırasında lobunu doldurur. Yörünge dönemi çok uzunsa (100 günden büyük) baş yıldız üstdev bölgesine kadar nükleer evrimini tek bir yıldız gibi sürdürebilir. Kippenhahn ve Weigert (1967) baş yıldızın Roche lobunu doldurma yerlerine göre Algol dizgelerinin evrimini sırasıyla Durum A, B ve C olarak sınıflandırmıştır. Günümüzde geçerli olan senaryoya göre, başlangıçta büyük kütleli olan baş yıldızın tek bir yıldız gibi evrimleştiği, evriminin herhangi bir aşamasında Roche lobunu doldurarak küçük kütleli yıldıza madde verdiği, kütle oranının tersine dönmesiyle madde akışının hızlandığı şeklindedir. Günümüzde gözlenen yarıayrık dizgelerde küçük kütleli yıldızların Roche loblarını doldurdukları ve büyük kütleli yıldıza yavaşca madde verdiği şeklindedir. Günümüzde gözlenen Algol ve β Lyrae dizgeleri Durum B veya Durum AB ile açıklanabilmektedir. Teleskop ve tayfçeker teknolojisindeki ilerlemeler ve tayf analiz yöntemlerindeki iyileştirmeler ile klasik Algol dizgelerinde her iki bileşenin tayfı ortaya çıkartılabilmekte ve onların kütle, yarıçap ve etkin sıcaklıkları yüzde birkaçlık duyarlıkla ölçülebilmektedir.

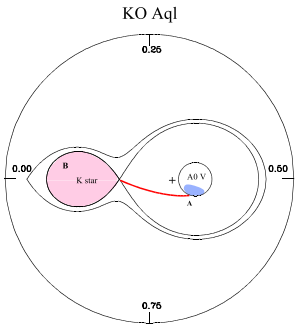
Evrimleşmiş küçük kütleli bileşenler dev ya da altdev olduklarına göre başlangıç kütleleri 2 - 2.5 $M_{\odot}$'ten büyük, anakol evrimi sırasında baskın erke üretiminin CNO çevrimi olmasını bekleriz (Schmitt ve Ness, 2002). Iben (1965, 1966)'in evrim modellerine göre 5 $M_{\odot}$kütleli bir yıldızda toplam kütlenin yaklaşık olarak yarısının nükleer tepkimeye girdiği ve çekirdekte H yanmasının sonunda bu kütle içerisinde C bolluğunun önemli oranda azaldığı, N bolluğunun ise arttığı gösterilmiştir. Bundan sonra kütle kaybeden yıldızı kısaca verici, kütle alan yıldızı da alıcı olarak adlandıracağız. Vericilerin başlangıç kütlesi şimdiki alıcılara eşit ya da daha büyük kütleli ise akan maddenin CNO çevrimi ile işlenmiş madde olması beklenir. Alıcılara akan maddenin kimyasal karışımının belirlenmesi vericinin başlangıç kütlesini tahmin etrmemizi sağlar. Dolayısı ile bu yıldızlarda Güneş'tekine göre daha az karbon (C), daha bol azot (N) görmeliyiz. C ve N bolluklarının yaklaşık olarak bilinmesi o yıldızın başlangıç kütlesinin dolayısı ile başlangıç yörünge döneminin bilinmesi anlamına gelir. Böylece günümüzde gözlenen verilerden yola çıkarak başlangıç koşullarına ulaşabiliriz. Bu da bize Algol dizgelerinin açısal momentum evrimleri konusunda ip ucu verecek, yörünge evrimi sırasında etkin açısal momentum kayıpları mekanızmalarını tahmin etme olanağı verecektir.



Şekil 1. 5 $M_\odot$kütleli bir yıldızın nükleer evrimi sırasında yarıçapında beklenen değişim.

2 Nükleer evrim sırasında yarıçap değişimi

Şekil 1'de 5 $M_\odot$kütleli bir yıldızın nükleer evrimi sırasında yarıçapındaki değişim gösterilmiştir. Böyle bir yıldız yaklaşık 110 milyon yılda çekirdeğinde hidrojen yakmayı tamamlar ve yarıçapını büyütür. Bu sırada Roche lobunu doldurması onun bileşenleri arasındaki uzaklığa başka bir deyişle yörünge dönemine bağlıdır. Yıldız bu aşamada Roche lobunu doldurursa Durum A türü kütle aktarımı başlar. Yörünge dönemi çok uzunsa yıldız lobunu kabukta hidrojen yakma aşamasında doldurabilir ki bu da Durum B'ye karşılık gelir. Başlangıçta büyük kütleli olan yıldızın nükleer evrimi sırasında yarıçapını büyüterek karşılık gelen lobunu doldurmasıyla öteki bileşene madde vermeye başlar. Bu madde ya doğrudan alıcının yüzeyine çarpar ya da onun çevresinde bir disk oluşturur. Bu da tamamen alıcının kesirsel yarıçapına bağlıdır. Lubow ve Shu (1975) tarafından gösterildiği gibi kütle alan bileşenin kesirsel yarıçapı $r_1 < 0.10$ ise akan madde alıcı çevresinde bir disk oluştururken, tersi durumda doğrudan alıcının yüzeyine çarpar. Yörünge dönemi 5-6 günden uzun olan Algol dizgelerinde bileşenler arasındaki uzaklık da büyük olup alıcının kesirsel yarıçapı küçüktür. Dolayısı ile bu dizgelerde alıcı çevresinde bir diskin oluşması beklenir. Gözlemler de bunu doğrulamaktadır (Mercedes, 1999). Şekil 2'de KO Aql örten çifti için Soydugan ve ark.(2007) tarafından oluşturulan model gösterimektedir. Alıcıya gelen madde yüksek açısal momentum taşıdığından onun kendi ekseni çevresindeki dönüşünü hızlandırır. Klasik algol dizgelerinde kütle alan bileşenler genellikle hızlı dönerler. Diskli yıldızların dönme hızları daha yüksektir ve gözlemlerle kanıtlanmıştır (Glazunova ve ark. 2008).



Şekil 2. KO Aql örten çift yıldızı için Soydugan ve ark. (2007) tarafından oluşturulan model. Vericiden akan madde alıcının kesirsel yarıçapı 0.1'den büyük olduğu için yıldızın yüzeyine doğrudan çarpmakta ve bir parlak leke oluşturmaktadır. Gelen madde yüksek açısal momentum aktardığından alıcının kendi ekseni çevresindeki dönmesini hızlandırır.

3 Açısal momentum evrimi

Klasik Algol dizgelerinde yörünge döneminin 5-6 günden uzun olanlarla bundan daha kısa olanların birbirinden ayrıldığı bilinmektedir (Ibanoglu ve ark. 2006). Bir Algol dizgesinin açısal momentumu,

$$J_{top} = M_1 a_1^2 \frac{2\pi}{P} + M_2 a_2^2 \frac{2\pi}{P} + I_1 \frac{2\pi}{P} + I_2 \frac{2\pi}{P} \quad (1)$$

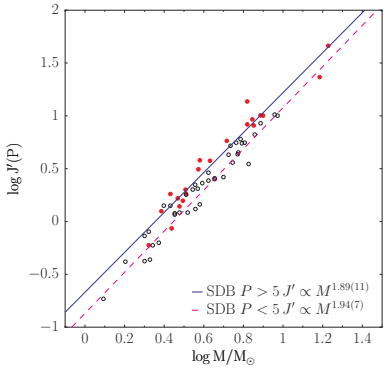
bağıntısı ile hesaplanabilir. Burada M_1 ve $M2$ bileşenlerin kütleleri, a_1 ve a_2 kütle merkezleri çevresinde çizdikleri yörüngelerin yarıçapları, P yörünge dönemi, I_1 ve I_2 ise bileşenlerin kendi eksenleri çevresindeki dönme atalet momentleridir. Dönme açısal momentumları yörünge açısal momentumunun yüzde birkaçını geçmediğinden boşlanabilir. Bu denklemin türevini alır, biraz düzenlersek,

$$J(P) = [G^2/2\pi] q (q+1)^{-2} M^{5/3} P^{1/3} \quad (2)$$

veya

$$J(P) = 1.24 \times 10^{52} q (q+1)^{-2} M^{5/3} P^{1/3} \quad (3)$$

elde ederiz. Burada toplam kütle Güneş kütlesi, yörünge dönemi ise gün birimindedir. Yörünge açısal momentumun büyüklüğü bakımından klasik Algol dizgelerinin ikiye ayrıldığını görüyoruz. Yörünge dönemi 5-6 günden uzun olanların kütlelerine göre daha fazla açısal momentum gösterdiklerini görüyoruz (Şekil 3). Diskli yıldızların daha fazla açısal momentum taşıması onların daha az açısal momentum kaybettiklerini gösterir.



Şekil 3. Klasik Algol dizgelerinin yörünge açısal momentumları.

4 Aktarılan maddenin kimyasal bileşimi

Algol dizgelerinde kimyasal elementlerdeki bolluk farklılıkları Plavec (1973) ve Parthasarathy ve ark. (1979) tarafından bulunmuştur. Naftilan (1976)'ın yaptığı bir çalışma ile klasik Algol yıldızlarından U Sagittae'in evrimleşmiş bileşeninde metal elementleri biraz az fakat Sm,La,Sr, Ce, ve Zr gibi s-işlemi elementlerinin biraz fazla olduğu sonucuna varılmıştır. Daha sonra Parthasarathy ve ark.(1979) benzer bir çalışmayı U Cephei için yapmış evrimleşmiş bileşende metal ve s-işlemi elementlerin bolluklarının normal yıldızlardan farklı olmadığı sonucuna varmışlardır. Parthasarathy ve ark.(1983) U Cep ve U Sge'nin tayflarını başka bir açıdan incelemişler ve yoldaş yıldızların atmosferlerinde metal bollukları normal görünürken C bolluğunun az, N bolluğunun ise çok fazla göründüğünü bulmuşlardır. Bu bolluklar, doğrudan atomik çizgiler yerine, λ 4290-4328 A arasındaki CH molekül çizgileri ve λ 4190-4223 A ve λ 3860-3887 A bölgelerine düşen CN molekül çizgilerinden belirlenmiştir. İlk kez Tomkin ve Lambert (1989) çok sönük olan yoldaş yılızlar yerine daha parlak olan baş yıldızların tayfından C,N bolluklarını belirlemeye çalışmışlardır.

IUE tayflarından C bolluğu analizi ilk kez Cugier ve Hardorp (1988) ve Cugier (1989) tarafından yapılmıştır. Aynı yıldızların optik tayfları Tomkin ve ark. (1993) tarafından incelenmiştir. Sekiz Algolün karbon bolluğu görsel bölgedeki C II λ 4267 A çizgisinden bulunmuştur. Verici yıldızlarda C bolluğunun düşük olduğu görülmüştür. Ancak, görsel bölgedeki C II λ 6578 ve 6582 çizgileri ile görsel ve yakın kırmızı-ötedeki N I ve O I çizgilerine bakılmamıştır. Daha sonra Tomkin ve ark. (1993) Algol türü sekiz dizgenin baş yıldızlarında C II λ 4267 A çizgisini kullanarak C bolluğunun aynı tayf türünden tek yıldızlara göre daha düşük olduğunu gösterdiler. Böylece, Cugier ve Hardorp (1988) tarafından moröte IUE tayflarından bulunan sonuçlar doğrulanmış oluyordu. Tomkin ve Lambert (1994) 11 saatlik tamtutulma sırasında V356 Sgr'nin A2 II tayf türünden yoldaş yıldızının optik tayfını almayı başarmışlardır. Yakın kırmızıöte CI, NI, OI ve FeII çizgilerinden (λ 6147-9112) C, N, O ve Fe bolluk-

larını belirlemişlerdir. $[C/Fe]$ bolluk oranı mukayese yıldızlarına göre oldukça düşük görünürken $[N/Fe]$ oranında önemli bir değişiklik görülmemiştir.

Öte yandan, C ve N bollukları Chandra ve XMM-Newton uyduları ile alınan X-ışın tayflarından Algol'ün koronasındaki C ve N bollukları belirlenmiş, her C atomuna karşılık 8.2 N atomunun olduğu bulunmuştur. Sayıları az olsa da yapılan gözlemler, X-ışın tayfları (Schmitt,J.; Ness,J.-U., 2002, 2004) dışında, azot bolluğunun soğuk yıldızlar için yakın kızılöte (λ 7442-8728Å), sıcak yıldızlar için ise görsel bölge (λ 4600-5700Å) tayflarından da bulunabileceği gösterilmiştir (Cunha ve Lambert, 1994). Chandra tayfları Drake (2003) tarafından da incelenmiş, Algol B ile aynı fiziksel özellikleri taşıyan HR 1099 ile karşılaştırılmıştır. Algol B'deki N bolluğunun HR 1099'a kıyasla 3 kat fazla olduğu bulunmuştur. Buradan giderek Algol B'nin kütlesinin en azından yarısını kaybettiği sonucuna varmışlardır.

5 Gözlemler ve indirgeme

Gözlemler Asiago gözlemevi'nin 182 cm lik teleskobu ile 10 - 20 Mart 2009 tarihleri arasında yapılmıştır. REOSC Echelle tayfçeker ve buna bağlı 1.1Kx1.1K piksel sayılı E2V CCD kamerası kullanılmıştır. Gözlenecek yıldızlarımızın parlaklıklarına uygun olması nedeni ile 150 ll/mm'lik şebeke türü (grating type) seçilmiştir. Gözlenebilen otuz sıradan (order) tayfın mavi bölgesinde olanlar arasında boşluk olmazken görsel ve yakın kırmızıöte bölgesinde bulunan sıraların arasında boşluklar bulunmaktadır (50 Å - 100 Å). Alınan tayflar 3700 – 7400 Å aralığını kapsamaktadır. Ayırma gücü H_α bölgesinde 20 000, S/N oranı 120 yöresindedir. İndirgemede kullanılmak üzere Halojen Flat, Bias tayfları ile dalgaboyu kalibrasyonunda kullanılacak Th-Ar lambasının tayfları alınmıştır. İndirgemeler için IRAF (Image Reduction and Analysis Facility) paket programı kullanıldı. İndirgemede masterbias ve masterflat görüntüsünün oluşturulması, bias düzeltmesi, flat tayfının çıkarılması ve bölünmesi, tayfın ışık saçılmasından arındırılması ve dalgaboyu kalibrasyonu yapılması adımları izlendi. İndirgenmiş tayflar normalize edilerek eşdeğer genişlikleri ölçüldü. Bize verilen gözlem zamanı diliminde 10 gece gözlem yapılmıştır. Standart yıldızlar olarak HR1141, HR1320, HR6588 ve HR7001 seçilmiştir. Mukayese yıldızlarının özellikleri Çizelge 1'de verilmiştir. Bu veriler SIMBAD veri tabanından alınmıştır. Çizelge 2'de ise proje kapsamında tayflarını aldığımız yıldızları oluşturan bileşenlerin fiziksel özellikleri çeşitli kaynaklardan derlenmiştir.

6 Analiz

Klasik Algol dizgelerinde baş yıldızlar genellikle B ya da ön tür A yıldızlarıdır. Dolayısıyla CII 4267.261 çoklusu tayflarda belirgin olarak ortaya çıkar. Bu çalışmada öncelikle CII 4267 çizgisinin eşdeğer genişliğinin (EW) ölçümü yapılmıştır. Bu çizginin EW değerleri CII atomunun uyartılmasına bağlıdır, başka bir deyişle yıldızın etkin sıcaklığının fonksiyonudur. Öncelikle standart olarak seçilen yıldızların tayflarından CII 4267 çizgisinin eşdeğer

Çizelge 1. Mukayese yıldızlarının özellikleri

	HR1141	HR1320	HR6588	HR7001
V	5.653	4.280	3.794	0.03
B-V	-0.079	-0.066	-0.158	0.00
Tayf türü	B6V	B3IV	B3IV	A0V
HD	23300	26912	160762	172167
BD	+45 811	+08 657	+46 2349	+38 3238
HIP	17584	19860	86414	91262
d (pc)	318	133	152	8
Özel adı	—	49 Tau	ι Her	Vega
T_e	14300	15700	17600	—
CII 4267 EW(mA)	107	146 205 ± 5	—	
$\log(EW/\lambda)$	-4.601	-4.466	-4.320	—

genişlikleri ölçülmüştür. Bu çizginin sıcaklığa göre davranışını belirlemek için yıldızların etkin sıcaklıklarının bilinmesi gerekir. Ön tür yıldızların etkin sıcaklıklarını belirlemek için moröteden kızılöteye kadar farklı renk ölçekleri kullanılmıştır. Bunlardan bazıları Flower (1977), Popper (1980), Straizys ve Kurieliene (1981), Schmidt-Kaler (1982), de Jager ve Nieuwwenhuijzen (1987), Napiwotzki ve ark. (1993), Alonso ve ark. (1996) ve Drilling ve Landolt (2000), Netopil ve ark.(2008), Straizys ve ark.(2008) tarafından verilen ve sıkça kullanılan Renk-Sıcaklık diyagramlarıdır. Çok sıcak yıldızlara gidildikçe renklerden bulunan sıcaklıklar arasındaki farklar 4000-5000 K'i bulmaktadır. Bu nedenle, gözlediğimiz standart yıldızların ve Algol dizgelerinin baş yıldızlarının sıcaklıklarını aynı renk-sıcaklık diyagramını kullanarak belirlemeyi uygun bulduk. $T_e > 11\ 000$ K için orta-band ışıkölçümünün c_0 renk farkları ve [u-b] renklerinin iyi bir sıcaklık belirteci olduğu Napiwotzki ve ark. (1993) tarafından gösterilmişti. $9500 < T_e < 30000$ K sıcaklık aralığı için,

$$\theta = 0.1692 + 0.2898[u-b] - 0.0195[u-b]^2 \tag{4}$$

bağıntısı elde edilmişti. Burada $\theta = 5040/T_e$ dir. Standart ve değişen yıldızların uvby ölçümleri Hilditch ve Hill (1975) ve Hauck ve Memilliod (1998)'un verilerinden alınmıştır. Yıldızlararası ortamın etkisinden arındırılmış [u-b] renkleri,

$$[u-b] = (u-b) - 1.60(b-y) \tag{5}$$

bağıntısıyla hesaplanmıştır (Oblak ve ark.,1980; Alfaro ve Delgado, 1991).

Çizelge 1'in son üç satırında standart olarak gözlenen HR1141, HR1320, HR6588 ve HR7001 yıldızlarının bu çalışmada belirlenen K biriminde etkin sıcaklık, CII 4267 çizgisinin mA biriminde eşdeğer genişlik ve $\log(\mathrm{EW}/\lambda)$ değerleri verilmiştir. HR7001 (Vega)'in gözlemlerinde bu çizginin ölçülemeyecek kadar sığ olduğu görülmüştür. Daha önce Tomkin ve ark. (1993) üçü yukarıda verilen yıldızlar olmak üzere standart sekiz yıldızın CII 4267 çizgisinin eşdeğer genişlikleri ölçmüştü. HR1141, 1320 ve 6588 yıldızlarının Tomkin ve ark.

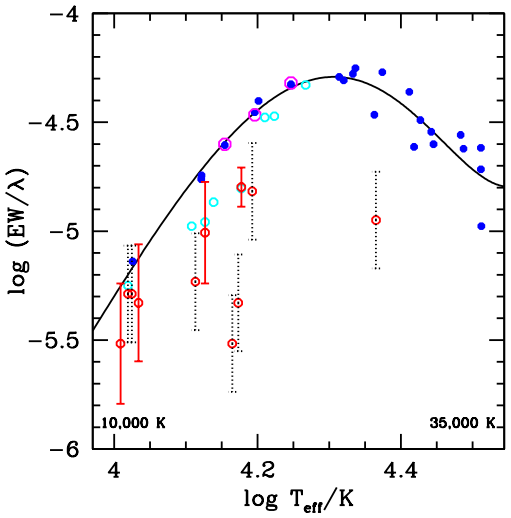
tarafından ölçülen eşdeğer genişlikleri 106, 186 ve 199 mA olup bizim ölçülerimiz 107, 146 ve 204 mA değerleriyle uyuşmaktadır. Bunun dışında Kane ve ark.(1980) ve Kilian ve Nissen(1989) tarafından bazı B yıldızlarının CII 4267 çizgisinin eşdeğer genişliklerini ölçmüşlerdi. Bu verilerin tümü derlenmiş, ortaband ışıkölçümleriyle etkin sıcaklıkları hesaplanmış ve Şekil 4'de log(EW/λ) değerlerinin etkin sıcaklığa göre değişimi gösterilmiştir. Eşdeğer genişlik 10000 K'den 21000 K dolayına kadar artmakta ve sonra yeniden azalmaktadır. Log(EW/λ) nın T_e'ye göre değişimi bir polinom ile kabaca temsil edilerek sürekli çizgiyle gösterilmiştir.

Asiago Gözlemev'inde tayfları alınan Algol dizgelerinden onikisinin tayflarında CII 4267 çizgisi ölçülebilecek yeğinliktedir. Bu yıldızların ölçülen eşdeğer genişlikleri Çizelge 2'de verilmiştir. S Cnc, U CrB, TW Dra ve TX UMa'nın dörtten çok tayfı alındığından eşdeğer genişliklerin standard sapmaları hesaplanabilmiştir. Bu dört yıldızda eşdeğer genişliklerin ortalama yanılgısı % 24 dolayındadır. Şekil 4'te bu yanılgılar sürekli çizgilerle gösterilmiştir. Öteki yıldızların yanılgılarının da bu dolayda olacağı varsayımı ile onlarda beklenen yanılgılar da kesikli çizgilerle gösterilmiştir. Eşdeğer genişlikleri 10 mA'ün altında kalan yıldızlar için ölçüm yapılmamıştır. Karşılaştırma amacıyla daha önce Tomkin ve ark.(1993) tarafından bulunan değerler de bu şekil üzerinde noktalarla gösterilmiştir. Klasik Algol dizgelerinde kütle alan sıcak bileşenlerin aynı sıcaklıktaki olağan anakol yıldızlarına göre CII çizgilerinin eşdeğer genişliklerinin daha küçük olduğu, başka bir deyişle C bolluğunun az olduğu görülmektedir. Şekil 5'te standat yıldızlardan HR 6588 ve HR1320 ile U CrB, TX UMa ve δ Lib'in tayflarından λ 4260-4360 A aralığı örnek olarak gösterilmiştir. λ 4340'daki H_γ çizgisi tayfta baskın olarak görülmektedir.

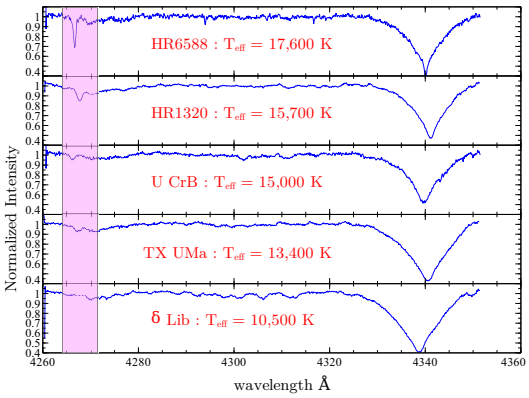
Bu çalışma TÜBİTAK tarafından 109T708 nolu proje olarak desteklenmektedir. Gözlemler Asiago Gözlemevi ve TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nin olanakları ile sürdürülmektedir. Bu kuruluşlara içten teşekkürlerimizi belirtmek istiyoruz. XVII. Ulusal Astronomi Kongresi'ni başarıyla sonuçlandıran başta Prof.Dr.Aysun AKYÜZ olmak üzere Düzenleme Kurulu'nda görev alan tüm arkadaşlarımızı kutluyoruz.

Çizelge 2. Gözlenen klasik Algol dizgelerinin parlaklık, renk, tayf türü, etkin sıcaklığı, ve CII 4267 çoklusunun ölçülen eşdeğer genişlikleri (mili Angström) ve log(EW/λ) değerleri.

Yıldız	V	B-V	Tayf	T_e	EW(mA)	log(EW/λ)
IM Aur	8.11	-0.04	B7V	14900	20	-5.329
S Cnc	8.35	0.09	B9V	10800	20 ± 6	-5.329
U Cep	6.92	0.00	B8V	14600	13	-5.516
GT Cep	8.25	0.24	B8	23200	48	-4.949
U CrB	7.66	0.125	B7V	15000	68 ±7	-4.798
V548 Cyg	8.54	0.17	A1V	10600	22	-5.288
TW Dra	7.464	0.286	K0III	10200	13 ±4	-5.516
RY Gem	8.68	0.20	A2V	9000	13	-5.516
δ Lib	4.95	-0.01	B9.5V	10500	22	-5.288
DM Per	7.95	0.08	B6V	15600	65	-4.817
HU Tau	5.857	-0.019	B8V	13000	25	-5.232
TX UMa	7.06	—	B8V	13400	42 ±11	-5.007



Şekil 4. Standart B yıldızlarının ve Klasik Algol dizgelerinin CII 4267 çizgisinden bulunan log(EW/λ) değerlerinin etkin sıcaklığa göre değişimi. Klasik Algol dizgeleri için bu çalışmada bulunan log(EW/λ) değerleri standart sapmaları ile gösterilmiştir. Tomkin ve ark. tarafından bulunan değerler ise yeşil noktalarla gösterilmiştir.



Şekil 5. Standart yıldız HR6588 ve HR1320 yıldızları ile klasik algol dizgelerinden U CrB, TX UMa ve Delta Lib yıldızlarında tayfın 4260-4360 A dalgaboyu aralığının görünümü. 4340 A'deki H_γ çizgisi baskın olarak görülmektedir. Dikine hızlar nedeniyle bir düzeltme yapılmamıştır.

Kaynaklar

Alfaro, E.J., Delgado, A.J., 1991, AA, 241,69
Alonso, A., Arribas, S., Martinez-Roger, C.,1996,AA, 313, 873
Cugier, H., 1989, AA, 214, 168
Cugier,H. and Hardorp, I., 1988, AA, 202, 101
Cunha, K., Lambert, D.L., 1994, ApJ, 426, 170
De Jager, C, Nieuwenhuijzen, H., 1987, AA, 177, 217
Drake, J.J., 2003, ApJ, 594, 496
Drilling,J.S., Landolt, A.U., 2000, Allen's ApQ.
Flower,P.J., 1977, AA,41,391
Glazunova, L.V., Yushchenko, A.V., Tsymbal, V.V.,ve ark., 2008, AJ, 136, 1736
Hauck, B., Mermilliod, M, 1998, AAS, 129, 431
Ibanoglu,C.,Soydugan,F.,Soydugan,E.,Dervisoglu,A., 2006, MNRAS, 373, 435
Ibanoglu,C., 2007, MNRAS, 379, 1533
Iben, I., 1965, ApJ, 142, 1447
Iben, I., 1966, ApJ, 143, 483
Iben, I., 1967, Ann. Rev. A&A, 5, 571
Kane, L., McKeith, C.D., Dufton, P.L., 1980, AA, 84, 115
Kilian, J., Nissen, P.E., 1989, AAS, 80, 255
Kippenhahn,R. and Weigert, A., 1967, Zts. f. Ap. 65,251
Lubow,S.H., Shu,F.H., 1975, ApJ, 198, 383
Mercedes, R., 1999,
Napiwotzki, R.,Schönberner,D., Wenske, V., 1993, AA, 268, 666
Netopil, M., Paunzen, E., Maitzen, H.M., North, P., Hubrig, S., 2008, AA, 491, 545
Oblak, E,. Considere, S., Chareton, M., 1980, AAS, 24, 69
Paczynski, B., 1971, Ann.Rev. A&A, 9, 183
Parthasarathy, M., Lambert, D.L.,Tomkin, J., 1979, MNRAS, 186, 391

Plavec, M., 1973, in Extended Atmospheres and Circumstellar Matter in Spectroscopic Binary Systems, IAU Symp. No. 51, ed. B.H.Batten, p.216
Popper,D.M.,1980, ARA&A, 18,115
Sarna, M.J., 1992, MNRAS, 259, 17
Schmidt-Kaler, Th., 1982, in Landolt-Börnstein, New series,2, eds. K.Shaifers, H.H. Voigt, 451
Schmitt, J.H.M.M., Ness, J.-U., 2002, AA, 388, L13
Schmitt, J.H.M.M. and Ness, J.U., 2004, AA, 415, 1099
Soydugan, F., Frasca,A., Soydugan, F., Catalano,S.,Demircan, O.,
Straizys, V., Corbally, C.J., Laugalys, V., 2008, Bal.Astron. 17, 125
Straizys, V., Kurieliene, G., 1981, ApSS, 80, 35
Tomkin, J., Lambert, D.L., 1994, PASP, 106, 365
Tomkin, J., Lambert, D.L., Lemke, M., 1993, MNRAS, 265, 581

SWIFT J1626.6-5156 X-ışını Atarcasının Zamanlama ve Tayf Analizi

Sıtkı Çağdaş İnam[1⋆], Burçin İçdem[2], Altan Baykal[2]

[1] Başkent Üniversitesi Elektrik-Elektronik Mühendisliği Bölümü, 06530 Ankara
[2] ODTÜ Fizik Bölümü, 06531 Ankara

Özet Bu makalede, atım periyodu 15,35s ve yörünge periyodu 132,89gün olan SWIFT J1626.6-5156 X-ışını atarcasının zamanlama ve X-ışını tayf analiz sonuçları sunulmaktadır. Analizi yapılan RXTE gözlemleri MJD 53724 ve MJD 55113 zaman aralığındadır. Bu gözlemlerden yararlanılarak, kaynağın dönüş frekansı zaman serisi elde edilmiştir. Kaynağın atım frekans türevi ile 3-20 keV soğurulmamış X-ışını akısı arasında bir ilinti olduğu da gösterilmiştir. Ayrıca kaynağın X-ışını tayfı çalışılmış ve tayfın X-ışını akısı azaldıkça yumuşadığı bulunmuştur.
Anahtar kelimeler: kütle aktarımı, kütle aktarım diski, nötron yıldızları, X-ışını çiftleri, SWIFT J1626.6-5156

1 Giriş

İlk kez SWIFT Burst Alert Telescope (BAT) tarafından gözlenen SWIFT J1626.6-5126, atım periyodu 15,35s olan bir geçici X-ışını atarcasıdır (Palmer et al. 2005). Bu kaynağın yörünge periyodu ise 132,89 gündür (Baykal et al. 2010). Kaynağın ışık eğrisinde yaklaşık 47 ve 72,5 gün aralığında periyoda sahip değişimler de gözlenmiştir (DeCesar et al. 2009). Kaynağın geçici karakteri düşünüldüğünde Be tipi bir eş yıldıza sahip olması muhtemel görünmektedir. Kesinleşmemiş aday eş yıldız, 2MASS 16263652-5156305 kaynağıdır (Rea et al. 2006). Bu yıldız güçlü bir H-α ışımasına sahiptir. Aynı zamanda kızılötesi bandında olağandışı sönük olan (J=13.5, H=13, K=12.6) bu olası eş yıldız, bize SWIFT J1626.6-5126 kaynağının bulunduğu çift yıldız sisteminin sıradışı bir X-ışını/Be çifti olduğu fikrini vermektedir.

SWIFT J1626.6-5126 kaynağının Rossi X-ray Timing Explorer (RXTE) üzerindeki Proportional Counter Array (PCA) dedektörleri tarafından MJD 53724 ve MJD 54410 arasında yapılan gözlemleri daha önce çalışıldı (Baykal et al. 2010). Bu çalışmada hem kaynağın zamanlama çözümü bulunarak yörünge parametreleri elde edildi hem de uzun dönemli frekans zaman serisi elde edildi. Ayrıca o çalışmada 47 ve 72.5 gün periyodlu değişimler de incelendi.

Bu makalede, Baykal et al. (2010) tarafından yapılan zamanlama analizini temel alarak, MJD 55113 gününe kadar yapılmış RXTE-PCA gözlemlerini de zamanlama analizi çalışmamıza dahil ettik. Bu zamanlama analizi çalışmasından

⋆ e-posta: inambaskent.edu.tr

yararlanarak kaynağın frekans türevlerini hesapladık. Aynı zamanda MJD 53724 ve MJD 55113 tarihleri arasındaki RXTE-PCA gözlemlerinden yararlanarak kaynağın X-ışını tayfını da analiz ettik. Makalenin 2. bölümünde kullanılan gözlemlerden bahsedilmektedir. 3. bölümde zamanlama, 4. bölümdeyse X-ışını tayf analizi anlatılmaktadır. 5. bölümde ise elde edilen sonuçlar tartışılacaktır.

2 Gözlemler

Bu çalışmada RXTE üzerinde bulunan PCA dedektörlerinin (Jahoda et al. 1996) SWIFT J1626.6-5126 kaynağı gözlemleri çalışılmıştır. Toplam gözlem zamanı yaklaşık 449ks olan bu gözlemler MJD 53724 ve MJD 55113 zaman aralığında yapılmıştır. Her biri 1-2 ks civarında olan toplam 411 gözlem bulunmaktadır. Bu çalışmada daha önce Baykal et al. (2010) tarafından yapılan çalışma genişletilmiş ve kaynağın X-ışını tayfı da konu edilmiştir.

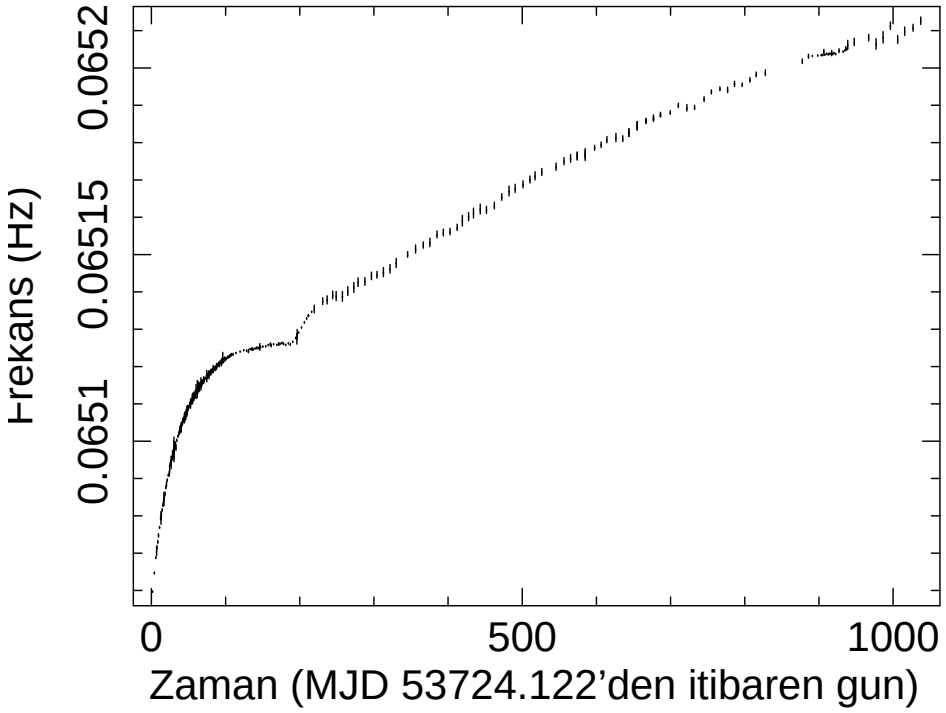
MJD 53964'e kadar olan gözlemler her 2-3 günde bir yapılmış her biri 1-2 ks uzunluğunda olan gözlemlerdir. Daha sonraki gözlemler ise aralarında yaklaşık 0,3-0,6 gün bulunan birbirlerinden yaklaşık 9-10 gün kadar uzak gözlem çiftlerinden oluşmaktadır.

3 Zamanlama Analizi

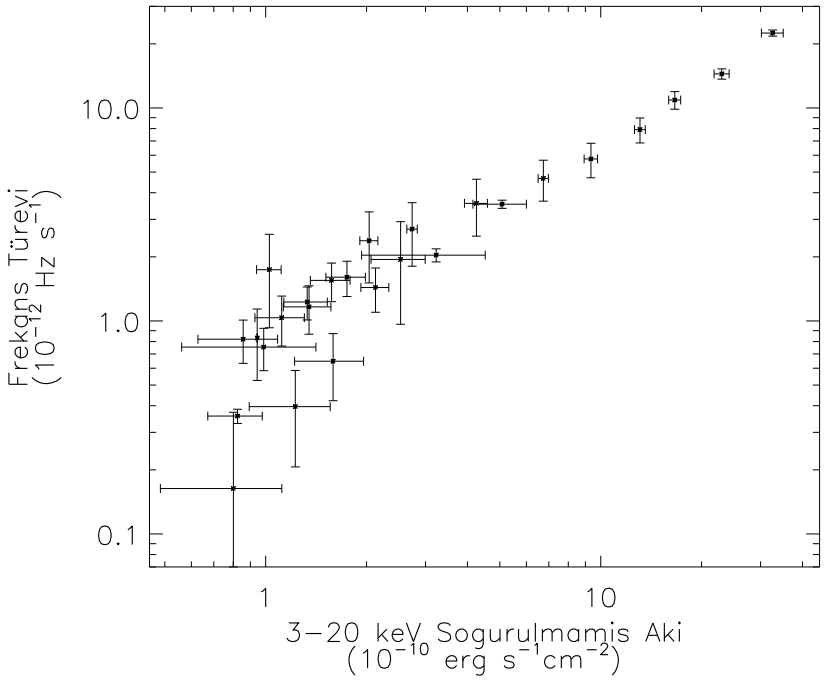
Zamanlama analizi için 3-20 keV enerji aralığında ve 0,375s zaman çözünürlüğüne sahip ışık eğrileri RXTE-PCA GooodXenon verilerinden elde edilmiştir. Işık eğrilerinin arkaplan düzeltmesi RXTE takımı tarafından sağlanan arkaplan modelleri kullanılarak yapılmıştır. Ayrıca ışık eğrilerinin zaman kolonlarındaki zaman değerleri Güneş Sistemi kütle merkezi değerlerine dönüştürülmüştür.

Kaynağın MJD 53724 ve 54410 arasındaki atım zamanlama analizi daha önce yapılmış ve bunlara karşılık gelen atım periyotları elde edilmişti (Baykal et al. 2010). Bu çalışmada MJD 54410 ve MJD 55113 aralığındaki gözlemlerin zamanlama analizi için de Baykal et al. (2010) tarafından kullanılan ve atım şekillerinin çapraz ilintisinin harmonik gösteriminden yararlanan metod kullanılmıştır (Deeter & Boynton 1985). MJD $\sim$ 54750'den sonraki gözlemlerin atım şekilleri istatistiksel olarak zayıf oldukları için bu gözlemlerden atım frekansı elde edilememiştir. Şekil 1'de kaynağın genişletilmiş atım frekansı zaman serisi sunulmaktadır. Bu atım frekansları Baykal et al. (2010) tarafından bulunan yörünge parametrelerinden yararlanılarak düzeltilmiştir.

Frekans zaman serisinin $\sim 10 - 140$ gün uzunluğundaki kısımları doğrulara uydurularak bu zaman aralıklarına karşılık gelen atım frekansı türevleri elde edilmiştir. X-ışını tayfı analizi (bkz. 4. Bölüm) sonucunda da bu zaman aralıklarına denk gelen ortalama 3-20 keV soğurulmamış X-ışını akıları elde edilmiştir. X-ışını akısıyla atım frekansı arasında bir ilinti olduğu bulunmuştur (bkz. Şekil 2).



Şekil 1. SWIFT J1626.6-5126 kaynağının atım frekansı zaman serisi.



Şekil 2. Atım frekansı türevinin 3-20 keV soğurulmamış X-ışını akısına göre değişimi.

4 X-ışını Tayf Analizi

3-20 keV soğurulmamış X-ışını akı değerlerini elde etmek için, atım frekansı türevleri ölçümlerine karşılık gelen RXTE PCA gözlemlerinden X-ışını tayfları elde edilmiştir. 128 kanallı ve 16s çözünürlüğe sahip Standart-2 kipine sahip veriler bu analizde kullanılmıştır. Tayf, arkaplan ve tepki matris dosyaları FTOOLS 6.9 veri analizi yazılımından yararlanılarak oluşturulmuştur. Tayf modellemesi 3-20 keV enerji aralığına uygulanmış ve %1-%2 sistematik hata, hata değerlerine eklenmiştir.

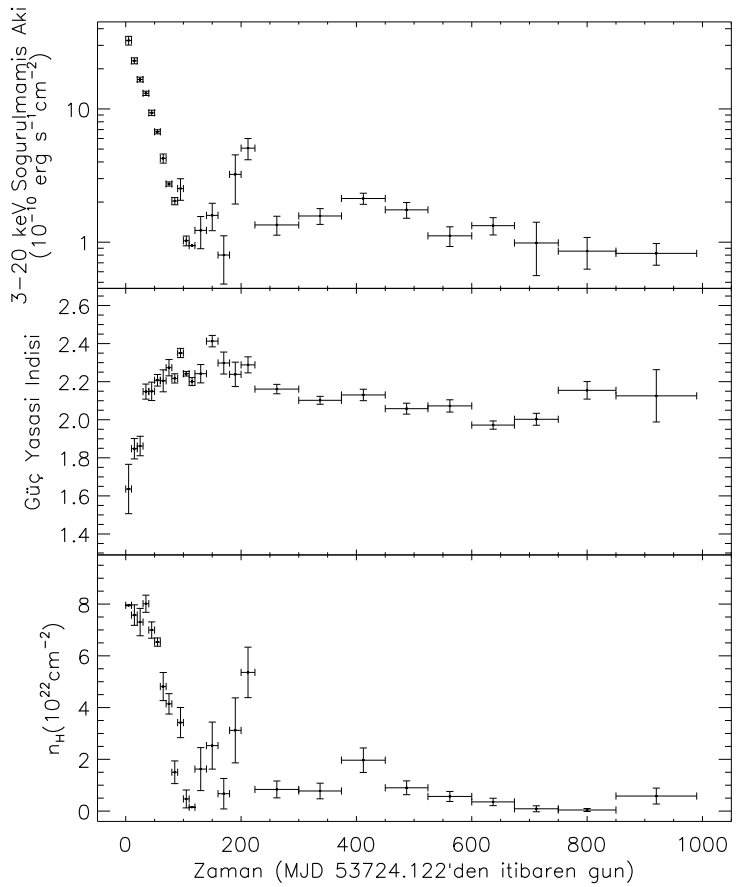
Tayf modellemesi için kesim enerjili ve soğurulmuş güç yasası modeli kullanılmıştır. 6,5 keV civarındaki demir çizgileri Gaussian olarak modellenmiştir. X-ışını akısı, güç yasası indisi ve Hidrojen kolon yoğunluğunun zamana göre değişimi Şekil 3'de gösterilmiştir. Kaynağın uzun dönemli değişimlerini gösterebilmek için ayrıca 3 tane uzun dönemli X-ışını tayfı da elde edilmiş ve Çizelge 1'de bulunan tayf parametre değerleri listelenmiştir.

Çizelge 1. SWIFT J1626.6-5126 kaynağının X-ışını Tayf Parametreleri

Zaman Aralığı (MJD-MJD)	53724-53901	53901-54751	54751-55113
Gözlem Süresi (ks)	227	175	47
n_H (10^{22}cm^{-2})	$6,31 \pm 1,31$	$1,21 \pm 0,76$	0 (fixed)
Güç Yasası İndisi	$1,90 \pm 0,09$	$2,00 \pm 0,05$	$2,43 \pm 0,07$
Güç Yasası Norm. (10^{-2}foton.keV^{-1}.cm^2.s^{-1})	$37,4 \pm 8,6$	$6,43 \pm 0,82$	$0,93 \pm 0,10$
Demir Çizgisi Tepe Enerjisi (keV)	$6,32 \pm 0,39$	$6,57 \pm 0,11$	$6,58 \pm 0,09$
Demir Çizgisi Sigma (keV)	$1,40 \pm 0,23$	$0,76 \pm 0,12$	0 (fixed)
Demir Çizgisi Norm. (10^{-4}foton.cm^{-2}.s^{-1})	$66,8 \pm 32,0$	$7,41 \pm 2,41$	$0,69 \pm 0,19$
Kesim Enerjisi (keV)	$12,4 \pm 0,3$	$15,4 \pm 0,5$	$16,1 \pm 13,8$
Katlanma Enerjisi (keV)	$21,7 \pm 2,4$	$10,1 \pm 2,1$	$8,57 \pm 8,50$
Soğurulmamış X-ışını Akısı (10^{-10}.ergs.s^{-1}.cm^{-2})	$14,1 \pm 0,1$	$1,97 \pm 0,02$	$0,13 \pm 0,13$
İndirgenmiş χ^2 / serbestlik derecesi	0,51 / 32	1,05 / 32	0,65 / 34
Sistematik Hata	%1	%2	-

5 Sonuçlar

Şekil 2'de görüldüğü gibi SWIFT J1626.6-5126 X-ışını atarcasının hızlanma oranı ve X-ışını akısı arasında bir ilinti bulunmaktadır. Buna benzer ilinti daha önce başka X-ışını atarcalarında da gözlenmiştir: EXO 2030+375 (Parmar, White & Stella, 1989; Wilson et al. 2002), A0535+26 (Finger, Wilson & Harmon 1996; Bildsten et al. 1997), 2S 1417-62 (Finger, Wilson & Chakrabarty 1996; İnam et al. 2004), GRO J1744-28 (Bildsten et al. 1997), GRO J1750-27 (Scott et al. 1997), 2S 1845-024



Şekil 3. 3-20 keV soğrulmamış akı, güç yasası indisi ve Hidrojen kolon yoğunluğunun zamana bağlı değişimi.

(Finger et al. 1999), XTE J1543+568 (in't Zand, Corbet & Marshall 2001), SAX J2103.5+4545 (Baykal et al. 2002; Baykal et al. 2007) and XMMU J054134.7-682550 (İnam et al. 2009). X-ışını atarcalarında gözlenen hızlanma oranı ve X-ışını akısı arasındaki ilinti, bu kaynakların kütle aktarımını ağırlıklı olarak çevrelerindeki kütle aktarım diskleri yoluyla yaptıklarını göstermektedir (Ghosh & Lamb 1979)

Şekil 3'de, güç yasası indisinin X-ışını akışıyla ters ilintili olduğu görülmektedir. Bu, tayfın akı azaldıkça yumuşadığının göstergesidir. Tayfın akının azalması ile yumuşaması X-ışını atarcalarında gözlenen bir olgudur ve kütle aktarım oranının kütle aktarım geometrisi değişmeden değişebileceğinin bir göstergesi olarak ele alınabilir (Meszaros et al. 1983; Harding et al. 1984). Ayrıca Şekil 3'de gözlenen Hidrojen kolon yoğunluğu ve X-ışını akı arasındaki ilinti de kütle aktarım oranının nötron yıldızı çevresindeki madde miktarıyla orantılı olduğunun bir göstergesi olarak düşünülebilir.

Kaynaklar

Baykal, A., Stark, M., Swank, J., ApJ, (2002) 569, 903
Baykal, A., İnam, S.Ç., Stark, M.J., Heffner, C.M., Erkoca, A.E., Swank, J.H., MNRAS, (2007) 374, 1108
Baykal, A., Göğüş, E., İnam, S.Ç., ApJ, (2010) 711, 1306
Bildsten L. et al., ApJS, (1997) 113, 367
DeCesar, M. E., Pottschmidt, K., & Wilms, J., ATel, (2009) 2036
Deeter, J. E., & Boynton, P. E., in Proc. Inuyama Workshop on Timing Studies of X-ray Sources, ed. S. Hayakawa & F. Nagase (Nagoya: Nagoya Univ.), (1985) 29
Finger, M. H., Wilson, R. B., Chakrabarty, D., A&ASS, (1996) 120, 209
Finger, M. H., Wilson, R. B., Harmon, B. A., ApJ, (1996) 459, 288
Finger, M.H., Bildsten, L., Chakrabarty, D., Prince, T.A., Scott, D.M., Wilson, C.A., Wilson, R.B., Zhang, S.N., ApJ, (1999) 517, 449
Ghosh, P., Lamb, F.K., 1979, ApJ, 234, 296
Harding, A.K., Kirk, J.G., Galloway, D.J., Meszaros, P., ApJ, (1984) 278, 369
İnam, S.Ç., Baykal A., Scott D.M., Finger M., Swank J., MNRAS, (2004) 349, 173
İnam, S.Ç., Townsend, L.J., McBride, V.A., Baykal, A., Coe, M.J., Corbet, R.H.D., (2009) 395, 1662
in't Zand, J.J.M., Corbet, R.H.D., Marshall, F.E., ApJ, (2001) 553, L165
Jahoda, K., Swank, J. H., Giles, A. B., Stark, M. J., Strohmayer, T., Zhang, W., & Morgan, E. H., Proc. SPIE, (1996) 2808, 59
Meszaros, P., Harding, A.K., Kirk, J.G., Galloway, D.J., ApJ (1983) 266, L33
Palmer, D. et al., ATel, (2005) 678
Parmar, A. N., White, N. E., Stella, L., ApJ, (1989) 184, 271
Rea, N. et al., ATel, (2006) 713
Scott, D.M., Finger, M.H., Wilson, R.B., Koh, D.T., Prince, T.A., Vaughan, B.A., Chakrabarty, D., ApJ, (1997) 488, 831
Wilson, C.A., Finger, M.H., Coe, M.J., Laycock, S., Fabregat, J., ApJ, (2002) 570, 287

δ SCUTİ YILDIZLARINDA IŞIKÖLÇÜM ÇALIŞMASI: İKİ ÖRNEK UYGULAMA TYC 4589 2725 ve GSC 2799 902

Yasemin KAÇAR⋆ ve Esin SOYDUGAN

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

Özet : Bu çalışmada, δ Scuti türü zonklama gösteren iki yıldız, TYC 4589 2725 ve GSC 2799 902'nin frekans analizi sunulmuştur. Çalışması yapılan yıldızlar, TYC 4589 2725'in δ Scuti türü değişim yaptığı ilk kez Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Gözlemevi (ÇOMUG)'nde yapılan gözlemlerde belirlenmiştir. GSC 2799 902'nin literatürde δ Scuti türü değişim gösterdiği belirtilmiş fakat ayrıntılı bir çalışması yapılmamıştır. Her iki yıldızın da zonklamadan kaynaklanan parlaklık değişimlerinin görüldüğü veriye frekans analizi uygulanmış, zonklama doğasına ilişkin, frekans ve genlik değeri ile yıldızların kaç modla zonklama gösterdiği belirlenmiştir. Ayrıca bulunan zonklama özellikleri, daha önce çalışılmış bazı δ Scuti türü yıldızların özellikleri ile karşılaştırılarak sonuçlar yorumlanmıştır.

1 Giriş

δ Scuti türü zonklama gösteren yıldızlar, HR diyagramında anakolun $2^m.5$ yukarısındaki kararsızlık kuşağında yer alıp, tayf türleri A-F ve ışıtma sınıfı III-V arasındadır. Zonklama dönemi genellikle 30 dk ile 8 saat (Breger, 1979) arasında olup, genlikleri ise birkaç mili kadirden $0^m.8$'e kadar değişirken ortalama genlik $0^m.02$'dir. Bu türden yıldızlar klasik sefeidlerden farklı olup hem çapsal hemde çapsal olmayan modla zonklamaktadır. Genellikle Pop I yıldızlarından oluşmasının yanı sıra Pop II sınıfından düşük metal bolluklu ve yüksek uzay hızına sahip δ Scuti örnekleri vardır (Breger, 1979).

Tek δ Scuti türü zonklayan yıldızlara ilişkin en büyük katkılar Breger ve ark. (2002a, 2005, 2006) ve Rodriguez ve ark. (2001, 2002) tarafından yapılmıştır. Breger (1979)'in hazırladığı tek yıldızlara ait katolog bugüne kadar δ Scuti yıldızları için yapılmış olan, en önemli çalışmalar arasında yer almaktadır. Garcia'nın (1995) hazırlamış olduğu kararsızlık kuşağındaki değişen yıldızlar kataloğu 302 sistemdenden oluşmakta olup δ Scuti yıldızları hakkında yapılan bir diğer önemli çalışmadır. δ Scuti yıldızlarının teorik kararsızlık kuşağı sınırları için en önemli çalışma Tsvetkov (1982) tarafından yapılmıştır. Andreasen ve ark. (1983), Breger ve ark. (2002b) ve Suárez ve ark. (2005), Delta Scuti yıldızlarının modellenmesi konusunda çalışmalar yapmıştır. Bileşenlerinden birisi δ Scuti türü

⋆ Yazar Altyazı Metni

zonklama gösteren örten çift yıldız bileşenlerindeki zonklamalara ilişkin ilk keşifler 1970'lerde (Tempesti, 1971; Broglia ve Marin, 1974; McInally ve Austin, 1977 ve Jørgensen ve Gønbech, 1978) olmasına karşın, bu sistemlerin bileşenlerinin zonklamalarına ilişkin yeterince çalışma yapılamamıştır. D. E. Mkrtichian önderliğinde merkez Asya ağı (Central Asian Network) grubu (Mkrtichian ve ark., 1998), ikincisi S. L. Kim'in öncülüğünde kurulan güney Kore (South Korean) (Kim ve ark., 2002) grubu, Algol türü çift sistemlerde yeni zonklayan bileşenler ortaya çıkarabilmek için, kurulan iki gruptur. Bugüne kadar çift sistemlerde yapılan keşiflerin 90%'nını bu iki grup ortaya çıkarmıştır. Çift sistemlere ait, yörünge dönemi ile zonklama dönemi arasındaki bağıntı, Soydugan ve ark. (2006a) tarafından ortaya konmuş ve oldukça iyi bir ilişki bulunmuştur. Yörünge dönemi bilinen bir çift sistemin zonklama dönemi, bu bağıntıyı kullanarak hesaplanabilmektedir. Yine Soydugan ve ark. (2006b) tarafından ortaya konulan δ Scuti bileşenli çift sistemler katoloğunda 197 tane zonklama göstermeye aday, 25 tanede zonklaması kesin olan çift sistemler yer almaktadır. Bugün yeni keşfedilen sistemlerle bu sayı 44'e ulaşmıştır (Soydugan ve ark. 2011).

2 Gözlemler

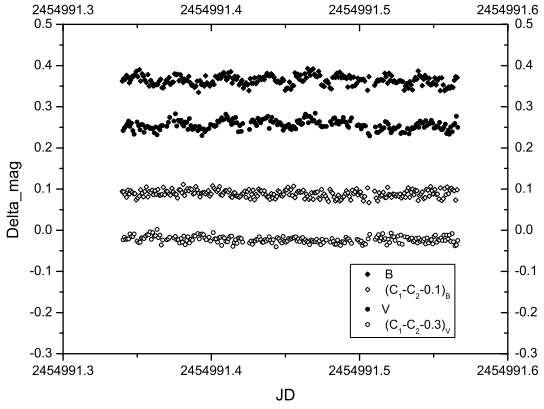
TYC 4589 2725 ve GSC 2799 902'nin gözlemleri, Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Gözlemevi (ÇOMÜG)'nde bulunan 40cm, 30cm'lik teleskoplara bağlı sırasıyla, Apogee U42 ve STL1001E marka CCD kameralar ile yapılmıştır. TYC 4589 2725'in gözlem aralığı Mayıs-Temmuz 2009, GSC 2799 902'nin gözlem aralığı Ağustos-Kasım 2009 tarih aralığını kapsar.

Yapılan gözlemlerde seçilen mukayese ve denet yıldızları; TYC 4589 2725 değişen yıldızı için, TYC 4589 165 (mukayese) ve TYC 4589 2984 (denet); GSC 2799 902 değişen yıldızı için, TYC 2799 396 (mukayese) ve TYC 2799 482 (denet)'dir. Gözlemler süresince hem TYC 4589 2725 hem de GSC 2799 902'nin mukayese yıldızının denet yıldızına göre değişim göstermediği belirlenmiştir (bkz. Şekil 1 ve Şekil 2). Hem TYC 4589 2725 hem de GSC 2799 902'nin B filtresindeki gözlem duyarlılığı $0^m.009$ iken V filtresindeki duyarlılık sırasıyla $0^m.008$ ve $0^m.007$'dir.

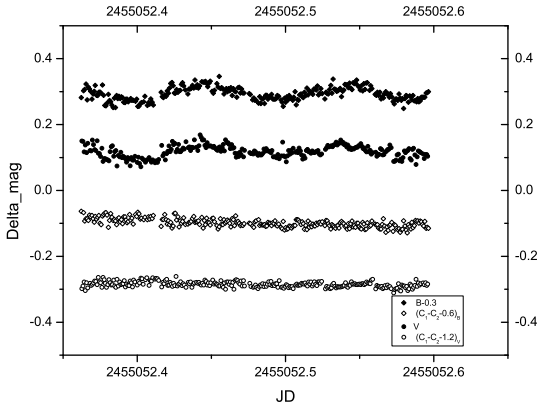
3 Seçilen Yıldızlar

İlk kez ÇOMUG'de yapılan gözlemlerde keşfedilen ve δ Scuti türü değişim yaptığı belirlenen TYC 4589 2725'nin parlaklığı V= $11^m.997$ ve B-V= 0.347 olup sisteme ait literatürde herhangi bir çalışma bulunmamaktadır. TYC 4589 2725'nin T40cm'lik teleskopla elde edilen tek gecelik ışık eğrisi Şekil 1'de verilmektedir.

Yeni keşfedilen δ Scuti türü değişim gösteren GSC 2799 902 sisteminin parlaklığı V=$11^m.1$ (Zhang, X.B, 2006) olup literatürde, WZ And sisteminin gözlemlerinde referans yıldızı olarak seçilmesi sonucu, yapılan gözlemlerin indirgemelerin-



Şekil 1. TYC 4589 2725'in 2009 gözlem sezonunda T40cm'lik teleskopla B ve V filtrelerinde yapılan bir gecelik gözlem verisi ve mukayese ile denet yıldızının değişimi.



Şekil 2. GSC 2799 902'nin 2009 gözlem sezonunda T30cm'lik teleskopla B ve V filtrelerinde yapılan bir gecelik gözlem verisi ve mukayese ile denet yıldızının değişimi.

de δ Scuti türü değişim gösterdiği belirlenmiştir (Zhang, X.B, 2006). Sistemin zonklama doğasına ilişkin literatürde yapılmış çalışma yoktur.

Şekil 2'de GSC 2799 902'ye ait 2009 gözlem sezonunda B ve V filtrelerinde yapılan tek gecelik ışık değişimi görülmektedir.

4 Frekans Analizi

TYC 4589 2725 ve GSC 2799 902'nin verileri frekans analizi yapmak üzere PERIOD04 (Lenz ve Breger, 2005) programında kullanıldı. TYC 4589 2725 için frekans analizinden bulunan sonuçlar Tablo 1'de GSC 2799 902 için bulunan sonuçlar Tablo 2'de verildi. TYC 4589 2725 için güç tayfı Şekil 3'de, GSC 2799 902 için güç tayfı da Şekil 4'de görülmektedir. Gözlemler tek bir gözlemevinden yürütüldüğü için aliaslar oldukça güçlüdür.

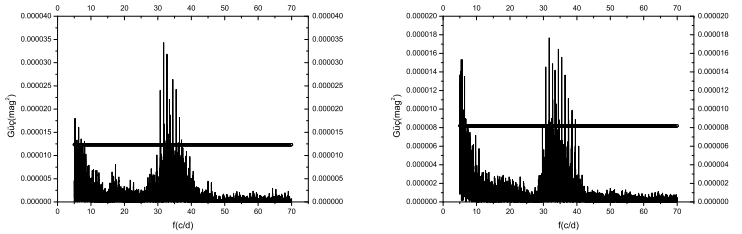
TYC 4589 2725'in baskın frekans değeri 31.72 c/d ($\sim$ 45dk) zonklama genliği de $0^m.01$'dir. Baskın frekans değeri Breger ve ark. (1993)'nın genlik için koyduğu S/N $\geq$ 4 kriterinin üstünde kaldığından, anlamlı bir frekans olarak kabul edildi. Baskın frekans çıkarılıp, artıklara ikinci bir frekans analizi yapıldığında, bulunan frekans değeri duyarlılık sınırının altında kaldığından anlamlı bir frekans olarak kabul edilmemiştir.

Tablo 1. TYC 4589 2725'in zonklamasına ilişkin parametre değerleri.

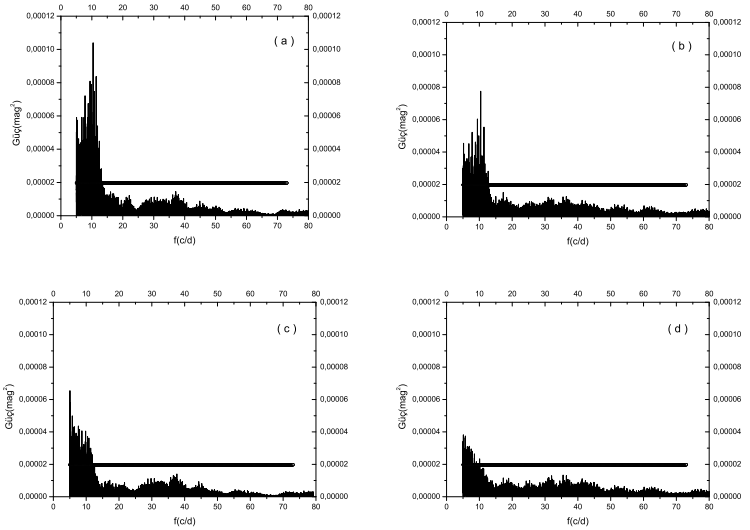
Teleskop	B	Frekans (c/d)	Yarı Genlik (mag)	V	Frekans (c/d)	Yarı Genlik (mag)
T40 Apogee	F1	31.7170	0.0052	F1	31.7179	0.0044

Tablo 2. GSC 2799 902'nin zonklamasına ilişkin parametre değerleri.

B	Frekans (c/d)	Genlik (mag)	SNR	V	Frekans (c/d)	Genlik (mag)	SNR
F1	10.4073	0.0118	7.57	F1	10.4047	0.0091	4.65
F2	5.0505	0.0113	4.37	F2	5.1096	0.0118	4.62



Şekil 3. TYC 4589 2725'in T40cm'lik gözlem verilerinden elde edilen, B (solda) ve V (sağda) filtrelerindeki güç tayfı ve duyarlılık sınırı (yatay çizgi) görülmektedir.



Şekil 4. GSC 2799 902'nin B ve V filtrelerindeki güç tayfı ve duyarlılık sınırı görülmektedir. a,b) B ve V filtrelerindeki baskın moda ilişkin güç tayfları ve duyarlılık sınırı (yatay çizgi); c,d) B ve V filtrelerindeki baskın frekans arındırılıdıktan sonra güç tayfı ve duyarlılık sınırı (yatay çizgi).

GSC 2799 902'nin duyarlılık sınırının üzerinde kalan iki frekans değeri bulunmaktadır. Baskın frekans değeri, 10,4 c/d ve ikinci frekans değeri 5,1 c/d'dir. Toplam zonklama genliği B ve V filtreleri için sırasıyla $0^m.046$ ve $0^m.042$'dir. Her iki frekans değeri de Breger ve ark. (1993)'nın koyduğu S/N $\geq$ 4 kriterinden daha büyüktür. İkinci frekans değeri çıkarıldıktan sonra, artıklara bir kez daha frekans analizi uygulanmıştır. Üçüncü frekans değeri duyarlılık sınırının altında kaldığından anlamlı değildir.

5 Sonuç

Bu çalışmada, biri ÇOMUG'de keşfedilen iki adet δ Scuti türü değişim gösteren yıldızın frekans analizi sonuçları sunulmuştur. Yapılan analizler sonucunda TYC 4589 2725'e ait bulunan frekans değeri f_1=31.7 c/d ($\sim$45dk)'dır. Toplam genlik B filtresi için $0^m.02$, V filtresi için $0^m.03$ olarak bulunmuştur. Literatüre ÇOMUG'de keşfedilen Scuti türü bir değişen olarak girmiştir.

Zhang ve ark.(2006) tarafından δ Scuti türü değişen olduğu keşfedilen GSC 2799 902'nin 2009 yaz gözlem sezonunda yapılan gözlemlerin analizi sonucunda iki modla zonklama yaptığı bulunmuştur. Bu çalışma için zonklama frekansı değerleri f_1= 10.4 c/d ($\sim$ 2.31 saat) ve f_2= 5.1 c/d ($\sim$4.7 saat) olarak bulunmuştur. bu frekans değerlerine karşılık toplam genlik B filtresi için $0^m.046$, V filtresi için $0^m.042$'dir. Elde edilen sonuçlar Zhang ve ark. (2006) tarafından yapılan çalışmada elde edilen sonuçlarla uyum içerisindedir.

Kaynaklar

Andreasen, G. K., Hejlesen, P. M., Petersen, J. O., 1983, A&A, 121, 241
Breger, M., 1979, PASP, 18, 140
Breger, M., 1979, PASP, 91, 5
Breger, M., Pamyatnykh, A. A., Zima, W., Garrido, R., Handler, G., Reegen, P., 2002a, MNRAS, 336, 249
Breger, M., Lenz, P., Antoci, V., Guggenberger, E., Shobbrook, R. R., Handler, G., Ngwato, B., Rodler, F., Rodriguez, E., López de Coca, P., Rolland, A., Costa, V., 2005, A&A, 435, 955
Breger, M.; Beck, P., Lenz, P., Schmitzberger, L., Guggenberger, E., Shobbrook, R. R., 2006, MNRAS, 455, 673
Broglia, P., Marin, F., 1974, A&A, 34, 89
Garcia, J. R., Cebral, J. R., Scoccimarro, E. R., Wahnon, P.,Arena, R., Bazterra, V., Pellizza, L., Risi, A., Rodriguez, M. L., Zimmermann, M., 1995,A&AS, 109, 201G
Jørgensen, H.E., Gønbech, B., 1978, A&A, 66, 377
Kim, S. L., Lee, J. W., Youn, J. H., Kwon, S. G., Kim, C., 2002, A&A, 213, 391
Lenz, P., Breger, M., 2005, CoAst, 146, 53

McInally, C. J., Austin, R. D., 1997,IBVS, No.1334
Mkrtichian, D. E., Kusakin, A. V., Janiashvili, E. B., Lominadze, J. G., Kuratov, K., Kornilov, V. G., Drokhov, N. I., Mukhamednazarov, S., 1998, Contrib. Astron. Obs. Scalnate Pleso, 27, 238
Soydugan, E., İbanoğlu, C., Soydugan, F., Frasca, A., Demircan, O., Akan, M. C., 2006b, MNRAS, 327, 905
Soydugan, E., Soydugan, F.,İbanoğlu, C., Akan, M. C., Demircan, O., 2006a, MNRAS, 366, 1289
Soydugan, E., Soydugan, F., Şenyüz, T., Püsküllü, Ç., Demircan, O., 2006a, NewA 16, 72
Suárez, J. C., Bruntt, H., Buzasi, D., 2005, A&A,438, 633
Tempesti, T. G., 1971, IBVS, No.596
Tsvetkov, T. G., 1982, SvA, 26, 576

Algol Türü Çift Sistem IO UMa'nın Fotometrik ve Tayfsal Analizi

Çağdaş Kanvermez[1,2⋆], Faruk Soydugan[1,3], ve Esin Soydugan[1,3]

[1] Çanakkale Onsekiz Mart Üni., Astrofizik Araştırma Merkezi ve Gözlemevi
[2] Çanakkale Onsekiz Mart Üni., Uzay Bilimleri ve Teknolojileri Anabilim Dalı
[3] Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fizik Bölümü, Çanakkale

Özet Bu çalışmada, HIPPARCOS uydusu tarafından keşfedilmiş klasik Algol türü bir çift yıldız sistemi olan IO UMa'nın tayfsal ve fotometrik analiz sonuçları sunulmaktadır. İlk olarak, IO UMa'nın Catania Astrofizik Gözlemevi'nde (İtalya) alınan yüksek çözünürlüklü tayf verileri incelenmiştir. Başlangıçta, sistemin bileşenlerine ilişkin dikine hız değerleri, çapraz eşleştirme (cross correlation) yöntemiyle ölçülmüş ve yörünge çözümü yapılmıştır. Ayrıca, IO UMa'nın Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Gözlemevi'nde elde edilen ışık eğrileri, bu çalışmada ölçülen dikine hız değerleri ile birlikte çözülerek sistemin ilk kez mutlak parametreleri belirlenmiştir. Bunun yanında, kütle aktarımına kanıt aramak için sıcak bileşenin dönme hızı da ölçülerek eş-dönme değeri ile karşılaştırılmıştır.

1 Giriş

Klasik Algol türü sistemler, bileşenlerinden küçük kütleli olanın Roche lobunu doldurduğu yarı-ayrık dizgelerdir. Sıcak bileşenler, genellikle B-A tayf türünden anakol yıldızı iken, soğuk bileşen G-K tayf türünden alt-dev veya dev yıldızlardır. Küçük kütleli bileşen yıldız evrimleşmiştir ve L_1 Lagrange noktasından büyük kütleli bileşene doğru kütle aktarmaktadır. Ancak bu aktarım farklı evrim durumundaki sistemler için farklı hızlarda ve yoğunluklarda olmaktadır. Buna bağlı olarak, sıcak bileşen etrafındaki toplanma yapıları da değişimler göstermektedir. Algol türü sistemler; kütle/açısal momemtum aktarımı ve/veya kaybı, toplanma yapıları, manyetik etkinlik, yörünge dönem değişimleri gibi çok önemli süreçler içerirler. Bu nedenle, öncelikle ışık ve dikine hız değişimlerinin analizleri ve bu yoldan mutlak parametrelerinin belirlenmesi bu önemli fiziksel süreçlerin anlaşılmasında önceliğe sahiptir. Bunun da ilerisinde, özellikle klasik Algoller, yıldız evrimi sürecinin anlaşılmasında önemli bir yere sahiptirler.

IO UMa (HD 115268 = HIP 64636), HIPPARCOS uydusu (ESA, 1997) tarafından keşfedilmiş, 5.52 gün dönemli, klasik Algol türü bir örten çift sistemdir. Görünür parlaklığı V=8.2 kadir olup uzaklığı 282 pc olarak verilmektedir (ESA 1997). Sistemin rengi (B-V)=0.24 kadir verilirken tayf türü de A3 olarak rapor edilmiştir (SIMBAD Veritabanı). IO UMa'nın veritabanlarında yer

⋆ kanvermez.c@gmail.com

alan bu bilgiler dışında yayınlanmış herhangi bir fotometrik ve tayfsal çalışması bulunmamaktadır.

Bu çalışmada, IO UMa'nın yer tabanlı ilk fotometrik ve tayf gözlemleriyle bunların analizleri ve elde edilen sonuçları verilerek tartışılacaktır.

2 Gözlemler

IO UMa'nın tayfsal gözlemleri, İtalya'da yer alan Catania Astrofizik Gözlemevi'nde 2003-2004 yıllarında 91 cm çaplı Cassegrain türü bir teleskopa bağlı Echelle türü tayfçeker ile yapılmıştır. Tayfçekerin çözümleme gücü Hα yöresinde yaklaşık 22000 civarındadır. 19 tayf dizisi yaklaşık 4300-6700 Å aralığını kapsamaktadır. Standart yıldızlar için S/N (Sinyal/Gürültü) $>$ 100 iken değişen yıldız için ise S/N, 40-80 arasındadır.

Tayf verilerinin indirgenmesinde IRAF paket programı kullanılmıştır. İndirgemede izlenen aşamalar şu şekildedir: Bias düzeltmesi, saçılmış ışık düzeltmesi, görüntünün tayfa dönüştürülmesi, düzalan (flat) düzeltmesi, dalgaboyu kalibrasyonu (Th-Ar lamba tayfları kullanılarak) ve tayfın normalize edilmesi.

Sistemin fotometrik gözlemleri ise Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Gözlemevi'nde yer alan 30 cm çaplı Schmidt-Cassegrain türü teleskopa bağlı STL-1001E CCD kamera ve BVR_c süzgeçleri kullanılarak yapıldı. Gözlemler, 3 Mart - 17 Temmuz 2010 tarihleri arasında gerçekleştirildi. Gözlemlerde mukayese yıldızı olarak GSC 3849-59 ve denet yıldızı olarak GSC 3849-279 gözlendi. Gözlem duyarlılığı tüm süzgeçlerde ortalama $\pm 0^m.01$ olarak hesaplandı.

3 Dikine Hızlar ve Yörünge Çözümü

Dikine hız değerlerinin ölçümü, "çapraz korelasyon" yöntemiyle IRAF içinde yer alan *fxcor* programı kullanılarak yapılmıştır. Yöntem, temelde çift sistemin üyelerinin yörünge hareketi nedeniyle tayf çizgilerinin dönemli Doppler kaymalarının hız karşılığını ölçer. Dikine hız ölçümünde, IO UMa'nın her iki bileşeninin tayf türü ve ışınım gücü sınıfına uygun standart yıldızlar olan θ Leo ve α Boo'nun aynı gözlem sezonunda alınan tayfları kullanılmıştır.

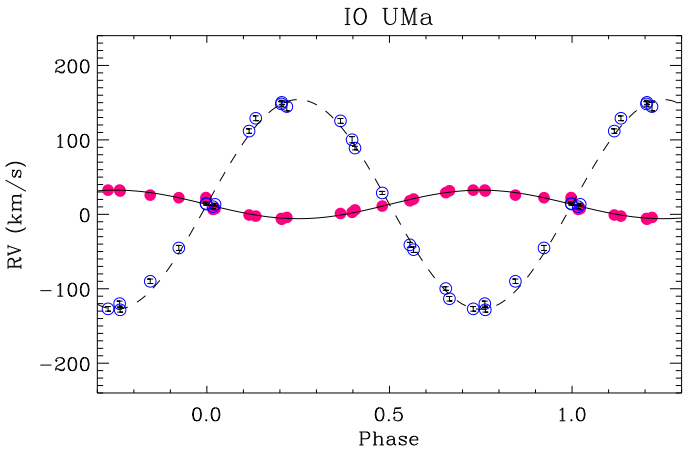
IO UMa'nın çapraz eşleştirme yöntemi ile her iki bileşen için ilk kez dikine hız değerleri ölçülmüş ve yörünge çözümü yapılmıştır. Dikine hız değerlerinde yanılgılar birinci bileşen için 1-2 km/s, ikinci bileşen için ise 4-8 km/s yöresindedir. Yörünge çözümünden elde edilen parametreler Çizelge 1'de verilmiştir. Burada, sistemim kütle oranı (q), 0.136 olarak bulunmuştur. Dikine hız değerleri ile bulunan yörünge çözümüne ilişkin kuramsal eğriler ise Şekil 1'de gösterilmektedir.

4 Işık Eğrisi Çözümü

IO UMa'nın BVR_c süzgeçlerinde elde edilen ışık eğrilerinden V ve R_c ışık eğrileri Wilson & Devinney (W-D) programının 2003 sürümü (van Hamme & Wilson 2003) ile çözüldü. Sistemin ikinci bileşeninin B filtresinde toplam ışığa katkısı

Çizelge 1. IO UMa'nın dikine hız eğrilerinin analizinden elde edilen yörünge parametreleri.

Parametre	Değer	Standart sapma
T_0 (HJD)	2453104.2805	0.0210
P_y (gün)	5.5055	0.0020
V_0 (km/s)	13.3	0.2
K_1 (km/s)	19.2	0.2
K_2 (km/s)	140.8	0.3
$q(= M_2/M_1)$	0.136	0.002
$m_1 sin^3 i$ $(M_\odot)$	2.06	0.04
$m_2 sin^3 i$ $(M_\odot)$	0.26	0.01
$a_1 sini$ (km)	1.45×10^6	1.6×10^4
$a_2 sini$ (km)	1.07×10^7	7.2×10^4



Şekil 1. IO UMa'nın birinci (içi dolu daire) ve ikinci bileşen (içi boş daire) dikine hız eğrileri ve yörünge çözümünden elde edilen kuramsal eğriler.

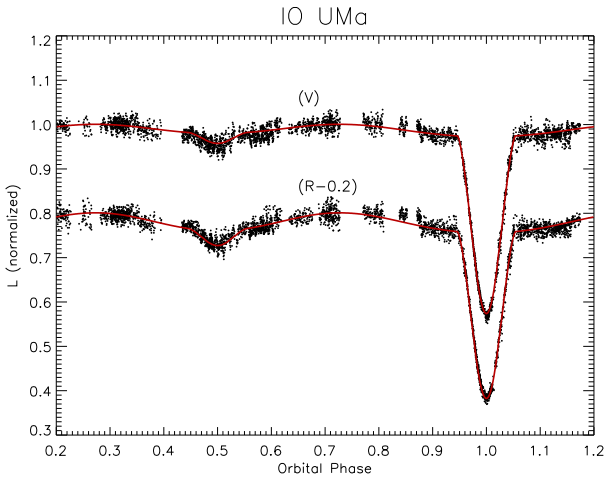
çok az olduğundan bu süzgeçte ikinci minimum oldukça sığdır (derinlik $\approx 0^m.05$ civarındadır). İlgili süzgeçteki verilerin saçılması da dikkate alındığında, B süzgeci daha duyarlı çözüme ulaşmak için, ışık eğrisi çözümünde kullanılmamıştır.

Sistemin ışık eğrilerinin önce ayrık mod kullanılarak çözülmesi denenmiş ancak ikinci bileşenin yüzey potansiyel değerlerinin kritik değerlere ulaşması nedeniyle çözüm yarı-ayrık mod ile sürdürülmüştür. Çözüm sırasında baş bileşenin sıcaklığı, tayf türüne (A3) uygun olarak, 8727 K olarak sabit alınmıştır (Cox, 2000). Bunun yanında, kütle oranı değeri de, önceki bölümde verilen ve yörünge çözümünden bulunan değer olan 0.136 olarak sabit alınmıştır. İkinci bileşen sıcaklığı (T_2), birinci bileşenin yüzey potansiyeli (Ω_1), yörünge eğikliği (i), evre kayması, göreli ışıtmalar ($L_{1,2}$), çözümde serbest parametreler olarak alınmıştır. V ve R_c ışık eğrileri eş-zamanlı çözülen sistemin çözüm sonunda bulunan parame-

treleri Çizelge 2'de verilmektedir. Gözlemsel ışık eğrileri ile kuramsal eğrilerin uyumu ise Şekil 2'de gösterilmektedir.

Çizelge 2. IO UMa'nın ışık eğrisi çözümünden elde edilen parametreler.

Parametre	$V\&R_c$
i (deg)	78.38(23)
T_1 (K)	8727
T_2 (K)	4485(26)
Ω_1	6.1241(229)
Ω_2	1.9765
Evre Kayması	+0.0003(1)
q (=M_2/M_1)	0.229(4)
l_3	0.0
e	0.0
g_1	1.0
g_2	0.32
L_1/(L_1 + L_2) - V	0.905(8)
L_2/(L_1 + L_2) - V	0.095(3)
L_1/(L_1 + L_2) - R_c	0.849(7)
L_2/(L_1 + L_2) - R_c	0.151(3)
r_1 (ort)	0.1673(16)
r_2 (ort)	0.2242(18)



Şekil 2. IO UMa'nın V ve R_c süzgeçlerindeki ışık eğrilerinin kuramsal eğrilerle uyumu.

5 Sonuçlar ve Tartışma

Bu çalışmada, klasik Algol türü örten çift sistem IO UMa'nın ilk yer tabanlı ışıkölçüm ve tayf gözlemlerinin analizleri ve elde edilen sonuçlar verilmektedir. Çözümler sonucunda, IO UMa, çift çizgili yarı-ayrık bir klasik Algol türü örten çift yıldız sistemi olarak belirlenmiştir.

IO UMa'nın bu çalışma kapsamında elde edilen tayf verilerinden bileşenlerin dikine hızları ölçülmüş ve sisemin yörüngesi çözümlenmiştir. Bunun yanında, uygun tayf verisi yardımıyla θ Leo standart yıldızı kullanılarak vsin i - FWHM korelasyonu oluşturulmuş (bkz. Soydugan 2005) ve sıcak bileşenin dönme hızı 32±2 km/s olarak ölçülmüştür. Sistemin kütle alan bileşeninin eş-dönme hızı ise 26 km/s olarak belirlenmiştir. Bu durumda, kütle alan bileşenin eş-dönmeden yaklaşık 1.2 kat daha hızlı döndüğü söylenebilir ki bunun da kütle aktarımının bir sonucu olduğu düşünülmektedir.

Sistemin yörünge ve ışık eğrisi çözüm sonuçları birleştirilerek bileşenlerin mutlak parametreleri hesaplanmış ve Çizelge 3'de listelenmiştir. Bu parametreler, klasik Algolerin diğer örneklerinde olduğu gibi (Budding ve ark. 2004), birinci bileşenin anakol, ikinci bileşenin ise anakoldan ayrılmış evrimleşmiş bir yıldız olduğunu göstermektedir. Ayrıca, mutlak parametrele kullanılarak IO UMa'nın uzaklığı 310±14 pc olarak hesaplanmıştır.

Çizelge 3. IO UMa'nın bileşenlerinin mutlak parametreleri

Parametre	**IO UMa**
M_1 ($M_\odot$)	2.08±0.05
M_2 ($M_\odot$)	0.28±0.02
R_1 ($R_\odot$)	2.92±0.04
R_2 ($R_\odot$)	3.91±0.04
Log g_1 (cgs)	3.83±0.02
Log g_2 (cgs)	2.70±0.03
T_1 (K)	8727
T_2 (K)	84485±150
M_{bol_1} (mag)	0.63±0.10
M_{bol_2} (mag)	2.89±0.11
Log L_1 ($L_\odot$)	1.65±0.03
Log L_2 ($L_\odot$)	0.75±0.05

6 Teşekkür

Bu çalışma TÜBİTAK - 107T634 Nolu proje ile desteklenmiştir.

Kaynaklar

Budding E., Erdem A., Çiçek C., Bulut, I., Soydugan, F., Soydugan, E., Bakis, V., Demircan, O.:Catalogue of Algol type binary stars, A&A, **417**, (2004), 263

Cox, A.N.: Allen's Astrophysical Quantities, (2000), Springer-Verlag

ESA, 1997, The Hipparcos and Tycho Catalogues, ESA SP-1200. ESA, Noordwijk

Soydugan, F.: Algol Türü Örten Çift Yıldızlarda Kütle Aktarımı, Ege Üniversitesi, Fen Bilimleri Enstitüsü, Astronomi ve Uzay Bilimleri Anabilim Dalı, Doktora Tezi, (2005), Bornova-İzmir

van Hamme, W., Wilson, R. E.: Stellar Atmospheres in Eclipsing Binary Models, ASP Conference Proceedings, Edited by Ulisse Munari., **Vol. 298**, (2003), p.323

XVII. Ulusal Astronomi Kongresi VI. Ulusal Öğrenci Astronomi Kongresi
31 Ağustos - 4 Eylül 2010, Adana

Galaksi'ye ait Evrensel Bir Yıldız Yoğunluğu Dağılım Kanunu

Salih Karaali[1⋆], Esat Hamzaoğlu[2] ve Selçuk Bilir[3]

[1] Beykent Üniversitesi, Fen−Edebiyat Fakültesi, Matematik Bilgisayar Bölümü, İstanbul Türkiye
[2] Beykent Üniversitesi, İktisadi ve İdari Bilimler Fakültesi, Yönetim Bilişim Sistemleri Bölümü, İstanbul, Türkiye
[3] İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, İstanbul, Türkiye

Özet 0952+5245 ve SA 114 yıldız alanlarında $(5,6]$, $(6,7]$ ve $(5,10]$ mutlak kadir aralıklarındaki yıldızlara ait, Galaksi düzleminden 8 kpc uzaklığa kadar, düşey doğrultudaki uzay yoğunluklarının bir tek üstel yoğunluk kanunuyla temsil edilebileceğini gösterdik. Böylece, ince ve kalın disklerin ayrık olmadığı görüşü desteklenmiş oldu. Ayrıca, Galaksi düzleminden kiloparseklerce uzaklığa kadar yer alan Galaksi bölgesinin tek bir yapı özelliği gösterdiği de sağlanmış oldu. ELAIS yıldız alanına yapılan uygulama, bu çalışmada elde edilen yoğunluk kanununun klasik yoğunluk kanunlarından daha doğru sonuçlar verdiğini göstermiştir.

1 Galaksi Modelleri

Galaksimizin farklı doğrultularında gözlenen uzay yoğunluklarının (birim hacimdeki yıldız sayısı) incelenmesiyle Galaksimizin yapısı öğrenilmektedir. Gözlemsel çalışmaların bilimsel değerinin olması için bunların modellenmesi gerekir. Modelleme, gözlemlerin matematik formüller ile ifade edilmesi ve fizik anlamlarının verilmesi demektir. Klasik Galaksi modelleri, Bahcall ve Soneira (1980) ve Gilmore ve Wyse (1985) modelinden oluşmaktadır. Birinci modelde, biri disk diğeri halo olmak üzere iki bileşen yer almaktadır. İkinci modelde ise bileşen sayısı üçtür; bunlar ince disk, kalın disk ve halodur. Kalın disk bileşeninin modellere katılmasının sebebi gözlemsel verilerle Galaksi modelinin daha iyi uyuşması içindir

2 Klasik Yoğunluk Kanunları

İnce ve kalın diskler için yoğunluk kanunu aynıdır:

$$D_i(x,z) = n_i e^{(-z/H_i)} e^{[-(x-R_0)/h_i]} \quad (i=1,2). \tag{1}$$

⋆ skaraali@beykent.edu.tr

Halo için yoğunluk kanunu ise

$$D_s(R) = n_s \ \frac{e^{[-7.669(R/R_e)^{1/4}]}}{(R/R_e)^{7/8}}. \tag{2}$$

dir. Burada n_i ve n_s Güneş civarındaki (uzay) yoğunlukları; z Galaksi düzlemine uzaklık, H_i ve h_i yükseklik ve uzunluk ölçekleri; x Galaksi merkezine olan uzaklığın Galaksi düzlemi üzerindeki izdüşümü; R_0 Güneş'in Galaksi merkezine olan uzaklığı (8 kpc, Reid 1993) ve R_e Galaksimizin etkin yarıçapını (2.69 kpc) gösterir.

$$R = [x^2 + (z/\kappa)^2]^{1/2}, \tag{3}$$

$$\kappa = c/a, \tag{4}$$

$$x = [R_o^2 + (z/\tan b)^2 - 2R_0(z/\tan b)\cos l]^{1/2}. \tag{5}$$

Burada l ve b Galaktik enlem ve boylamı gösterir.

3 İnce Disk, Kalın Disk ve Halo için Tek Bir Fizik Kanunu

Gilmore ve Wyse'ın (1985) yaklaşımını kullanarak Galaksimizin üç bileşeni için, sadece düşey doğrultuda geçerli olmak üzere tek bir fizik kanunu elde edeceğiz. Her üç bileşene ait uzay yoğunluklarının toplamının tek bir denklem ile hesaplanan yoğunluklarla örtüştüğünü göstereceğiz.

İnce ve kalın disklere ait yoğunluk kanunu (1'deki denklem) sadece düşey doğrultu için aşağıdaki gibi yazılabilir:

$$D(z) = ne^{(-z/H)}. \tag{6}$$

$1/H = a_1$ ve $n = e^{-a_0}$ yazarsak, (6) ifadesi aşağıdaki şekli alır:

$$D(z) = e^{[-(a_1 z + a_0)]}, \tag{7}$$

(7) denkleminde üstel ifadedeki birinci dereceden polinom yerine, ikinci dereceden bir polinomun yazılması halinde, bu denklemin her iki diske ve haloya ait yoğunlukları temsil edeceğini iddia ediyoruz. Söz konusu denklem ve logaritmik şekli aşağıda verilmiştir.

$$D(z) = e^{[-(a_2 z^2 + a_1 z + a_0)]}, \tag{8}$$

$$a_2 z^2 + a_1 z + a_0 = -\ln D(z). \tag{9}$$

4 Parametrelerin Tayini

(9) denklemindeki a_i (i=1, 2, 3) parametrelerinin tayini için 0952+5245 ($l = 83.^o38$, $b = 48.^o55$) alanının $5 < M_g \leq 6$ ve $6 < M_g \leq 7$ mutlak kadir aralıklarında ve SA 114 alanının ($l = 68.^o38$, $b = -48.^o38$) $5 < M_g \leq 10$ mutlak kadir aralığındaki uzay yoğunlukları (Karaali ve diğ. 2004) kullanılmıştır (Tablo 1 ve Tablo 2).

Çizelge 1. $5 < M_g \leq 6$ ve $6 < M_g \leq 7$ mutlak kadir aralıkları için Galaksi düzleminden z^* (kpc) uzaklığındaki logaritmik uzay yoğunlukları (D^*).

$M_g \rightarrow$	(5,6]		(6,7]	
Sıra	z^*	D^*	z^*	D^*
1	0.00	7.47	0.00	7.47
2	0.86	6.47	0.61	6.62
3	1.48	5.90	1.10	6.08
4	2.25	5.36	1.86	5.50
5	2.99	4.93	2.59	5.05
6	3.73	4.59	3.34	4.62
7	4.66	4.26	4.10	4.21
8	6.17	3.72		

Çizelge 2. $5 < M_g \leq 10$ mutlak kadir aralığı için Galaksi düzleminden z^* (kpc) uzaklığındaki logaritmik uzay yoğunlukları (D^*).

Sıra	z^*	D^*
1	0.00	7.52
2	0.41	6.90
3	0.63	6.62
4	0.93	6.24
5	1.30	5.91
6	1.68	5.62
7	2.06	5.42
8	2.60	5.10
9	3.36	4.71
10	4.66	4.29
11	6.46	3.81
12	8.28	3.37
13	10.21	3.11

$5 < M_g \leq 6$ mutlak kadir aralığı için Tablo 1'deki (z^*, D^*) çiftleri sıra numaralarına göre (1, 2, 3, 4), (1, 3, 4, 5), (1, 4, 5, 6), (1, 5, 6, 7) ve (1, 6, 7, 8) olmak üzere beş örneğe ayrıldı ve her bir örnek için en küçük kareler

yöntemiyle a_i (i=1, 2, 3) parametreleri tayin edildi. Sonuçlar Tablo 3'te verilmiştir. Güneş civarındaki uzay yoğunluğunu temsil eden a_0 parametresinin, aynı bir mutlak kadir aralığındaki örnekler için bulunan sayısal değerlerinin eşit olması gerekir. Tablo 3'teki a_0 değerlerinin birbirine eşit olması, uygulanan yöntemin doğruluğunu göstermektedir. Benzer işlem $6 < M_g \leq 7$ mutlak kadir aralığı için de yapılmış ve sonuçlar Tablo 3'te verilmiştir. Burada da, farklı örneklerdeki a_0 değerlerinin eşit olduğuna dikkat edelim.

SA 114 alanındaki yıldızların mutlak kadir aralığı daha geniş olduğundan ($5 < M_g \leq 10$), bu aralığa ait örnek sayısı ve her bir örnekteki (z^*, D^*) çifti sayıca daha çoktur. Örnekler, sıra numaralarına göre (1, 2, 3, 4, 5, 6), (1, 3, 4, 5, 6, 7), (1, 4, 5, 6, 7, 8), (1, 5, 6, 7, 8, 9), (1, 6, 7, 8, 9, 10), (1, 7, 8, 9, 10, 11), (1, 8, 9, 10, 11, 12), (1, 9, 10, 11, 12, 13)'den ibarettir (Tablo 4).

Bu tabloda dikkati çeken bir nokta, sekiz örneğe ait a_0 değerlerinin eşit olmamasıdır. Bu farklılık Güneş civarındaki uzay yoğunluğu cinsinden $7.43 \leq D^*(0) \leq 7.52$ aralığına karşılık gelmektedir. Bu beklenen birşeydir. Çünkü bu yıldızlar, Tablo 3'teki yıldızlardan farklı olarak, bir tek mutlak kadir aralığında bulunmuyorlar ve farklı mutlak kadir aralığındaki yıldızların Güneş civarındaki (Hipparcos) uzay yoğunlukları farklıdır.

Çizelge 3. $5 < M_g \leq 6$ and $6 < M_g \leq 7$ mutlak kadir aralıklarında bulunan örnekler için tayin edilen a_i (i=1, 2, 3) parametreleri.

$M_g \rightarrow$		(5,6]		$M_g \rightarrow$		(6,7]
Örnek No	$< z^* >$	z^* D^*		Örnek No	$< z^* >$	z^* D^*
1	1.53	0.00 7.47 $a_2 = -0.3705(0.0034)$		1	1.19	0.00 7.47 $a_2 = -0.6180(0.0026)$
		0.86 6.47 $a_1 = 2.9923(0.0077)$				0.61 6.62 $a_1 = 3.5886(0.0050)$
		1.48 5.90 $a_0 = 5.8262(0.0034)$				1.10 6.08 $a_0 = 5.8251(0.0020)$
		2.25 5.36				1.86 5.50
2	2.24	0.00 7.47 $a_2 = -0.3095(0.0305)$		2	1.85	0.00 7.47 $a_2 = -0.4710(0.0761)$
		1.48 5.90 $a_1 = 2.8734(0.0922)$				1.10 6.08 $a_1 = 3.3561(0.2026)$
		2.25 5.36 $a_0 = 5.8315(0.0601)$				1.86 5.50 $a_0 = 5.8338(0.1136)$
		2.99 4.93				2.59 5.05
3	2.99	0.00 7.47 $a_2 = -0.2546(0.0105)$		3	2.58	0.00 7.47 $a_2 = -0.3040(0.0453)$
		2.25 5.36 $a_1 = 2.7246(0.0384)$				1.86 5.50 $a_1 = 2.2685(0.1502)$
		2.99 4.93 $a_0 = 5.8271(0.0296)$				2.59 5.05 $a_0 = 5.8329(0.1076)$
		3.73 4.59				3.34 4.62
4	3.79	0.00 7.47 $a_2 = -0.2183(0.0099)$		4	3.34	0.00 7.47 $a_2 = -0.2062(0.0222)$
		2.99 4.93 $a_1 = 2.6006(0.0447)$				2.59 5.05 $a_1 = 2.6699(0.0886)$
		3.73 4.59 $a_0 = 5.8272(0.0419)$				3.34 4.62 $a_0 = 5.8286(0.0726)$
		4.66 4.26				4.10 4.21
5	4.85	0.00 7.47 $a_2 = -0.1461(0.0213)$				
		3.73 4.59 $a_1 = 2.2933(0.1288)$				
		4.66 4.26 $a_0 = 5.8336(0.1704)$				
		6.17 3.72				

5 Birleştirilmiş Yoğunluk Kanununun Uygulanması

Elde edilen yoğunluk kanunu ELAIS yıldız alanının ($l = 84^o.27$, $b = +44^o.90$) $5 < M_g \leq 6$, $6 < M_g \leq 7$ ve $5 < M_g \leq 10$ mulak kadir aralıklarındaki yıldızlara

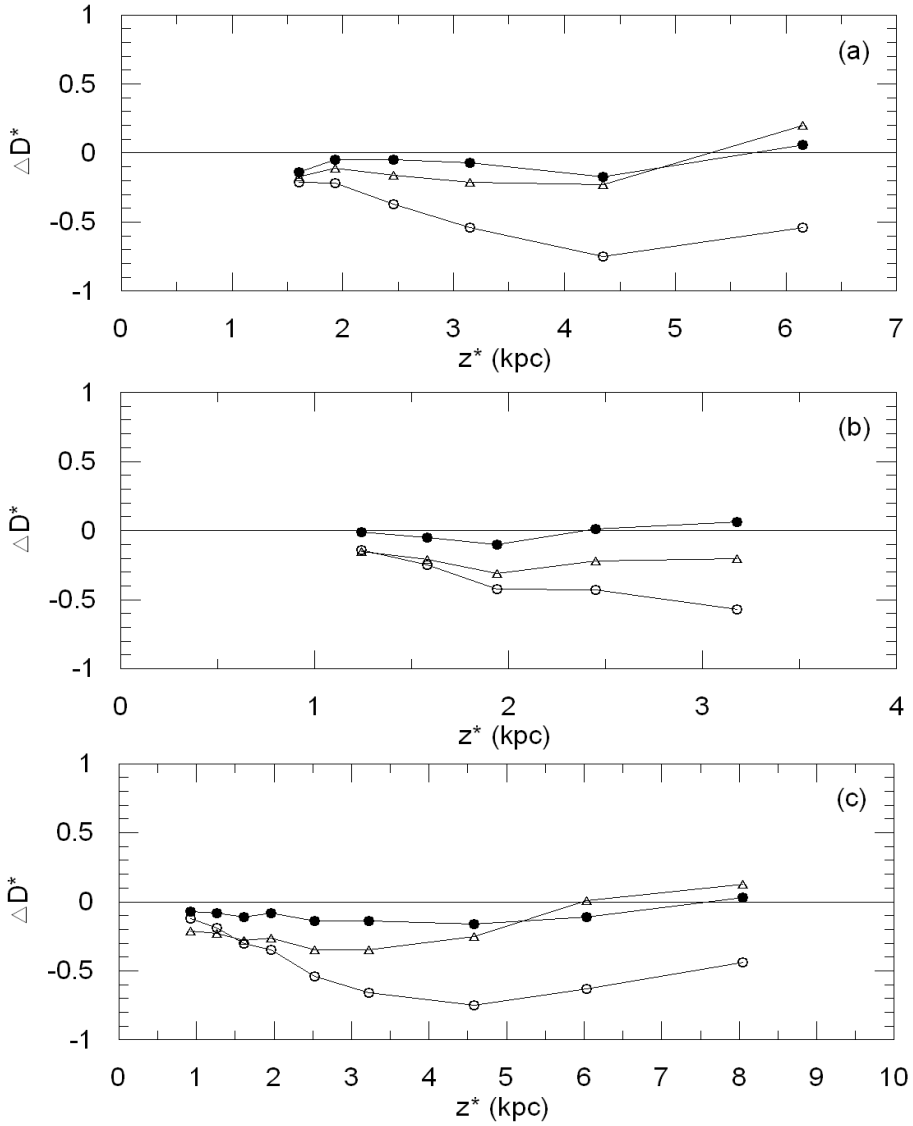
Çizelge 4. $5 < M_g \leq 10$ mutlak kadir aralığında bulunan örnekler için tayin edilen a_i (i= 1, 2, 3) parametreleri.

Örnek No	$< z^* >$	z^*	D^*		Örnek No	$< z^* >$	z^*	D^*	
1	0.99	0.00	7.52	$a_2 = -0.6939(0.0522)$	5	2.87	0.00	7.52	$a_2 = -0.2895(0.0302)$
		0.41	6.90	$a_1 = 3.7701(0.0928)$			1.68	5.62	$a_1 = 2.9160(0.1492)$
		0.63	6.62	$a_0 = 5.7082(0.0344)$			2.06	5.42	$a_0 = 5.7740(0.1725)$
		0.93	6.24				2.60	5.10	
		1.30	5.91				3.36	4.71	
		1.68	5.62				4.66	4.29	
2	1.32	0.00	7.52	$a_2 = -0.6832(0.0342)$	6	3.83	0.00	7.52	$a_2 = -0.2012(0.0252)$
		0.63	6.62	$a_1 = 3.7569(0.0742)$			2.06	5.42	$a_1 = 2.5807(0.1739)$
		0.93	6.24	$a_0 = 5.7072(0.0354)$			2.60	5.10	$a_0 = 5.8300(0.2685)$
		1.30	5.91				3.36	4.71	
		1.68	5.62				4.66	4.29	
		2.06	5.42				6.46	3.81	
3	1.71	0.00	7.52	$a_2 = -0.5462(0.0633)$	7	5.07	0.00	7.52	$a_2 = -0.1428(0.0249)$
		0.93	6.24	$a_1 = 3.5190(0.1720)$			2.60	5.10	$a_1 = 2.2799(0.2196)$
		1.30	5.91	$a_0 = 5.7495(0.1085)$			3.36	4.71	$a_0 = 5.9073(0.4266)$
		1.68	5.62				4.66	4.29	
		2.06	5.42				6.46	3.81	
		2.60	5.10				8.28	3.37	
4	2.20	0.00	7.52	$a_2 = -0.3891(0.0536)$	8	6.59	0.00	7.52	$a_2 = -0.1082(0.0176)$
		1.30	5.91	$a_1 = 3.1897(0.1889)$			3.36	4.71	$a_1 = 2.0541(0.1901)$
		1.68	5.62	$a_0 = 5.7616(0.1586)$			4.66	4.29	$a_0 = 5.9122(0.4583)$
		2.06	5.42				6.46	3.81	
		2.60	5.10				8.28	3.37	
		3.36	4.71				10.21	3.11	

uygulanmış ve hesaplanan uzay yoğunlukları, Tablo 1 ve 2'de verilen Bilir ve diğ.'ne (2006) ait orijinal uzay yoğunlukları ile karşılaştırılmıştır. Bunun için, Tablo 3-4'teki $< z^* >$ değerleri arasında interpolasyon/extrapolasyon yapılarak, orijinal uzay yoğunluklarının tayin edildiği z^* uzaklıkları için a_i (i=1, 2, 3) parametreleri elde edilmiştir. Bu parametreler (9) denkleminde yerine konularak uzay yoğunlukları hesaplanmıştır. Birleştirilmiş yoğunluk kanunuyla hesaplanan D^* yoğunluklarıyla orijinal yoğunluklar Şekil 1'de karşılaştırılmıştır. Aynı şekilde, Phleps ve diğ. (2000) ve Juric ve diğ.'nin (2008) klasik yoğunluk kanunlarından elde ettikleri yoğunluklarla orijinal yoğunluklar da karşılaştırılmıştır. Bu çalışmamızda elde edilen yoğunluklar, orijinal yoğunluklara daha yakındır. Yani yeni yoğunluk kanunu klasik kanunlardan daha üstündür.

6 Tartışma

Galaksi düzleminden 8 kpc uzaklığa kadar hesaplanan uzay yoğunluklarının düşey doğrultudaki değişiminin tek bir yoğunluk kanunuyla ifade edilebileceğini gösterdik. Bu buluş, ince ve kalın disklerin ayrık olmayışı düşüncesini doğrulamak-tadır (Norris 1987; Ivezic ve diğ. 2008). Aynı yoğunluk kanununun halo bileşenini de temsil etmesi ise Norris'in (1987), $[Fe/H] < -1$ metal bolluğundaki maddenin önemli bir miktarının disk benzeri yapıda olduğu şeklindeki görüşünü desteklemektedir.



Şekil 1. Hesaplanan logaritmik uzay yoğunluklarıyla orijinal yoğunluklar arasındaki farkların (ΔD^*) Galaksi düzleminden uzaklığa (z^*) göre değişimi. (a), (b) ve (c) panelleri, sırasıyla, $5 < M_g \leq 6$, $6 < M_g \leq 7$ ve $5 < M_g \leq 10$ mutlak kadir aralığındaki yoğunlukları temsil etmektedir. Semboller: Bu çalışma (•), Phleps ve diğ. (○) ve Juric ve diğ. (△).

7 Teşekkür

Salih Karaali ve Esat Hamzaoğlu verdiği maddi destekten dolayı Beykent Üniversitesi'ne teşekkür ederler.

Kaynaklar

Bahcall, J. N., Soneira, R. M.: ApJS, **44** (1980) 73
Bilir, S., Karaali, S., Gilmore, G.: MNRAS, **366** (2006) 1295
Ivezic, Z., ve diğ.: ApJ **684** (2008) 287
Juric, M., ve diğ.: ApJ **673** (2008) 864
Gilmore, G., Wyse, R. F. G.: AJ **90** (1985) 2015
Karaali, S., Bilir, S., Hamzaoğlu, E.: MNRAS **355** (2004) 307
Norris, J. E.: ApJ, **314L**, (1987) 39
Phleps, S., Meisenheimer, K., Fuchs, B., Wolf, C.: A&A **356** (2000) 108
Reid, M. J.: ARA&A, **31** (1993) 345

SW UMa COŞKUN DEĞİŞEN SİSTEMİNİN X-IŞINI ANALİZİ

Ata Karagül[1⋆], Gülnur İ. Gün[2], Fatma Gök[1] ve Aytap Sezer[3]

[1] Akdeniz Üniversitesi, Fizik, Antalya
[2] Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fizik Bölümü, Çanakkale
[3] TUBİTAK Uzay Araştırma Enstitüsü, Ankara

Özet Bu çalışmada, SW UMa ($\alpha = 08^h36^m42.7^s$; $\delta = 53^o28'38''.1$, m_v = 9.7 kadir) Coşkun değişen sisteminin Suzaku (0.5-6 keV) uydusundan alınan X-ışını verilerinin tayfsal ve zamansal analizi yapılmıştır. Veri seti öncelikle 10 saniye ile gruplanmıştır. Daha sonra yapılan tayfsal analiz sırasında uygulanan çeşitli modeller arasında 0.5-1 keV enerji aralığı için (verinin yumuşak X-ışını fotonlarından oluşan kısmı) hiçbir model iyi bir uyum vermemiştir ve 1-5 keV enerji aralığı (verinin sert X-ışını fotonlarından oluşan kısmı) için en iyi uyumu (Termal Bremsstrahlung) Isısal Frenleme mekanizması modeli ($\chi^2 = 1.28$, $\nu = 114$ serbestlik derecesi için) vermiştir. Tüm enerji aralığı (0.5-5 keV) için yapılan fitlerde de yine ısısal frenleme mekanizması modeli ($\chi^2 = 1.24$, $\nu = 158$ serbestlik derecesi için) en iyi uyumu sağlayan model olmuştur. SW UMa için literatürden alınan galaktik soğurma katsayısı, $N_H = 5.1 \times 10^{20}$ cm^{-2} değeri kullanılarak yapılan tayfsal analiz sonucunda ısısal frenleme mekanizması modeli ile 1-5 keV enerji aralığı için bulunan sıcaklık değeri kT = 2.13 ± 0.18 keV veya T = (2.47 ± 0.21) $\times 10^7$ K ve 0.5-5 keV enerji aralığı için bulunan değer ise kT = 1.77 ± 0.11 keV veya T = (2.06 ± 0.13) $\times 10^7$ K'dır. Ayrıca enerji aralığı sırası aynı olmak üzere elde edilen akı ve ışınım gücü değerleri de $F_X = (3.11^{-0.10}_{+0.08}) \times 10^{-10}$ erg $cm^{-2}sn^{-1}$ ve $F_X = (2.22^{-0.09}_{+0.04}) \times 10^{-10}$ erg $cm^{-2}sn^{-1}$, $L_X = 9.42 \times 10^{32}$ erg sn^{-1} ve $L_X = 6.73 \times 10^{32}$ erg sn^{-1} dir. Yapılan hesaplamalar sınır tabakasındaki kütle aktarım oranının $\dot{M} = 0.77 \times 10^{16}$ g sn^{-1} = 7.7×10^{15} g sn^{-1} olduğunu, beyaz cücenin yarıçapının $R_{BC} \leq 8.6 \times 10^8$ cm olabileceğini göstermektedir. Veri setinin tamamına ve sert X-ışını kısmına yapılan analizler sonucunda hep ısısal frenleme mekanizmasının etkin olduğu bir plazmadan gelen X-ışınlarının gözlendiği sonucuna varılmaktadır. 10^7K ve üzerindeki sıcak gazlar, eğer optik olarak inceyseler (yani $\dot{M} \leq 2 \times 10^{16}$ g sn^{-1} ise) ısısal frenleme mekanizması ile sert X-ışınları yayarlar. Suzaku gözlem yaptığı sırada sistem durağan haldedir ve bu tür sistemlerde durağan evrede ikincil yıldızdan beyaz cüce üzerine madde aktarımının düşük değerde olması gerektiği düşünülür. Elde edilen $\dot{M} = 7.7 \times 10^{15}$ g $sn^{-1} \leq 2 \times 10^{16}$ g sn^{-1} sonucu düşük kütle aktarım oranı ve dolayısı ile optik olarak ince bir gazdan gelen X-ışınlarını gözlemlediğimizi doğrulamaktadır. Ayrıca gözlenen yumuşak X-ışınlarının da sınır tabakasının beyaz cüceye en yakın bölgesinde soğurulup daha düşük enerjili olarak yayınlanan X-ışını fotonlarından oluştuğu düşünülebilir.

⋆ atakaragul@akdeniz.edu.tr

1 GİRİŞ

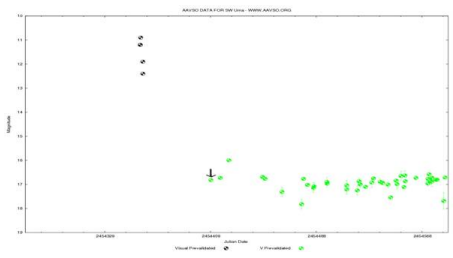
Coşkun değişen yıldız çiftleri, bir beyaz cüce ve beyaz cüceye Roche şişiminden madde aktaran yoldaş yıldızdan oluşan sistemlerdir. Her yıldız, kendi etrafında eş potansiyel yüzeylere sahiptir. Bu yüzeylerde toplam potansiyel sabittir ve çekim kuvvetleri tam olarak dengelenmiştir. İkinci bileşenin kütlesini içeren en büyük kapalı eş potansiyel yüzeye Roche şişimi denir. Coşkun değişenler beyaz cücenin manyetik alanının büyüklüğüne göre, manyetik ($< 10^7$ G) ve manyetik olmayan sistemler olmak üzere iki gruba ayrılır. Açısal momentum korunumu nedeniyle aktarılan madde doğrudan beyaz cüce üzerine düşmek yerine genellikle beyaz cücenin etrafını çeviren bir toplanma diski oluşturur (manyetik olmayan sistemlerde). Madde bu diskten yıldızın üzerine akar. Diskte biriken maddenin artması, enerji salınımına neden olur. Salınan enerji ile disk ısınır (Shafter vd 1986). Coşkun değişen sistemler zaman içerisinde parlaklıklarında değişimler (bazen 0,2-0,4 kadir, bazen 1,5-2 kadir, bazen ise 6-8 kadir) gösterirler. Bu parlaklık artışlarına patlama denir. Patlamalar toplanma diskinde meydana gelir. Cüce novalar (CN) coşkun değişenlerin bir alt sınıfıdır. CN'ların çoğunda patlama evreleri kısa zaman aralıklarında görülür. Patlama evreleri dışında sakin evrede de bulunurlar. CN'ler patlama ışık eğrilerine göre üç alt sınıfa ayrılır. Bunlardan U Gem tipi sistemler, az düzenli tam periyodik olmayan patlamalar gösterirler. Z Cam tipi sistemler, sık sık kesikli patlamalar gösterirler. Minimum ve maksimum patlamalar arasında bir orta değerde yaklaşık olarak sabit parlaklık görülür. Son olarak SU UMa tipi sistemler ise iki belirgin türde patlama gösterirler. Bu patlama tiplerinin biri kısa normal patlamadır (1,5-2 kadir), birkaç gün sürer ve daha sık gerçekleşir. Diğeri uzun süper patlamadır (6-8 kadir) ve 2 hafta kadar sürer (Osaki 1996). SW UMa, SU UMa tipinde bir CN'dir. 1909 yılında Ceraski tarafından keşfedilmiştir. Fotometrik, tayfsal ve X-ışını gözlemleri sonuçlarına göre SW UMa'nın yörünge periyodunun 81.8 dakika olduğu ve Balmer emisyon çizgilerine sahip olduğu bulunmuştur (Shafter vd 1986). SW UMa'nın yarı kutupsal sınıfında olduğu ilk kez optik ve X-ışını gözlemlerine dayanarak (Shafter vd 1986) tarafından önerilmişse de (Rosen vd 1994) bu güne kadar bu yönde daha fazla veri elde edilememiştir. X-ışın kaynağıdır. SW UMa' nın ROSAT gözlem verilerinin X-ışını analizi sonucunda elde edilen ortalama zamanlı tayfının, Karacisim, ısısal frenleme, Kuvvet kanunu ve Raymond and Smith modellerine uygunluğuna bakılmıştır. Tayfsal parametreleri için en uygun modeller, Isısal frenleme, Kuvvet kanunu ve Raymond ve Smith modelleri olmuştur (Rosen vd 1994, Gun ve Ercan 2003). Sistemin genel özellikleri Çizelge 1'de görülebilir.

Çizelge 1. SW UMa sistemin genel özellikleri

Sağ Açıklık (α)	08 h 36 m 42.7 s
Dik Açıklık (δ)	+ $53^o28'38''.1$
Tip	SU UMa (veya DQ Her ?)
Minimumda en yüksek parlaklık değeri	16.5 kadir
Minimumda en düşük parlaklık değeri	17.0 kadir
Normal patlamada en yüksek parlaklık değeri	10.6 kadir
Süper patlamada parlaklık değeri	9.0 kadir
Süper patlamalar arası süre	459 gün
Yörünge periyodu	0.056815 gün = 81.8 dakika
Süper hörgüç periyodu	0.05833 gün = 84.0 dakika
Birincil yıldız kütlesi (Beyaz cüce) M_1	(0.71 $\pm$ 0.22) $M_\odot$
İkincil yıldız kütlesi M_2	(0.10 $\pm$ 0.01) $M_\odot$
q (M_1/M_2)	7.1 $\pm$ 2.0
Yörünge Eğimi	$45^o \pm 18^o$
Uzaklık d	159 $\pm$ 22 parsek

2 X-IŞINI VERİSİ

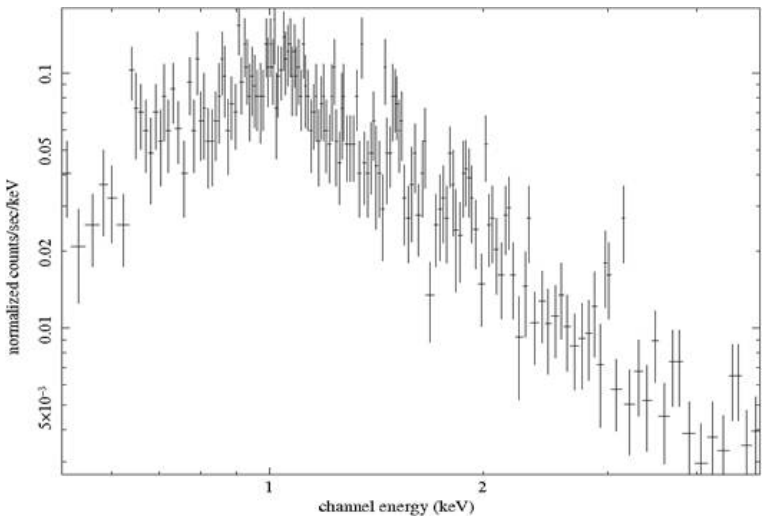
Bu çalışmada en son X-ışını uydusu olan Suzaku'nun genel kullanıma açılmış olan gözlem verileri kullanılmıştır. 2005 yılında yörüngeye fırlatılmış olan X-ışını uydusu Suzaku JAXA/ISAS (JP) ve NASA (US) ortak yapımıdır. Geniş algı aralığına (0.3-600 keV), yüksek enerji çözünürlüğüne ($\sim$ 6.5eV@6keV) sahiptir (Hudaverdi vd 2006). Bu özellikleri nedeniyle sıcak X-ışın plazmasının dinamik hareketleri üzerine önemli sonuçlar sunmaktadır. Ayrıca Suzaku uydusu, düşük gürültü kirliliği ile astrofizik sorularımıza çözüm sunmada önemli bir araçtır. Bu çalışmada kullanılan gözlem verileri 6 Kasım 2007 (JD 2454410.73677) tarihinde elde edilmiştir. Poz süresi 17 ks'dir. Bu gözlemde XIS0, XIS1 ve XIS3 alıcıları kullanılmıştır. XIS2 teknik bir nedenle gözlem boyunca kapalı kalmıştır. AAVSO veri tabanından alınan ve Şekil 1'de verilen grafikten de görüldüğü üzere bu sırada sistem durağan evrede olmalıdır.



Şekil 1. SUZAKU uydusunun SW UMa sistemini gözlediği tarih için AAVSO veri tabanının gösterdiği optik durumu

3 VERİ ANALİZİ VE SONUÇLAR

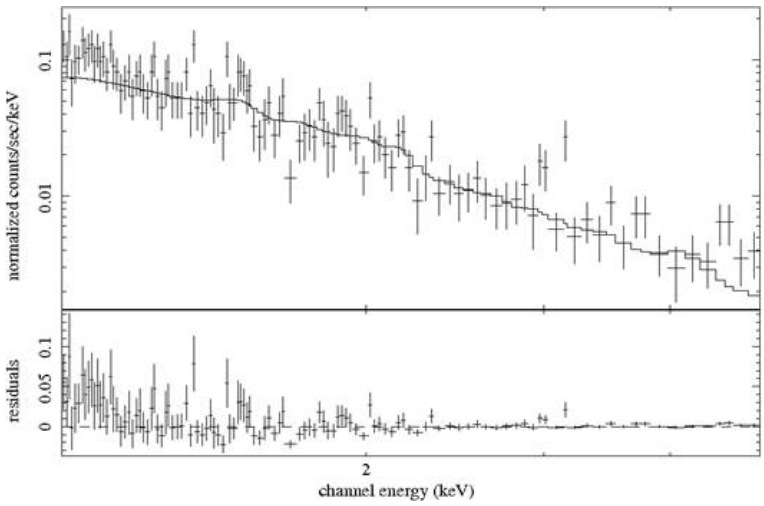
Bu çalışma kapsamında kaynağa ait Suzaku X-ışını gözlem verileri kullanılmıştır. Alınan görüntüler, LINUX işletim sisteminde çalışan HEAsoft (High Energy Astrophysics Software) bilgisayar yazılımı ile indirgenmiştir. Analizin ilk aşamasında, X-ışını fotonlarını enerjiye dönüştürebilmek için, Suzaku uydusu alıcı çiplerinin ilgili piksellerinin response dosyaları hazırlanmıştır. Response dosyalarının hazırlanmasında xisrmfgen ve xissimarfgen (version 2006-10-17) yazılımları kullanılmıştır. Kaynaktan gelen ışımayı modellemek için XSPEC 11.3.2 programı kullanılmıştır. Bu işlemler her bir alıcı için (XIS0, XIS1ve XIS3) ayrı ayrı yapılmıştır. Seçilen merkez bölgenin tayfı çeşitli modelleri kullanılarak incelenmiştir. Bu çalışmada XIS1 verileri ile yapılan analiz sunulmuştur. Sistemin bu gözlemdeki foton sayım-oranı 0.38 sayım/saniye'dir. Eldeki X-ışın verisinin sertlik oranı ~ 0.9'dur. Yani veri yaklaşık olarak aynı değerde yumuşak ve sert X-ışınlarından oluşmuştur. Veri seti 10 saniye ile gruplanmış ve tayf analizi yapılmıştır. Veriden elde edilen tayf Şekil 2'de gösterilmiştir.



Şekil 2. SW UMa sisteminin 10 saniye ile binlenmiş SUZAKU verisi tayfı

Öncelikle verinin tamamına (0.5-5 keV enerji aralığı) bir çok teorik model (ısısal frenleme, kara cisim, kuvvet kanunu, meka vb.) uygulanmış ikinci adımda da sadece 0.5-1 keV enerjili kısım ile 1-5 keV enerjili kısım seçilerek yani verinin sadece yumuşak X-ışını kısmı ve sadece sert X-ışını fotonlu kısmı alınarak bu kısımlar için model eşleştirmesi yapılmıştır. Tayf analizi yapılırken galaktik soğurma katsayısı literatürde verilen $5.1 \times 10^{20}\ cm^{-2}$ olarak sabit alınmıştır. Bu değer serbest bırakılarak yapılan analizlerden iyi bir eşleşme elde etmek mümkün

olmamıştır. Sadece yumuşak X-ışını verisine uygulanan modeller arasından hiç biri iyi bir uyum vermemiştir. Sert X-ışını verisine uygulanan modeller arasından $\nu = 114$ serbestlik derecesi için $\chi^2 = 1.28$ değeri ile Isısal frenleme mekanizması modeli (Şekil 3), ve veri setinin tamamına uygulanan modeller arasından ise $\nu = 158$ serbestlik derecesi için $\nu = 1.24$ değeri ile yine ısısal frenleme mekanizması modeli (Şekil 4) en iyi uyumu sağlayan model olmuştur. Bu modelin enerji aralıkları için verdiği parametre değerleri ise Çizelge 2'de görülebilir. Model tabanlı olarak hesaplanan akı değerleri tüm veri için $F_X = (3.11^{-0.10}_{+0.08}) \times 10^{-10}$ erg $cm^{-2}sn^{-1}$ ve 1-5 keV enerji aralığı için $F_X = (2.22^{-0.09}_{+0.04}) \times 10^{-10}$ erg $cm^{-2}sn^{-1}$ olarak elde edilmiştir. Uzaklık için ortalama 159 parsek alındığında ışınım gücü değerleri aynı sırayla $L_X = 9.42 \times 10^{32}$ erg sn^{-1} ve $L_X = 6.73 \times 10^{32}$ erg sn^{-1} olarak bulunmuştur.

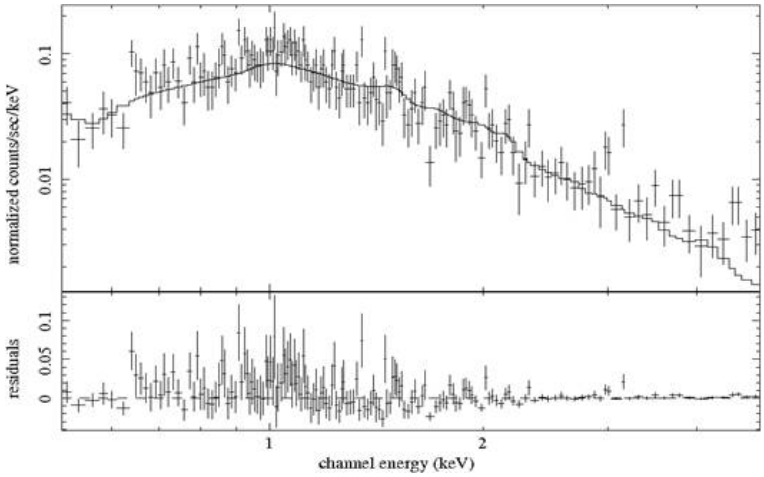


Şekil 3. SW UMa sisteminin 1-5 keV enerjili veri setine (sert X-ışınları) en iyi uyumu sağlayan teorik model Isısal frenleme mekanizması modelinin tayf uyumunu gösteren şekil.

(Patterson ve Raymond 1985)'den alınan ve ısısal frenleme ışıması yapan bir sınır tabakası için kullanılan aşağıdaki eşitlik ile gözlemlenen X-ışınlarının sıcaklığından itibaren sınır tabakasındaki kütle aktarım oranı hesaplanmıştır.

$$kT_{\text{ısısal}fren.} = 1.3[M_{0.7}^{3.6}/\dot{M}_{16} \times r_e^2]keV \quad (1)$$

Burada $M_{0.7}$, 0.7 $M_\odot$ cinsinden beyaz cüce kütlesi ve r_e de Reynolds sayısıdır. Kolaylık olması açısından (Patterson ve Raymond 1985)'ın da aldığı gibi r_e= 1 alınmıştır. SW UMa sisteminin beyaz cüce kütlesi ortalama olarak 0.71 $M_\odot$



Şekil 4. SW UMa sisteminin 0.5-5 keV enerjili veri setine en iyi uyumu sağlayan teorik model Isısal frenleme mekanizması modelinin tayf uyumunu gösteren şekil.

Çizelge 2. SW UMa sistemi için elde edilen parametre değerleri. N_H cm^2'deki galaktik soğurma katsayısı değeri, kT keV biriminde sıcaklıktır. kT'den T'ye dönüşümde Boltzmann sabiti k = $1.38 \times 10^{-23} J/K$ olarak alınmıştır

Enerji Aralığı (keV)	(1-5)	(0.5-5)
NH ($\times 10^{20}$)cm^{-2}	5.1	5.1
kT (keV)	2.13 ± 0.18	1.77 ± 0.11
T (K)	(2.47 ± 0.21) $\times 10^7$	(2.06 ± 0.13) $\times 10^7$
χ^2	1.28 (ν = 114)	1.28 (ν= 114)

olduğundan $M_{0.7} = 0.01$ alınmıştır ve $\dot{M} = 0.77 \times 10^{16}$ g $sn^{-1} = 7.7 \times 10^{15}$ g sn^{-1} olarak bulunmuştur. Yani kütle aktarım oranı, kritik değer kabul edilen 2 $\times 10^{16}$ g sn^{-1} değerinden (Pringle ve Savonije 1979, Narayan ve Popham 1993, Patterson ve Raymond 1985 ve Warner 1995) küçüktür. Yıldız materyali yıldız yüzeyine düşmek üzere yıldız etrafında dönerken açısal momentumunu kaybeder ve bu sırada arka arkaya şoklara uğrayabilir. Şoklanan gazın sıcaklığı T_s ilk şoka uğradığı sırada gerçekleşen T_s (maks)' ı geçemez ve bu gazdan sert X-ışınları gözlenir (Pringle ve Savonije 1979). Bu söylenen kuralı ifade eden formül kullanılarak beyaz cücenin yarıçapını hesaplamak mümkün olabilir.

$$T_s \leq T_s(maks) = 2.3 \times 10^8 m_{BC}/r_{BC} \quad (2)$$

Burada BC beyaz cüceyi temsil etmek üzere $m_{BC} = (M_{BC}/M_\odot)$ ve $r_{BC} = R_{BC}/9 \times 10^8$cm'dir. Tayfsal analiz sırasında sadece sert X-ışınları kısmından elde

edilen sıcaklık değerini T_s olarak alırsak $r_{BC} \leq 0.95$ yani $R_{BC} \leq 8.6 \times 10^8$ cm bulunmaktadır.

4 TARTIŞMA

SW UMa'nın literatürdeki çalışmalarına bakıldığı zaman büyük kısmının optik bölge gözlemlerinden oluştuğu görülmektedir. Sistem X-ışınlarında sadece üç uydu EXOSAT (0.05-50 keV), ROSAT (0.1-2.4 keV) ve Suzaku (0.5-6 keV) tarafından gözlenmiştir. EXOSAT düşük enerji (0.05-2.5 keV) verileri (Shafter vd 1986) tarafından 0.07 keV sıcaklıklı karacisim ve 0.21 keV sıcaklıklı ısısal frenleme mekanizması modeli ile (Szkody 1988) tarafından ise 100 eV karacisim ve 0.5 keV ısısal frenleme mekanizması modeli ile açıklanmıştır. (Shafter vd 1986) analizleri sonucunda yumuşak X-ışınlarının manyetik alan çizgileri boyunca şekillenen ve iç diskte radyal olarak akan maddeden kaynaklandığı sonucuna varmışlardır fakat (Szkody 1988) tarafından sistemin super patlaması sırasında yapılan gözlemler bu manyetik alan varlığı tezini desteklememiştir. ROSAT gözlemi verileri üç ayrı yazar tarafından analiz edilmiştir. Bunlardan (Rosen vd 1994) yaptıkları tayf analizinde iki sıcaklıklı Raymond-Smith modelinin en iyi uyumu verdiğini görmüşler, sistemde manyetik alana ait herhangi bir gösterge elde edememişler ve yayınlanan X-ışınlarının Meyer ve Meyer-Hofmeister'in Koronal sifon modeli ile açıklanan bir sınır tabakasından geliyor olabileceği sonucuna varmışlardır. (Richman 1996) aynı veri setinin analizini yapmış fakat sadece ısısal frenleme mekanizması ile uyuma bakmıştır. (Gun ve Ercan 2003) çalışmasında aynı veri ile tayfa en iyi uyumun Raymond-Smith modeli ile elde edildiği görülmüş ve Meyer ve Meyer-Hofmeister'in koronal sifon modeli kullanılarak sistemde koronaya buharlaşan kütle aktarım miktarı ve diskteki kütle aktarım değeri hesaplanmıştır. Bu çalışmada özellikle 0.5-1 keV aralığında sistemin tayfına uyum sağlayan bir modelin bulunamaması ve yukarıda bahsi geçen çalışmaların da bu enerji aralığını ağırlıklı olarak ele alması nedeniyle bu çalışmalarla sağlıklı bir karşılaştırma yapmayı engellemektedir. Yine de X-ışınlarının kaynaklandığı sınır tabakası için bu çalışma da dahil olmak üzere tüm çalışmaların ısısal temelli modeller öngördükleri açıktır. (Gun ve Ercan 2003) çalışmasında 0.5-2 keV enerji aralığı için elde edilen sınır tabakası kütle aktarım oranı $\dot{M} = 2.27 \times 10^{-12} M_{\odot}$ $yıl^{-1}$= 1.43×10^{14} gr sn^{-1} iken bu çalışmada 0.5-5 keV enerji aralığında $\dot{M} = 7.7 \times 10^{15}$ gr sn^{-1} bulunmuştur.

5 SONUÇ

Bu çalışmada SW UMa sisteminin Suzaku uydusu ile alınmış 0.5-5 keV enerjili X-ışınlarının tayfsal analizi yapılmış ve sistemin tayfının en iyi ısısal frenleme mekanizması ile yayınlanan fotonlarla açıklanabildiği görülmüştür. SW UMa için literatürden alınan galaktik soğurma katsayısı, $N_H = 5.1 \times 10^{20} cm^{-2}$ değeri kullanılarak yapılan tayfsal analiz sonucunda ısısal frenleme mekanizması modeli ile 1-5 keV enerji aralığı için bulunan sıcaklık değeri kT = 2.13 ± 0.18 keV veya T =

(2.47 ± 0.21) x 10^7 K ve 0.5-5 keV enerji aralığı için bulunan değer ise kT = 1.77 $\pm$ 0.11 keV veya T = $(2.06 \pm 0.13) \times 10^7$ K'dır. Ayrıca enerji aralığı sırası aynı olmak üzere elde edilen akı ve ışınım gücü değerleri de $F_X = (3.11-0.10+0.08) \times 10^{-10} ergcm^{-2} sn^{-1}$ ve $F_X = (2.22 - 0.09 + 0.04) \times 10^{-10} ergcm^{-2} sn^{-1}, L_X = 9.42 \times 10^{32} ergsn^{-1}$ ve $L_X = 6.73 \times 10^{32} ergsn^{-1}$ dir. Yapılan hesaplamalar sınır tabakasındaki kütle aktarım oranının $\dot{M} = 0.77 \times 10^{16} gsn^{-1} = 7.7 \times 10^{15} gsn^{-1}$ olduğunu, beyaz cücenin yarıçapının $R_{BC} \leq 8.6 \times 10^8 cm$ olabileceğini göstermektedir. Sınır tabakasının beyaz cüce ve diske yakınlığından dolayı optikçe ne kadar ince olursa olsun yayınlanan sert X-ışınımının bir kısmı beyaz cüce veya beyaz cüceye yakın sınır tabakası materyali, ki bu sınır tabakası üzerinde oluşan bir korona olabilir, tarafından soğurulup ve daha düşük enerjili yumuşak X-ışınları olarak yayınlanabilir (Pringle ve Savonije 1979). Dolayısı ile sert X-ışınları yayınlamakta olan bir kaynaktan yumuşak X-ışınları da gözlemek olasıdır. Ayrıca sert X-ışını yayınlamakta olan bir kaynaktan aynı anda yumuşak X-ışınlarının da gözlenebilmesi beyaz cüce kütlesi büyük ve Galaktik kolon yoğunluğu küçük sistemler için öngörülmektedir (Patterson ve Raymond 1985) ki SW UMa bu şartları $M_{BC} = (0.71 \pm 0.22) M_\odot$ ve $N_H = 5.1 \times 10^{20}\ cm^{-2}$ değerleri ile sağlamaktadır. Bu söylenenler göz önüne alındığında SW UMa için yapılan bu çalışmada gözlenen yumuşak X-ışınlarının sınır tabakasının beyaz cüceye en yakın bölgesinde soğurulup daha düşük enerjili olarak yayınlanan X-ışını fotonlarından oluştuğu düşünülebilir. Sistemin yapısını açıklamak ve bulunan sonuçların doğruluğunu test etmek için daha çok gözleme, özellikle de eş zamanlı çok bant gözlemlerine ihtiyaç vardır.

Kaynaklar

Gun, İ.G. ve Ercan, E.N.:X-Ray Spectral Analysis of SU UMa Type Dwarf Novae Observed with Rosat. IJMP-D. **12** (2003) 739–755.

Hudaverdi,M.,Kunieda, H.,Tanaka, T.,Haba, Y.,Furuzawa, A.,Tawara, Y.,Ercan, E. N.:Overdensity of X-Ray Sources in the Field of Two Nearby Clusters of Galaxies: XMM-Newton View of A 194 and A 1060. PASJ. **58** (2006) 931–943.

Narayan,R. ve Popham, R.:Hard X-rays from accretion disk boundary layers. Nature. **362** (1993) 820–822.

Osaki, Y.:Dwarf-Nova Outbursts. PASP. **108** (1996) 39–60.

Patterson, J. ve Raymond, R.C.:X-ray emission from cataclysmic variables with accretion disks. I - Hard X-rays. II - EUV/soft X-ray radiation. ApJ. **292** (1985) 535–558.

Pringle, J.E. ve Savonije, G.J.:X-ray emission from dwarf novae. MNRAS. **187** (1979) 777–783.

Richman, H.R.:X-Ray Spectra of Cataclysmic Variables from ROSAT. ApJ. **462** (1996) 404–427.

Rosen,S.R., Clayton, K.L., Osborne, J.P. ve McGale, P.A.:ROSAT Constraints on the Intermediate Polar Candidates V426-OPHIUCHI Sw-Ursae and 1H:0709-360. MNRAS. **269** (1994) 913–920.

Shafter, A.W., Szkody, P. ve Thorstensen, J.R.:X-ray and optical observations of the ultrashort period dwarf nova SW Ursae Majoris - A likely new DQ Herculis star. ApJ. **308** (1986) 765–780.

Szkody, P., Osborne, J. ve Hassal, J.M.:EXOSAT and IUE observations of SW UMa during superoutburst. ApJ. **328** (1988) 243–250.
Warner, B.: Cataclysmic variable Stars. (1995) Cambridge Univ.Press., Cambridge.

XMM-NEWTON Arşiv Verileri Kullanılarak Yakın Galaksilerdeki X-ışın Kaynaklarının Çalışılması (NGC4258, NGC4395, NGC4736)

Şenay KAYACI[1,⋆], Aysun AKYUZ[2], Hasan AK[3]

[1] Erciyes Üniversitesi, Fen Bilimleri Enstitüsü, Astronomi ve Uzay Bilimleri Anabilim Dalı, Kayseri
[2] Çukurova Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, Adana
[3] Erciyes Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Kayseri

Özet Yüksek enerji astrofiziğinin önemli çalışma alanlarından biri olan X-ışın astronomisi, gök cisimlerinden gelen X-ışın yayınımlarını incelemektedir. Galaksimizdeki X-ışın kaynaklarının yanı sıra yakın galaksilerde (< 10 Mpc) X-ışın kaynaklarının araştırılması 1978 yılında uzaya gönderilen EINSTEIN gözlemevi uydusu çalışmalarıyla başlamıştır ve 1999 yılından itibaren yeni nesil X-ışın uyduları XMM-Newton ve Chandra uydularıyla X-ışınlarında ayrıntılı çalışmalar yapılmaktadır. Bu çalışmada XMM-Newton arşiv verileri kullanılarak, seçilen bazı yakın galaksilerde (NGC 4258, NGC 4395 ve NGC 4736) X-ışın noktasal kaynaklar (point-like sources) belirlenmiş, belirlenen kaynakların X-ışın özellikleri ve X-ışın tayfları elde edilmiştir.

1 Giriş

Yüksek enerjilerde gök cisimlerinin incelenmesi 1960 lı yıllarda başlamıştır. Yer-ötesi cisimlerden 0.1 keV ile 100 keV enerji aralığında algılanan X-ışınları, yıldızların doğumlarından ölümlerine, yoğun yıldızlararası ortamdan tıkız yıldız formlarına, galaksilerden galaksiler arası ortama kadar uzanan geniş bir alanda, yapısal ışıma mekanizması ve evrim konularında çok önemli bilgiler sağlamaktadır. 10^6 ile 10^8 K sıcaklıklarında gaz içeren kaynaklardan algılanan X-ışın yayınımı Galaktik ya da galaksi-ötesi yaygın (diffuse) ortamlardan geldiği gibi düşük ya da büyük kütleli X-ışın çiftleri (LMXB ve HMXB), çok parlak X-ışın kaynakları (ULX), Süpernova (SN), Süpernova kalıntıları (SNR) ve süper yumuşak X-ışın kaynakları (SSS) gibi noktasal (point-like) kaynaklardan gelmektedir.

Yeni nesil XMM-Newton ve Chandra uyduları gönderilene kadar (1999) geçen sürede X-ışınları yayan tüm bu yapılar hakkında bilinenler, uzaysal ve tayfsal çözümleme, duyarlılık ve enerji aralığı gibi gözlemsel değerlere bağlı olduğu için oldukça sınırlı kalmaktaydı. Yaklaşık 10 yıldır her iki uydudan sağlanan çok miktarda zengin veri X-ışın astronomisinde önemli bir dönemi başlatan bilgiler içermektedir (Fabbiano ve ark. 2004, Feng ve Kaaret 2005, Pietsch ve ark. 2005).

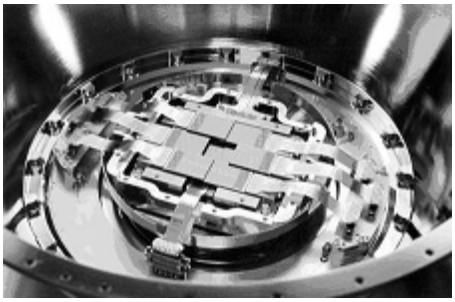
⋆ email:kayaci.s@gmail.com

2 XMM (X-ray Multi Mirror, Çok Aynalı) Newton X-ışın Uydusu

XMM-Newton uydusu, Avrupa Uzay Ajansı (ESA, The European Space Agency)'nın Horizon 2000 uzay programının ikinci elemanıdır ve ESA ve NASA'nın ortak çalışması olarak 10 Aralık 1999 yılında uzaya gönderilmiştir. XMM-Newton, geniş bir etkin alana sahip 3 yüksek verili X-ışın teleskopu ve bir adet optik gözlemci (monitör) taşımaktadır. Büyük toplayıcı alan ve kesintisiz uzun poz alma kabiliyeti ile 0.1 keV ile 15 keV enerji aralığında yüksek hassasiyetli gözlemler sağlamaktadır.

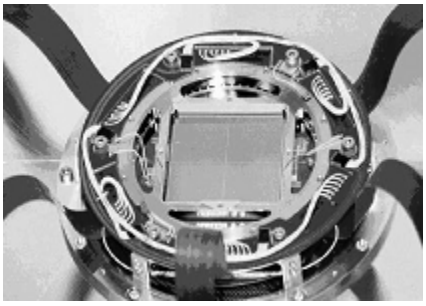
XMM-Newton uzay aracı 4 ton ağırlığında ve 10 m uzunluğunda devasa bir yapıya sahiptir. Bu aracın uzun tüpü özel olarak karbon fiberden yapılmıştır. Bunun nedeni ise karbon fiberin güçlü, dayanıklı ve hafif bir yapıya sahip olmasıdır. Şu anda hala çalışan uydu için ilk olarak 10 yıllık bir çalışma süresi düşünüldüyse de 2012 yılına kadar gözlemlerine devam etmesi planlanmaktadır.

EPIC MOS Kamera MOS kameraları 600x600 piksellik 7 CCD yongasının dizilişiyle oluşmaktadır. Bu kameralar XMM-Newton'a geniş bir görüntü alanı sağlamaktadır. Merkezde bir yonga bulunmaktadır ve diğer 6 yonga bu yonganın çevresine yerleştirilmiştir (Şekil 1).



Şekil 1. EPIC MOS Kamerası

EPIC PN Kamera PN CCD kameraları X-ışın CCD'lerinde yeni bir teknolojidir. Tek bir plaka üzerinde 6x2 yonga vardır. Her yonga 64x200 piksel boyutundadır. PN kamera 7 yongalı MOS kamerasına benzer bir görüntüleme alanı sağlamaktadır (Şekil 2). Yonga dizilimi bir elektronik kart taşıyan kamera elektroniğinin içinde yer almaktadır. XMM-Newton uydusunun 3 kamerasından sadece 1 tanesi PN diğer ikisi ise MOS kamerasıdır.



Şekil 2. EPIC PN Kamerası

3 Hedef Galaksilerin Seçimi

Nokta X-ışın kaynaklarının çalışılması için belirlenen galaksilerin seçiminde bazı özelliklere dikkat edilmiştir. Yaklaşık 32 yakın galaksinin bu çalışmaya uygun olup olmadığı araştırılmıştır. Bunun için kullanılan seçim kriterlerinden biri galaksilerin eğim açısıdır. Noktasal kaynakları birbirinden daha iyi ayırt edebilmemiz için seçtiğimiz galaksilerin eğim açısı 75°'den daha düşüktür (yandan bakışlı değildir). Diğer önemli bir seçim kriteri ise galaksinin uzaklığının 10 Mpc'den daha küçük olmasıdır. Ayrıca galaksinin sarmal tipte olması galaksi düzlemi boyunca yayılmış olan kaynakları daha iyi çalışabilmemize olanak sağlar. Bu kriterlere uygun galaksilerden X-ışın kaynaklarını belirlemek için uygun üç galaksi (NGC 4395, NGC 4736 ve NGC 4258) seçilmiştir. Bu galaksilerin özellikleri Çizelge 1'de verilmiştir.

Çizelge 1. Seçilen galaksilerin özellikleri

Galaksiler	*RA.Dec.*	*GalaksiSınıfı*	*Uzaklık* (Mpc)	*Egimacısı* ($der.$)	N_H $10^{20}cm^2$	*Acısalboyut* ($arcmin^2$)	$D25$ ($arcmin$)
NGC 4395	12:25:48.9 +33:32:47.8	SA(s)m	4.2	38	1.33	13.2x11.0	13.3
NGC 4736	12:50:52.6 +41:07:09.3	(R)SA(r)ab	4.3	33	1.43	11.2x9.1	11.8
NGC 4258	12:18:57.6 +47:18:13.4	SAB(s)bc	7.7	71	1.20	18.6x7.2	14.2

4 Analiz ve Analiz Sonuçları

XMM-Newton uydusunun üç dedektöründen (EPIC PN ve iki EPIC MOS) ince filtreler ile alınan arşiv verilerinin analizlerinde XMM-Newton Science Analysis System (SAS v 9.0) programı ve bu programın içerisinde epchain ve emchain komut dosyaları (scriptler) ve en yüksek olasılık (Maximum Likelihood) tekniği

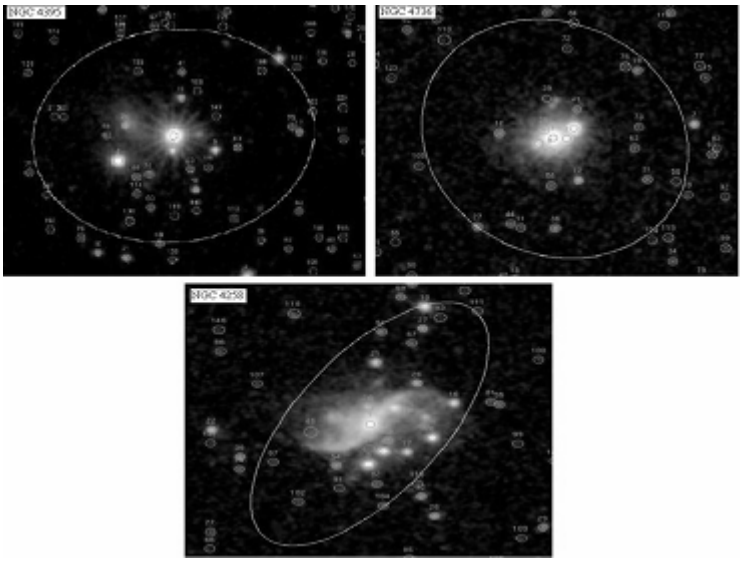
kullanılarak noktasal kaynaklar belirlenmiştir. EPIC PN dedektörü, EPIC MOS dedektörüne göre çok daha duyarlıdır. Bu yüzden tayf analizinde EPIC PN verileri kullanılmıştır. Bazı kaynaklar için MOS dedektörleri yeterli veri istatistiğine sahip olduğunda üç dedektörün tayf verileri aynı şekilde üzerinde verilmiştir. Optik bölgede parlaklığı 25m'den küçük (daha parlak) olan galaksi bölgesi (D25) içerisinde seçilen X-ışın kaynaklarının tayflarını belirlemek için her bir kaynağı merkez alan yarıçapı 15″-20″ daireler seçildi. Kaynağa yakın ve özellikle ardalan ışıması yoğun olmayan ve başka noktasal kaynakları içermeyen yarıçapı 35″-40″ bölgeler ise ardalanı belirlemek için seçildi. Kaynakların X-ışın tayfları ise XSPEC v12 programı yardımıyla oluşturuldu. Her bir galakside belirlenen kaynakların tayfına standart altı farklı model uygulandı. Önce tek bileşenli modeller olan 'blackbody' (BBODY), 'powerlaw' (PL), 'diskblackbody' (DISKBB) ve 'bremsstrahlung' (BREMSS), daha sonra ise çift bileşenli modeller olan 'powerlaw+blackbody' (PL+BBODY) ve 'powerlaw+diskbbody' (PL+DISKBB) uygulandı ve 0.2-10 keV enerji aralığında kaynak tayfı ile model arasındaki uyuma (fit) genel olarak bakıldı. Bu uyumların sonucunda elde ettiğimiz model parametreler, Hidrojen kolon yoğunluğu (N_H), kaynak ve disk sıcaklığı (kT ya da T_{in}), tayfsal indis (Γ) ve metal bolluklarıdır.

İncelenen üç galaksinin D25 alanı içerisinde toplam 74 noktasal X-ışın kaynağı belirlendi. Bu galaksilerin EPIC RGB (Red-Green-Blue) X-ışın görüntüsü ve D25 alanı (beyaz elips) Şekil 3'de gösterilmektedir. Ancak yeterli foton sayısına sahip 17 noktasal kaynağın X-ışın tayfları incelenebildi. Bu 17 kaynağın 0.2-10 keV enerji aralığında X-ışın akı değerleri F=(0.1-7.8)$\times10^{-13}$ erg cm^{-2}s^{-1} galaksilerin uzaklıkları dikkate alınarak noktasal kaynakların ışıma gücü değerleri L$\sim$(0.1-20)$\times10^{38}$ erg s^{-1} olarak hesaplandı.

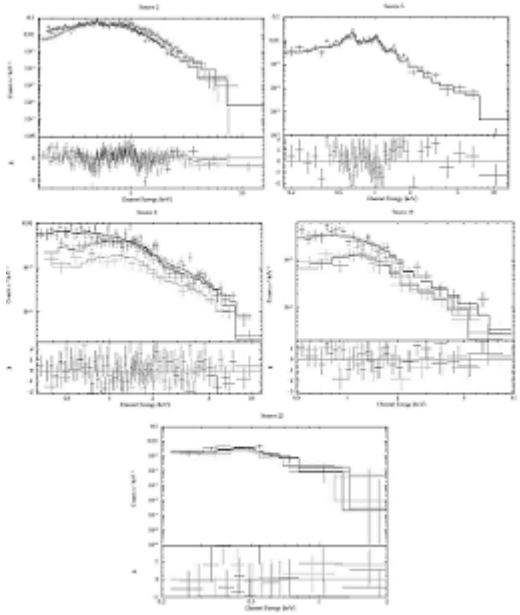
XMM verilerinden belirlenen noktasal kaynaklar farklı tiplerde X-ışın kaynakları olup seçtiğimiz galaksilerde heterojen bir dağılım göstermektedirler. X-ışın nokta kaynaklarının tanımlanmasında ve sınıflandırılmasında bu konuda genel olarak dikkate alınan ölçütler temel alındı. Bunlar: noktasal kaynakların tayflarına en iyi uyum gösteren model parametreleri ve hesaplanabilen ışıma gücü değerleri, zamanla değişimi (variability) farklı dalga boylarında yapılmış gözlemler, sertlik oranları şeklinde sıralanabilir.

NGC 4395'de D25 alanında bulunan 29 kaynaktan, X-ışın tayfı elde edilebilen 5 kaynağın akıları, F=(0.3-1.4)$\times10^{-13}$ erg cm^{-2} s^{-1}, ve ışıma gücü değerleri L$\sim$(0.9-2)$\times10^{38}$ erg s^{-1} olarak hesaplandı. Galakside belirlenen 5 noktasal kaynağın doğası hakkında yapılan sınıflandırma sonucu; bir ULX, bir SNR bir SSS ve iki XRB olabileceği varsayıldı. Bu sınıflandırma noktasal kaynakların tayflarına en iyi uyum gösteren model parametrelerine, ışıma güçlerine varsa diğer dalga boylarında yapılmış çalışmalara bakılarak yapıldı. NGC 4395'deki tayfları elde edilen kaynakların X-ışın tayfları ve tayfına en iyi uyum gösteren model Şekil 4'de, model parametreleri ise Çizelge 2'de verilmiştir.

NGC 4736 galaksisinde 4 noktasal X-ışın kaynağı; bir ULX, bir SSS ve iki XRB olarak tanımlandı. Bu kaynakların akı değerleri aynı enerji aralığında F=(0.1-7.8)$\times10^{-13}$ erg cm^{-2} s^{-1} ve galaksinin uzaklığı 4.3 Mpc alınarak ışıma gücü, L$\sim$(0.3-18)$\times10^{38}$ erg s^{-1} olarak hesaplandı. Bu galaksideki kaynakların



Şekil 3. Çalışılan üç galaksinin EPIC X-ışın görüntüsü ve D25 alanları

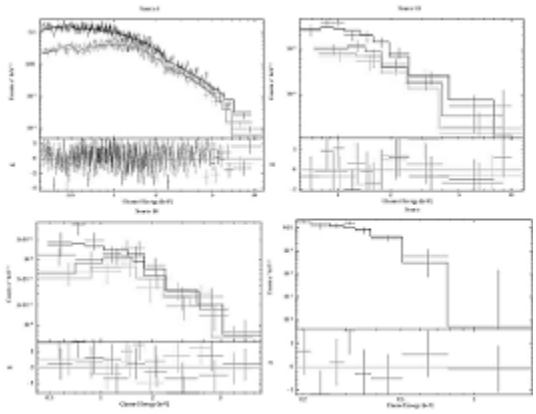


Şekil 4. NGC 4395'deki kaynakların model tayfları. Gri MOS, siyah PN verilerini temsil etmektedir. Tayfların alt panelleri ki-kare değerlerindeki sapmaları göstermektedir

Çizelge 2. NGC4395'de tayfları alınan kaynakların tayf parametreleri

Kaynak	*Model*	N_H $10^{22}cm^2$	Γ	kT (keV)	$\Delta\chi^2$	$F(10^{-13})$ $ergcm^{-2}s^{-1}$	$L(10^{38})$ $ergs^{-1}$
XMM-2	$PL+DISKBB$	$0.15^{+0.41}_{-0.30}$	$3.11^{+0.43}_{-0.36}$	$0.19^{+0.02}_{-0.02}$	171.80/140	1.23	2.2
XMM-5	$VPSHOCK$	$0.06^{+0.02}_{-0.01}$		$3.98^{+2.20}_{-0.91}$	106.32/71	0.52	1.08
XMM-6	PL	$0.06^{+0.02}_{-0.02}$	$1.42^{+0.09}_{-0.09}$		63.32/56	1.45	2.62
XMM-10	PL	$0.15^{+0.04}_{-0.05}$	$1.86^{+0.15}_{-0.17}$		27.12/29	0.51	0.92
XMM-23	$BBODY$	$0.28^{+0.22}_{-0.01}$		$0.06^{+0.03}_{-0.02}$	12.94/10	0.33	0.60

tayfı ve en iyi uyum gösteren model Şekil 5'de verilmiştir. Kaynakların X-ışın tayfına en iyi uyumu gösteren model parametreleri ise Çizelge 3'de verilmiştir.

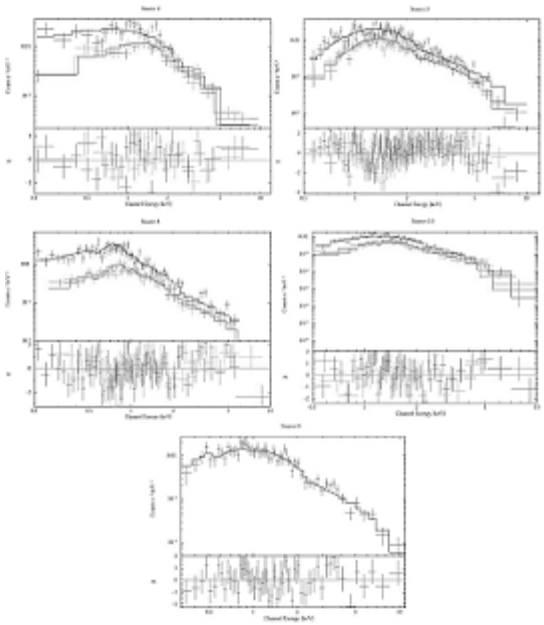


Şekil 5. NGC 4736'daki kaynakların tayfları. Gri MOS siyah PN verilerini temsil etmektedir. XMM-23 kaynağı için MOS verileri yeterli olmadığından sadece PN verileri kullanıldı. Tayfların alt panelleri ki kare değerlerini göstermektedir.

NGC 4258 galaksisinde ise benzer analizler yapılarak 8 noktasal X-ışın kaynağı, bir geçici X-ışın kaynağı, üç XRB ve dört ULX kaynağı şeklinde sınıflandırıldı. Bu kaynakların akıları F=(0.5-3)$\times10^{-13}$ erg cm^{-2} s^{-1} aralığında ve ışıma güçleri galaksinin uzaklığı 7.2 Mpc alınarak L$\sim$(5-18)$\times10^{38}$ erg s^{-1} olarak hesaplanmıştır. NGC 4258'deki tayfları alınan kaynakların tayfları ve en iyi uyum sağlayan modeller Şekil 6'de, bu modellerin hesaplanan parametreleri ise Çizelge 4'de verilmiştir.

Çizelge 3. NGC4736'de tayfları alınan kaynakların tayf parametreleri

Kaynak	*Model*	N_H $10^{22}cm^2$	Γ	kT (keV)	$\Delta\chi^2$	$F(10^{-13})$ $ergcm^{-2}s^{-1}$	$L(10^{38})$ $ergs^{-1}$
XMM-2	$PL+DISKBB$	$0.02^{+0.005}_{-0.005}$	$1.82^{+0.11}_{-0.09}$	$0.79^{+0.04}_{-0.05}$	623.7/588	8.44	19.49
XMM-12	$DISKBB$	$0.01^{+0.06}_{-0.01}$		$1.90^{+1.36}_{-0.54}$	21.75/23	0.23	0.73
XMM-18	PL	$0.12^{+0.13}_{-0.07}$	$1.43^{+0.42}_{-0.33}$		20.12/23	0.31	0.71
XMM-39	$BBODY$	$0.05^{+0.16}_{-0.07}$		$4.02^{+0.03}_{-0.02}$	4.83/5	0.16	0.36



Şekil 6. NGC 4258'daki kaynakların tayfları. Gri MOS siyah PN verilerini temsil etmektedir. XMM-6 kaynağı için MOS verileri yeterli olmadığından sadece PN verileri kullanıldı. Tayfların alt panelleri ki kare değerlerini göstermektedir.

Çizelge 4. NGC4258'de tayfları alınan kaynakların tayf parametreleri

Kaynak	*Model*	N_H $10^{22}cm^2$	Γ	kT (keV)	$\Delta\chi^2$	$F(10^{-13})$ $ergcm^{-2}s^{-1}$	$L(10^{38})$ $ergs^{-1}$
XMM-2	$DISKBB$	$0.02^{+0.03}_{-0.02}$		$1.43^{+0.30}_{-0.25}$	29.28/22	2.53	15.24
XMM-3	$DISKBB$	$0.27^{+0.04}_{-0.03}$		$1.28^{+0.05}_{-0.05}$	221.14/231	3.23	19.46
XMM-6	PL	$0.21^{+0.03}_{-0.03}$	$1.87^{+0.09}_{-0.09}$		136.61/142	2.57	15.48
XMM-8	$PL+MEKAL$	$0.09^{+0.01}_{-0.02}$	$1.95^{+0.13}_{-0.07}$	$0.57^{+0.04}_{-0.05}$	105.93/107	1.96	11.81
XMM-10	PL	$0.58^{+0.05}_{-0.05}$	$2.80^{+0.15}_{-0.14}$		87.67/96	1.54	9.28

Kaynaklar

Jenkins, L. P. et al.: An XMM-Newton view of M101-I. The Luminous X-ray source Population. Mon. Not. R. Astron. Soc. **349** 404-424(2004)

Pietsch, W., Freyberg, M., Haberl, F.: An XMM-Newton survey of M 31. A&A**434** (2005)

Pietsch, W. et.al.: XMM-Newton survey of the Local Group galaxy M 33. A&A**68** (2008)

Pietsch, W.: X-ray source population studies in nearby galaxies. Mem S.A (2008)

Swartz, D. A. et al.: Chandra X-ray observations of the spiral galaxy M81. Apj **144** 213-142(2003)

Swartz, D.A. et al: The Ultraluminous X-ray Source Population From The Chandra Archive of Galaxies. Apj **154** 519-539 (2004)

Winter, L. M. et al.: XMM-Newton Archival Study of The Ultraluminous X-ray Population in Nearby Galaxies. Apj **649** 730-752(2006)

Alan Taraması ile Bazı Uzun Dönemli Değişen Yıldızların Belirlenmesi

Varol KESKİN ve Ahmet DEVLEN

Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, İzmir

Özet Bu çalışmada, TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde çalışmakta olan ROTSE–IIId Teleskobu ile yapılmış olan uzun dönemli gözlemlere ait alanlarda bulunan çok sayıda yıldızın taranması için kullanılan yarı-otomatik bir yöntem anlatılmıştır. Bu yöntemle bulunan, bilinen ve yeni bulunan değişen yıldızlara örnekler verilerek, örten çift olanlara uygulanan basit yaklaşımlı bir ışık eğrisi çözümlemesi de anlatılmıştır.

1 Giriş

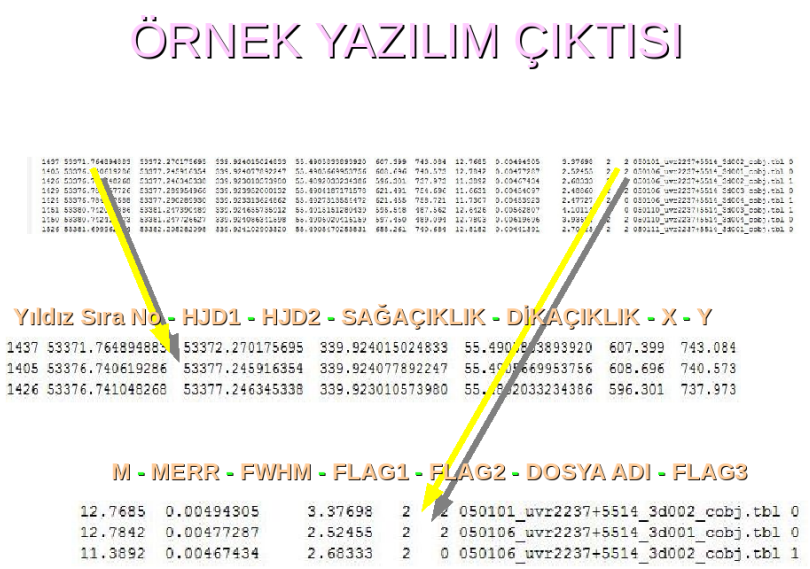
Bu çalışma temel olarak, TUG'da çalışmakta olan ROTSE–IIId teleskobu ile elde edilen gözlemlerin işlenmesi için üretilmiş bir dizi yazılımla ilgilidir. Birbirini tamamlayan yapıdaki bu yazılımlar, bazı değişikliklerle ve belirli koşullar sağlanarak, farklı teleskoplarla elde edilmiş diğer CCD gözlemlerine de uygulanabilir. Çalışmada C Programlama dilinin yanı sıra, kolay kullanım, değişiklikleri hemen uygulayabilme ve çok esnek bir kullanım sunmaları nedeniyle PHP ve BASH script yazılımları kullanılmıştır.

Temel olarak iki grup yazılım kullanılmıştır. İlk grupta ham gözlemlerden zamana bağlı değerler listesi elde eden ve açık kaynak kodlu, FITS formatındaki verileri işleyebilen C programlama dilinde yazılmış bir yazılım kütüphanesi olan CFITSIO yazılımını temel alan bir C yazılımı üretilmiştir. Bu yazılımla, gözlemler okunarak HJD, parlaklık, FWHM, sağaçıklık, dikaçıklık vb. gibi başlıklara sahip her gözlem verisi, metin formatında dosyalara yazılmıştır. Bu yazılımla, IRAF ile indirgenmiş gözlemlerden de bilgi elde edilebilir.

Yazılım ile, ROTSE–IIId gözlemleri elde edildikten sonra sistemin indirgeme sonucu oluşturduğu FITS formatlı COBJ uzantılı dosyalar okunarak bilgi elde edilebilmektedir. Benzer biçimde herhangi bir CCD gözlemi için de aynı yolla zaman bağlı parametre listesi elde edilebilir.

Bu çalışmada, üretilen C yazılımıyla COBJ dosyalarında bulunan tüm veri okunarak, yalnızca burada kullanılacak olanları içeren bilgiler metin formatında .tbl uzantılı dosyalara yazılmıştır.

ROTSE–IIId görüntülerinde yıldızların konsayıları USNO 2.0 kataloğu kullanılarak bir çakıştırma algoritması ile hesaplanmaktadır. Hava koşulları, kenarlarda alan bozulmaları gibi çeşitli nedenlerle, bir yıldızın hesaplanan konsayıları tüm görüntülerde bire bir aynı değerde hesaplanamayacaktır. Bu nedenle de eğer belirli bir yıldızın verileri elde edilmek isteniyorsa, sağaçıklık ve dikaçıklık için



Şekil 1. Örnek bir yazılım çıktısı.

bir aralık verilmesi ve bu "kare" ya da "dikdörtgen" içinde yıldız aranması daha iyi sonuç vermektedir.

Bu "kare"nin boyutları, gözlenen alanın ne kadar kalabalık olduğuna ve gözlem görüntülerinin ne kadar iyi olduğuna bağlı olarak kullanıcı tarafından seçilmektedir (Tablo 1). Deneme-yanılma yoluyla bir fikir edinilebilir. Büyük verilmesi durumunda alandaki başka yıldızların da bilgileri alınacağı için (Örnek: Şekil 3) bu durumda (parlaklık farkı, standart sapma hesaplaması gibi) ek bir ayıklama işlemi gerekecektir.

Hava koşullarının kötü olması, rüzgar gibi etkenler için, FWHM değerleri bir ölçüt olarak kullanılmaktadır. Buna göre alan için bir ortalama FWHM değeri hesaplanarak, belli bir değerin dışında kalanlar "kötü" olarak değerlendirilmekte ve kullanılmamaktadır. Aynı işlem, her bir görüntüde seçilen yıldızın FWHM değerleri için de yapılmaktadır. Ek olarak her bir yıldızın MERR ile belirtilen hatası gözönüne alınmaktadır. Böylece bir derece daha iyi gözlemler kullanılmaktadır. Şekil 1'de örnek bir yazılım çıktısı görülmektedir.

Tablo 2 ve 3'te verilen, ROTSE–IIId indirgemesinde üretilen ve çeşitli özelliklere ait bilgi taşıyan "bayrak"lar, bu çalışmada da ölçüt olarak kullanılmıştır. Bu bayraklardan, uygun olanlar seçilerek tarama işleminde ayıklama yapılmaktadır. Bunların dışında yazılımda, taranan cisim için FWHM ve MERR değerlerine bakılarak satır sonuna kötü ve iyi gözlemler için 1 ya da 0 değeri eklenmektedir. Böylece, bu değere göre tüm veri ya da istenirse "daha temiz" veri kullanılabilmektedir.

Tablo 1. ÖRNEK YAZILIM GİRDİSİ

RA	[22 37 46.3]	// SAĞAÇIKLIK (α)
DEC	[+55 11 41]	// DİKAÇIKLIK (δ)
RADIUSRA	[15]	// α aralığı (açı saniyesi)
RADIUSDEC	[15]	// δ aralığı (açı saniyesi)
START_DATE	[040628]	// BAŞLAMA TARİHİ
END_DATE	[060608]	// BİTİŞ TARİHİ
ROTSE_ID	[uvr2237+5514]	// ALAN TANIMI
OUTPUT_FILE	[V336LAC–C2]	// ÇIKTI DOSYA ADI
OBS_DIR	[/home/varol/ROTSE/V336Lac]	

Tablo 2. ROTSE "BAYRAK"LARI (FLAGS)

Bit Değeri	**Etiket Adı**	**Anlamı**
1	HOTPIX	Cisim "sıcak" piksel üzerinde
2	USNOCAT	Cisim USNO Kataloğunda var
4	ASTEROID	Cisim asteroide benziyor
8	BADPOS	Konum merkezi ortalamadan çok uzak
16	NOTEMPL	Yeterli cisim tanınamadı
32	PHOTSDEV	RMS düzeltmesi büyük
64	BADIMAGE	Kötü görüntü

Tablo 3. Diğer ROTSE "BAYRAK"LARI (FLAGS)

Bit Değeri	**Etiket Adı**	**Anlamı**
1	NEIGHBORS	MAG APER ile kullanılmadı.
2	BLENDED	Cisim başka bir cisimle içiçe.
4	SATURATED	Cismin en az bir pikseli doymuş.
8	ATEDGE	Cisim kesilmiş (görüntü kenarına çok yakın).
16	APINCOMPL	Cismin açıklık verisi eksik ya da bozuk.
32	ISINCOMPL	Cismin eşışınım verisi eksik ya da bozuk.
64	DBMEMOVR	Ayrıştırma sırasında bellek taşımı oldu.
128	EXMEMOVR	Çıkarım sırasında bellek taşımı oldu.

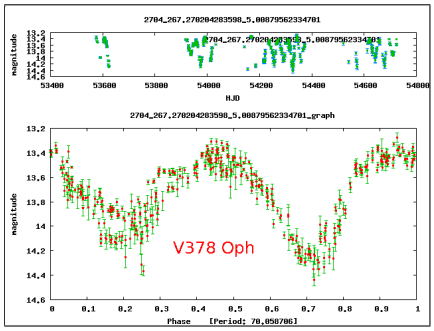
2 Verinin İşlenmesi

Bu İkinci bölümde, yukarıda anlatıldığı biçimde elde edilen veri dosyalarını işleyen bir dizi yordam üretilerek amaca göre kullanılmıştır. Bu yordamların kimi istenen ölçütlere sahip veriyi ayıklarken, kimi de bu ayıklanmış veriden grafik üretmek, ya da başlangıç ışık eğrisi çözümlemesi yapmak için yazılmıştır.

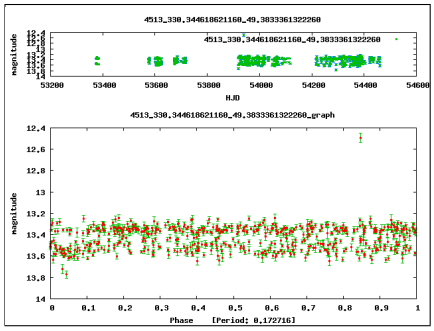
1. **iyi.php** Bu betik, belirli bir konsayı için .tbl dosyalarını tarayarak, her dosyadaki yıldız sayısını bulmaktadır (En çok yıldız, en iyi görüntü yaklaşımı kullanılmıştır). En çok sayıda yıldızın bulunduğu dosyadaki yıldızlara ilişkin veri, genel taramada girdi listesi olarak kullanılmaktadır.
2. **alan_icin_standart_hesapla.php** Bu betik ise, belirli bir konsayı için .tbl dosyalarında FWHM değerlerini tarayarak, ortalama ve standart sapma hesaplayıp yazmaktadır. Bu değerler görüntü kalitesi için kullanılmaktadır.
3. **evre.php** HJD – M – MERR formatındaki dosyayı okuyup bu veriden dönem hesaplamaktadır ve bu dönemi kullanarak EVRE – M – MERR dosyası oluşturmaktadır.
4. **ciz.php** Bu betik (bulunan) her bir çıktı dosyası için gnuplot grafik yazılımına uygun ayar (config) dosyası ve tum_ciz adlı (BASH) betiği oluşturmaktadır. Bu betik kullanılarak gnuplot çağırılmaktadır ve her bir yıldız için grafik çizilmektedir.
5. **yildiz_liste_tara.php** Önceden görüntü üzerinden belirlenmiş, bir liste ile verilen yıldızları taramakta ve verilen bir mukayeseye göre fark almaktadır. Her gözlem için SAĞAÇIKLIK ve DİKAÇIKLIK değerlerinden standart sapma hesabı yaparak, ortalama standart sapmadan çok sapanlara "bayrak" koymaktadır. Sonra da her yıldız için grafik çizmektedir.
6. **alantara.php** .tbl dosyasından satır okuyup tüm gözlem dosyalarında bulduğu değerleri ayrı dosyaya yazmaktadır. Mukayese yıldızı verildiyse, fark alarak işlem yapmaktadır.

Bu yazılımlardan en kullanışlı olanı, verilen bir konsayı çifti için elde edilmiş gözlemlerin tümünü tarayıp, her yıldız için veri üreten alantara.php adlı yazılımdır. Bu yazılımın yaptığı taramada (varsa) dönem de aranmaktadır. Bunun için Schwarzenberg-Czerny (1989) algoritmasına dayalı olarak yazılmış, oldukça başarılı bir FORTRAN yazılımı kullanılmaktadır (Devor, 2005). Bu çalışmada öncelikli amaç, bir ana dönem belirleyerek özellikle örten değişenleri bulmaktı. O nedenle şimdilik çoklu dönemlere bakılmamıştır.

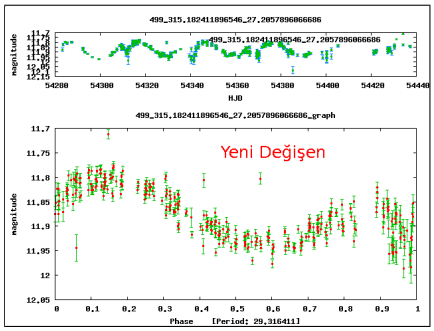
Alan taramasında öncelikle elde bulunan gözlemlerden en iyi olanı bulunarak, buradaki yıldızlar tek tek diğer alanlarda aranmıştır. Her görüntüde bulunan yıldızların verileri metin formatında dosyalara yazılmıştır. Dosya adı olarak, yıldızın satır numarası, derece cinsinden sağaçıklık ve dikaçıklık değerleri kullanılmaktadır. İşleme göre uzantı oluşturulmaktadır. Bu dosyalardan dönem belirlenmiştir. Bu belirlenen dönemlere göre aman göre ve evreye göre iki grafik birlikte çizilmiştir. Şekil 2'den Şekil 15'e kadar, bu çalışmada elde edilmiş bazı örnekler verilmiştir.



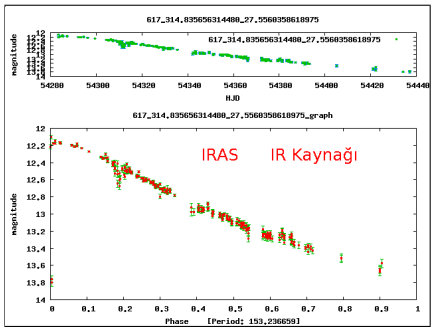
Şekil 2. V378 Oph uzun Dönemli Örten Çiftinin Işık Eğrisi.



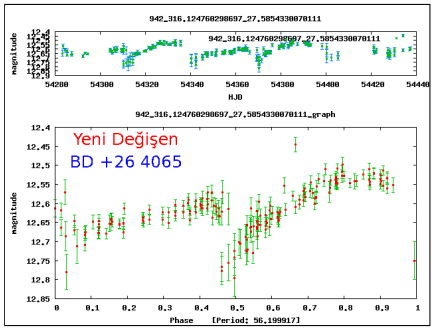
Şekil 3. Konum ve parlaklıkları yakın iki yıldızın taramada birbirine karışan verilerine örnek.



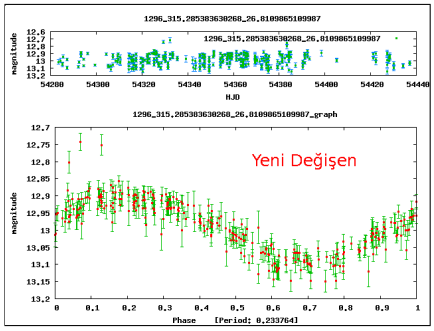
Şekil 4. Yeni belirlenmiş değişenlerden birinin ışık eğrisi.



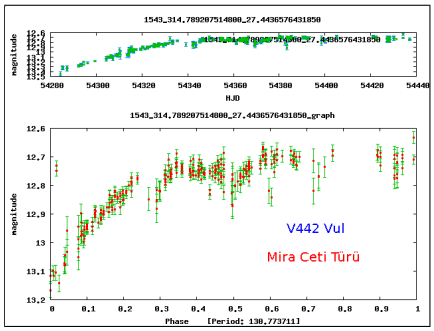
Şekil 5. IRAS kızılöte kaynağı olarak tanımlı bir değişen.



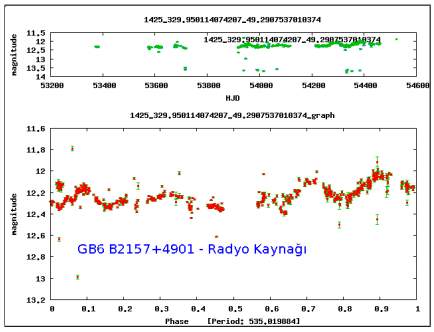
Şekil 6. Yeni belirlenmiş bir değişen yıldız.



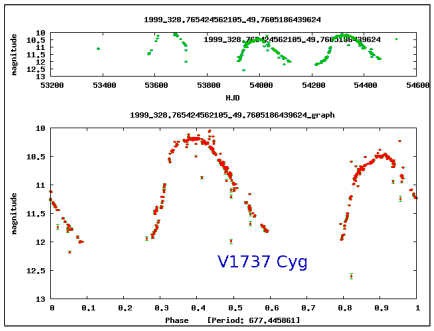
Şekil 7. Yeni belirlenmiş bir değişen yıldız.



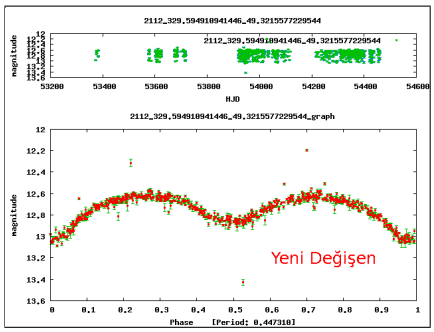
Şekil 8. Mira Ceti türü bir yıldız olan V442 Vul.



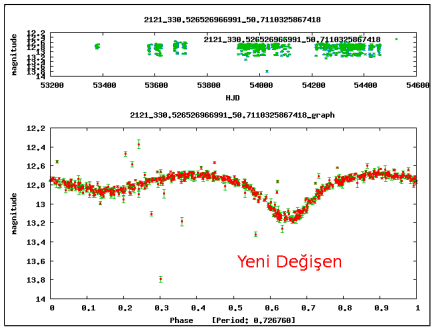
Şekil 9. Radyo kaynağı olarak bilinen GB6 B2157+4901 cismi.



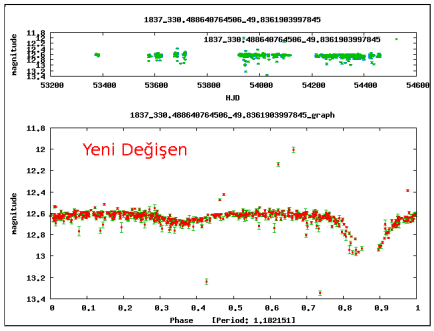
Şekil 10. V1737 Cyg



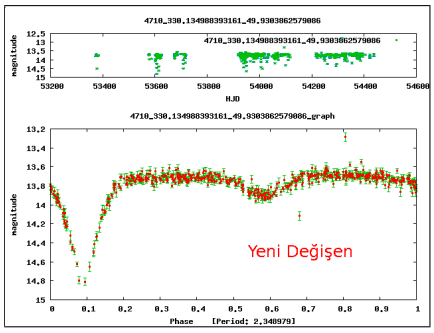
Şekil 11. Yeni belirlenmiş bir değişen yıldız.



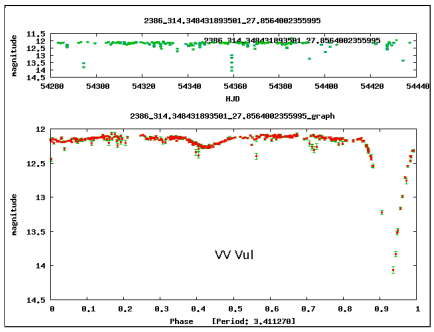
Şekil 12. Yeni belirlenmiş bir örten değişen yıldız.



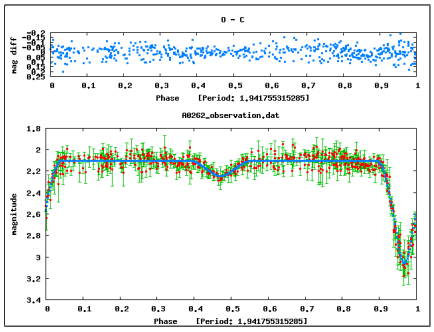
Şekil 13. Yeni belirlenmiş bir örten değişen yıldız.



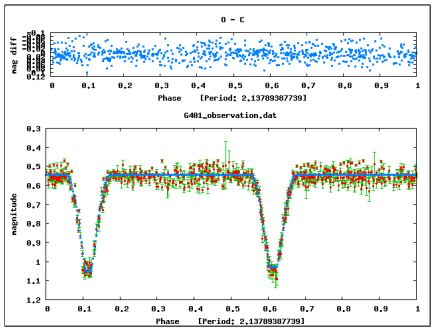
Şekil 14. Yeni belirlenmiş bir örten değişen yıldız.



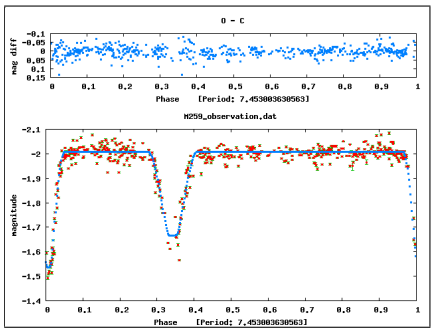
Şekil 15. VV Vul



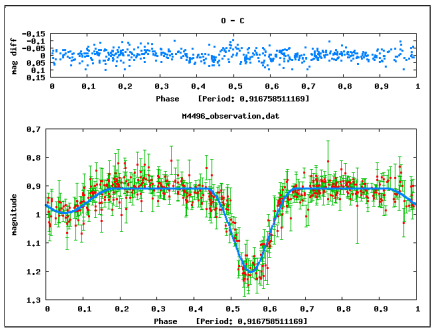
Şekil 16. Yeni bir örten değişen yıldız.



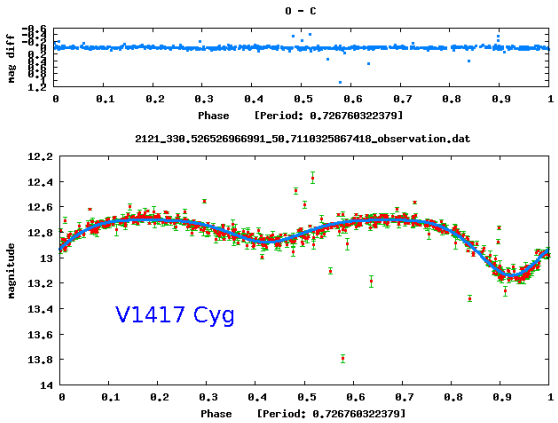
Şekil 17. Yeni bir örten değişen yıldız.



Şekil 18. Basık yörüngeli yeni bir örten değişen yıldız.



Şekil 19. Yeni bir örten değişen yıldız.



Şekil 20. V1417 Cyg.

3 Değişen Türü Ayıklama

Bu çalışmada asıl amaç, değişenleri belirledikten sonra, bilinen diğer yazılım ve yöntemleri kullanarak daha iyi sonuç almak olarak belirlenmiştir. OGLE (Optical Gravitational Lensing Experiment) taramasında kullanılan yazılımların bazıları, bu amaç için burada kullanılmıştır. Dönem için olan periodS2.c yanında, özellikle ayrık çifler için kullanılan DEBiL (Devor, 2005) adlı yazılım da örten çiftler için başlangıç parametreleri bulmak amacıyla kullanıldı. Bu işlem sonucu, bu çalışmada bulunan bazı yeni örten değişenlerle ilgili çözümlemede elde edilen sonuçlarla hesaplanan kuramsal ışık eğrileri örnek olarak, Şekil 16 - 20'de gözlem verisi üzerine oturtularak verilmiştir. Şekillerde, üstte verilen dağılımlar, gözlem ile kuram arasındaki fark dağılımıdır.

Kaynaklar

Claret, A. :2003, A&A, 401, 657.
Devor, J., 2005, ApJ, 628, 411.
Schwarzenberg-Czerny, A.: 1989, MNRAS, 241, 153.
Seager, S. and Mallén-Ornelas, G.: 2002, 201st AAS Meeting, BAAS, 34, 1138.
Udalski ve ark. Acta Astron., 53, 291.

M6 Açık Kümesi Üyesi Yıldızların GIRAFFE Tayfçekeriyle Gerçekleştirilen Tayfsal Analizleri
İlk Sonuçlar

Tolgahan Kılıçoğlu[1⋆], Richard Monier[2], Luca Fossati[3] ve Berahitdin Albayrak[1]

[1] Ankara Üniversitesi Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 06100, Tandoğan, Ankara, Türkiye
[2] Laboratoire Hippolyte Fizeau, Université de Nice - Sophia Antipolis, 06108 Nice, Cedex 2, Fransa
[3] Department of Physics and Astronomy, Open University, Walton Hall, Milton Keynes MK7 6AA, İngiltere

Özet Açık kümeler, yıldız astrofiziğinin önemli laboratuvarlarıdır. Açık küme üyesi olan yıldızlar için aynı başlangıç kimyasal bileşimine, yaşa ve uzaklığa sahip oldukları varsayımı yapılabilmektedir. Böylelikle yıldızlar arasındaki bolluk farklılıkları, ışınımsal difüzyon ile hidrodinamik süreçler (dönme kaynaklı karışım) arasındaki çekişmenin sonuçlarını yansıtabilir. Açık kümelerin tayfsal analizleri, küme üyesi A ve F türü yıldızların çoğunun kimyasal bolluk analizlerinin gerçekleştirilmesine izin verir. Bu sayede elde edilen kimyasal bolluklar, yıldız içerisindeki taşıma süreçlerini de hesaba katan evrimsel yıldız modeli hesaplamalarının öngördüğü kimyasal bolluklarla karşılaştırılabilmektedir. Açık küme üyesi yıldızların element bolluklarını elde edebilmek için 8 metre sınıfındaki VLT teleskobuna bağlı Giraffe tayfçekerini kullanmaktayız. Bu bildiride öncelikle M6 açık kümesi üyesi 42 yıldızın Geneva 7 renk fotometrik verileri kullanarak elde edilen başlangıç etkin sıcaklık ve yüzey çekim ivmesi değerleri sunulmaktadır. Bununla beraber, H_β çizgisinin de içinde yer aldığı 4500 - 5100 Å dalgaboyu aralığını içeren düşük çözünürlüklü ve 5140 - 5350 Å ile 5590 - 5835 Å dalgaboyu aralıklarını içeren yüksek çözünürlüklü tayflardan küme üyesi CD-32 13109 yıldızının etkin sıcaklığının, yüzey çekim ivmesinin ve atmosferine ait element bolluklarının belirlenmesine ilişkin sonuçlar da bildiride yer almaktadır.

1 Giriş

Yıldızların evrimsel farklılıkları onların kütleleri, başlangıç kimyasal bileşimleri ve yaşları ile ilgili olmakla birlikte manyetik alan, dönme, karışım mekanizmaları ve çokluluk (ikili veya çoklu sistem olma) gibi diğer etkilere de dayanır. Yıldızların detaylı teorik evrim modelleri Turcotte (1998, ışınımsal ve çekimsel çökelme) ve Richer et al. (2000, çekimsel çökelme, ışınım ve çalkantı difüzyonu) tarafından hesaplanmıştır. Yıldızlara ilişkin evrim modellerinin denetlenebilmesi

⋆ E-posta adresi: tkilicoglu@ankara.edu.tr

için yaş ve/veya başlangıç bileşimi gibi bazı parametrelerin sabit tutulması gereklidir. Bir açık yıldız kümesi üyesi yıldızların aynı yaşta, başlangıç kimyasal bileşiminde ve uzaklıkta bulundukları varsayımları yapılabildiğinden, açık kümeler yıldız evrim modellerinin test edilmesinde çok kullanışlıdırlar. Bu sayede, açık küme üyelerinin element bollukları arasındaki farklılıklar, ışınımsal difüzyon ile hidrodinamik süreçler arasındaki çekişmeyi yansıtabilir (bkz. Varenne & Monier 1999, Monier 2005, Gebran & Monier 2008 ve Gebran et al. 2008).

Açık kümeleri çalışmadaki temel amacımız, küme üyesi yıldızların element bolluk analizlerini gerçekleştirerek kümenin genel bolluk durumunu ortaya koymak ve elde edilen bu bollukları kullanarak yıldızların evrim modellerinin gerçeğe ne kadar yaklaştığını denetlemektir. Bu çalışmada GIRAFFE tayfçekeriyle gözlenen M6 (NGC 6405) açık kümesi üyesi yıldızların tayflarının analizinde kullanılan yöntem ve bu yöntemin örnek bir uygulamasından söz edilmektedir. Üye yıldızların 42 tanesinin Geneva fotometrik sistemiyle hesaplanan başlangıç atmosfer parametreleri ve Am türü yıldız olduğu düşünülen CD-32 13109 (NGC 6405 47) yıldızının detaylı kimyasal analizinin sonuçları verilmektedir.

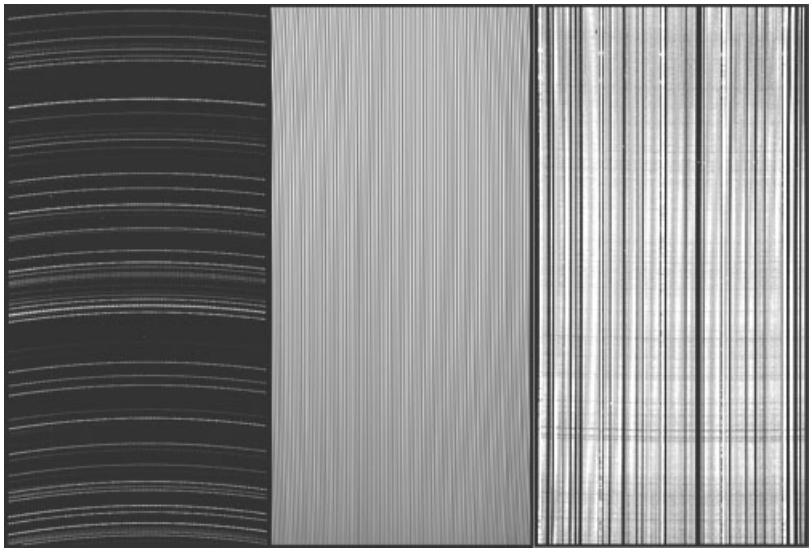
2 Giraffe Tayfçekeri

Küme üyesi yıldızların kimyasal bolluk analizlerinin belirlenmesinde en kullanışlı gözlemsel veriler, teleskopların odak düzlemine yerleştirilen fiber optik kabloların taşıdığı ışığın incelenmesiyle elde edilir. Bu yöntemin kullanışlı olmasının nedeni çok sayıda küme üyesi yıldızın tayfının tek bir CCD görüntüsü üzerinde aynı anda elde edilebilmesini sağlamasıdır. Bu tür gözlem araçlarından biri 8.2 metrelik VLT teleskoplarında (Cerro Paranal, Şili) kullanılan GIRAFFE tayfçekeridir. GIRAFFE (zürafa) ismi, cihazın ilk olarak dikey monte edilmesinden ve düzeneğin uzun olmasından dolayı verilmiştir. Fiber optik kablolar ile taşınan yıldız ışıkları GIRAFFE tayfçekeri yardımıyla tayfa dönüştürülmekte ve CCD üzerine düşürülmektedir.

Çoklu-cisim görüntülemede özellikle kümeler için MEDUSA modu çok kullanışlıdır. MEDUSA modunda teleskobun odağına yerleştirilen her fiber optik uç, gökyüzünün 1.2 yay saniyelik bölümünü görmektedir. Kablolar manyetik özellikleri sayesinde odak düzlemi üzerinde hareket ettirilebilir ve sabitlenebilirler. Böylelikle odak düzleminde bulunan yıldızların her birine birer fiber optik kablo bağlanarak eş zamanlı gözlemler yapılabilmekte, hatta fiber optik kablolardan biri yıldız bulunmayan bir bölgeye monte edilerek aynı anda gökyüzü tayfının da elde edilmesi sağlanmaktadır. Aynı anda gözlenebilen cisim sayısı en fazla 132 adettir. Bu modda alınmış toryum-argon lambası, düz-alan ve yıldızların görüntüleri Şekil 1'de gösterilmektedir.

3 M6 Kümesinin Genel Özellikleri

M6 kümesinin 2000 yılı için ekvator koordinatları $\alpha = 17^{sa}40^{d}.3$ ve $\delta = -32°12'$, galaktik koordinatları ise l = 356°.62 ve b = -0°.74 tür. Akrep takım yıldızı



Şekil 1. Toryum-argon lambası (solda), düz-alan (ortada) ve yıldızların (sağda) GIRAFFE tayfçekeri ile elde edilen tayfları (http://www.eso.org/)

yöresinde ve yaklaşık 500 pc uzaklıkta bulunmaktadır. Vleeming (1974), M6 açık kümesinin galaktik Avcı (yerel) ve Yay kolları arasında yeralan bir cisim olduğunu belirtmiştir. Yıldızların numaralandırıldığı ilk fotometrik çalışması Rohlfs et al. (1959) tarafından gerçekleştirilmiştir. Kümenin yaşı 100 milyon yıl olarak Rohlfs et al. (1959), Vleeming (1974) ve Paunzen et al. (2006) tarafından, sırasıyla, HR diyagramından elde edilen uzaklık modülü (UBV), küme üyesi yıldızların sahip olduğu en erken tayf türü ve Δa izokronları kullanılarak elde edilmiştir.

4 Gözlemler ve İndirgemeler

M6 açık kümesi üyesi olan program yıldızlarının tayfları, Mayıs ve Haziran 2007 tarihlerinde 8 metre sınıfındaki VLT (Very Large Telescopes) teleskoplarında MEDUSA fiberleri aracılığıyla FLAMES/GIRAFFE çoklu-cisim tayfçekeri kullanılarak Dr. Luca FOSSATI ve grubu tarafından gözlendi. Tayflar sırasıyla 7500, 25900 ve 24200 çözünürlüğe sahip 3 farklı dalgaboyu aralığını kapsamaktadır: 4500 - 5100 Å, 5140 - 5350 Å, 5590 - 5840 Å. Bu üç bölge, sırasıyla, L479.7, H525.8B ve H572.8 ayar kodlarıyla anılırlar. Düşük çözünürlüklü L479.7 ayarı ile gözlem yapılmasının nedeni bu bölgede yer alan H_β çizgisinin gözlenmesidir. Hidrojen çizgileri yıldızın atmosfer parametrelerinin belirlenmesinde anahtar rol oynamaktadır. Aynı zamanda bu bölge H_β çizgi profilinin kısa dalgaboylu tarafında kalan geniş bir tayfsal aralığı da kapsamaktadır. Orta çözünürlüklü H525.8B ve H572.8 ayarları ise, özellikle A ve F tayf türü yıldızlarda, farklı elementlere ait çok sayıda soğurma çizgilerini içerdikleri için seçilmişlerdir. Kümenin

25 yay saniyelik alan kaplayan bölgesi, L479.7 ve H572.8 ayarlarıyla 3 kez, H525.8B ayarıyla da 6 kez gözlendi. Gözlemlerin indirgenmesi internet üzerinden erişilebilen FLAMES - GIRAFFE indirgeme düzeni[4] ile gerçekleştirildi. Elde edilen tayflar tek tek incelenerek bolluk analizine uygun kaliteye sahip olanlar belirlenerek ayıklandı.

Analize başlanmadan önce, tayfın sinyal-gürültü oranını arttırmak amacıyla aynı ayarda elde edilen görüntüler kendi aralarında birleştirilmektedir. Birleştirme işlemi yapılmadan önce tayfların dikine hızları Güneş Sistemi'nin merkezine indirgenmektedir. Farklı zamanlarda gözlenmiş tayfların içerisinde ani dikine hız değişimine sahip olan yıldızların mevcut olup olmadığı kontrol edilmektedir. Bu bilgi yıldızın değişen olup olmadığı hakkında bize bir fikir verir. Eğer dikine hız değişimi mevcut değilse doğrudan birleştirme işlemi uygulanmaktadır.

Tayfların normalleştirilmesi işlemi FUSE IDL TOOLS[5] programı içinde yer alan line_norm.pro alt programı ile gerçekleştirildi. Normalleştirme yapılırken öncelikle yıldız ile aynı etkin sıcaklık ve yüzey çekim ivmesi için hesaplanan sentetik tayflar elde edilerek sürekliliğin nereden geçtiği tespit edildi. Sonra, gözlemsel verilere dönülerek sürekliliğin mümkün olan en uygun yerden geçirilmesi sağlandı. Bu işlemler gerçekleştirilerek tayflar analize hazır hale getirildi.

5 Atmosfer Parametreleri

Küme üyesi program yıldızlarının hangi fotometrik verilere sahip olduğu SIMBAD ve WEBDA veritabanları kullanılarak incelenmiştir. Program yıldızlarının büyük bir bölümünün Strömgren *ubvy* filtrelerinde gözlenmiş olmalarına karşın, hiçbirinin H_β filtrelerinde gözlemleri mevcut değildir. Napiwotski et al. (1993)'ın UVBYBETA kalibrasyonlarının H_β ölçümleri olmadan doğru sonuçlar veremeyeceğinin bilinmesine rağmen hesaplama, tahmini H_β değerleri kullanılarak yapıldı. Ancak hesaplanan etkin sıcaklıkların gözlenen tayflarla uyumsuz olduğu ve çoğu log g değerinin fiziksel olarak anlamlı olmayan değerler aldığı görüldü. Strömgren fotometrisinin bu haliyle kullanılmasının güvenilir olamayacağı sonucuna varıldı.

Gözlem programında yer alan küme üyesi yıldızların 42 tanesi Geneva yedirenk fotometrik sisteminde gözlemiş olduğundan, başlangıç etkin sıcaklık ve yüzey çekim ivmesi parametrelerinin belirlenmesi işlemi bu fotometrik sistem kullanılarak yapıldı. Kalibrasyonları Künzli et al. (1997) tarafından açıklanan ve Dr. Pierre NORTH tarafından sağlanan CALIB kodu kullanılarak adı geçen 42 yıldızın etkin sıcaklıklarının ve yüzey çekim ivmelerinin başlangıç değerleri elde edildi (Çizelge 1). Geneva fotometrisi kızıllaşmaya bağımlı parametreler içerdiğinden yıldızlarası kızarma etkisi literatürde taranarak E(B2 - V1) değeri 0.13 ± 0.01 olarak kabul edildi.

[4] http://www.eso.org/observing/dfo/quality/GIRAFFE/pipeline/pipe_gen.html
[5] http://fuse.pha.jhu.edu/analysis/fuse_idl_tools.html

Çizelge 1. Üç farklı kızarma değeri için Geneva yedi-renk fotometrisinden elde edilen başlangıç atmosfer parametreleri

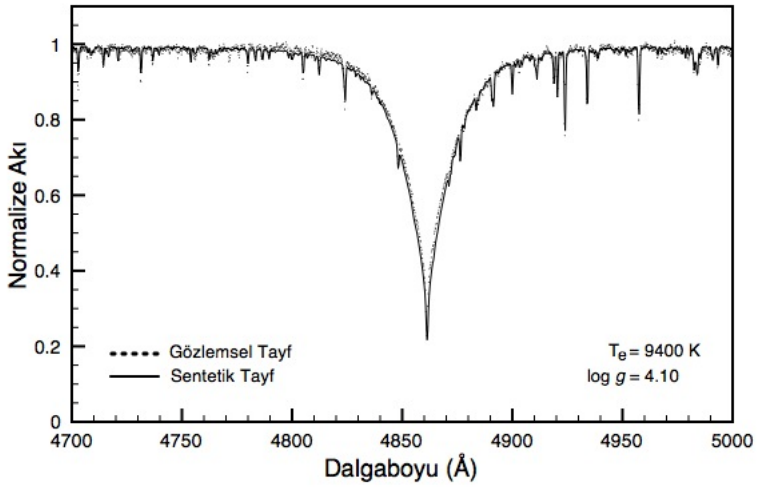
	E(B2-V1) = 0.12		E(B2-V1) = 0.13		E(B2-V1) = 0.14		Standart sapma	
Yıldız no.*	T_e	log g	T_e	log g	T_e	log g	$\sigma(T_e)$	σ(log g)
0005	8929	4.15	9079	4.21	9222	4.28	147	0.07
0011	7539	4.32	7637	4.39	7721	4.41	91	0.05
0012	6794	3.94	6874	4.13	6956	4.28	81	0.17
0014	7144	4.71	7230	4.76	7320	4.81	88	0.05
0017	12090	4.19	12090	4.19	12090	4.19	-	-
0018	5986	3.11	6045	3.22	6106	3.35	60	0.12
0020	15864	4.04	15864	4.04	15864	4.04	-	-
0022	11180	3.95	11180	3.95	11180	3.95	-	-
0025	10154	4.07	10368	4.13	10590	4.19	218	0.06
0026	6612	3.93	6680	4.10	6752	4.27	70	0.17
0028	11793	4.35	11793	4.35	11793	4.35	-	-
0029	11199	4.21	11199	4.21	11199	4.21	-	-
0033	6815	4.19	6892	4.35	6975	4.49	80	0.15
0037	12776	4.12	12776	4.12	12776	4.12	-	-
0041	11202	4.20	11202	4.20	11202	4.20	-	-
0042	8807	4.21	8951	4.28	9093	4.34	143	0.07
0044	8348	3.95	8465	4.01	8586	4.06	119	0.06
0047	9233	4.25	9396	4.30	9576	4.36	172	0.06
0048	8217	4.03	8314	4.07	8422	4.10	103	0.04
0051	9748	4.16	9925	4.22	10140	4.29	196	0.07
0052	9679	4.19	9860	4.25	10073	4.33	197	0.07
0054	8438	3.79	8564	3.85	8701	3.92	132	0.07
0063	9908	4.20	10116	4.27	10340	4.33	216	0.07
0064	9503	4.12	9674	4.19	9856	4.25	177	0.07
0066	6472	4.35	6532	4.45	6598	4.56	63	0.11
0067	7355	4.22	7449	4.29	7545	4.36	95	0.07
0069	6321	3.68	6382	3.81	6445	3.95	62	0.14
0070	13967	3.99	13967	3.99	13967	3.99	-	-
0071	9254	4.08	9418	4.14	9586	4.21	166	0.07
0073	9789	4.09	9965	4.16	10172	4.22	192	0.07
0075	10968	4.21	10968	4.21	10968	4.21	-	-
0094	12961	4.04	12961	4.04	12961	4.04	-	-
0095	9681	4.26	9881	4.33	10092	4.41	206	0.08
0096	12798	4.10	12798	4.10	12798	4.10	-	-
0097	13433	4.03	13433	4.03	13433	4.03	-	-
0099	12369	4.33	12369	4.33	12369	4.33	-	-
0115	13032	4.19	13032	4.19	13032	4.19	-	-
0118	6874	4.35	6956	4.50	7044	4.60	85	0.13
0130	8079	3.94	8169	3.96	8262	4.01	92	0.04
0133	11179	4.08	11179	4.08	11179	4.08	-	-
0134	7762	4.34	8035	4.15	8118	4.11	186	0.12
0402	13184	4.11	13184	4.11	13184	4.11	-	-

*numaralandırma sistemi Rohlfs et al. (1959) ve WEBDA veritabanından alınmıştır.

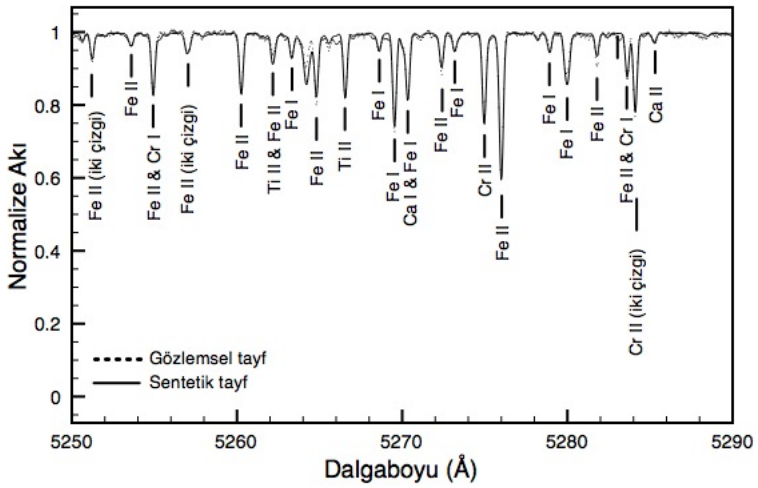
Yavaş dönen ve çok sayıda ince tayf çizgisine sahip olan CD-32 13109 yıldızı analizlere başlamak için seçildi. Fotometrik gözlemlerden hesaplanan etkin sıcaklık ve yüzey çekim ivmesi parametrelerini denetlemek için yıldızın gözlenmiş H_β çizgisi, SYNSPEC48 koduyla (Hubeny & Lanz 1992) hesaplanmış sentetik H_β çizgi profilleri ile karşılaştırıldı. Fotometrik gözlemlerden elde edilen log g değerinin bir miktar yüksek olduğu görülerek yıldızın atmosfer parametreleri T_e = 9400 K ve log g = 4.10 olarak kabul edildi (Şekil 2).

6 CD-32 13109 Yıldızının Element Bolluk Analizi

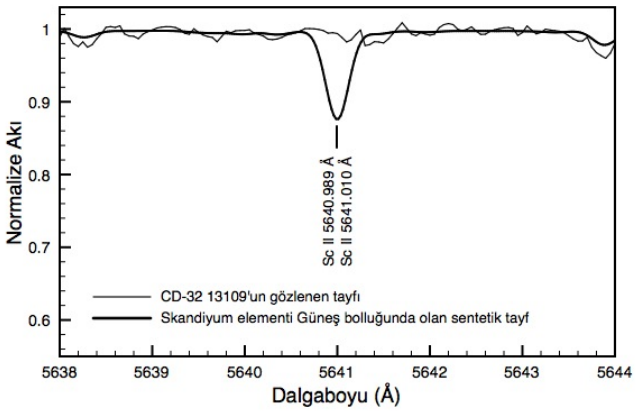
İzlenecek yolun uygulanmasına yönelik, örnek yıldız olarak seçtiğimiz CD-32 13109 (NGC 6405 47)'un bolluk analizinin gerçekleştirilmesi için yıldızın etkin sıcaklığı ve yüzey çekim ivmesi için hesaplanmış bir ATLAS9 (Kurucz 1979) model atmosferi üretildi. Bu atmosfer modeli kullanılarak SYNSPEC48 kodu yardımıyla sentetik yıldız tayfları elde edildi. Bu sentetik tayflarda elementlerin bolluk değerleri SYNPLOT arayüzü ile değiştirilerek her metal çizgisi ayrı ayrı incelendi. Şekil 3'te ölçümü yapılan yüksek çözünürlüklü tayflara bir örnek gösterilmektedir. İncelenen metal çizgilerinin ait olduğu elementlerden ve



Şekil 2. Gözlemsel H_β çizgisi ile kabul edilen atmosfer parametreleri için üretilen sentetik H_β çizgisinin karşılaştırılması



Şekil 3. 5250 Å ile 5290 Å dalgaboyları arasında gözlenen tayf ile [Fe/H] = 0.28 için hesaplanan sentetik tayfın bir karşılaştırılması

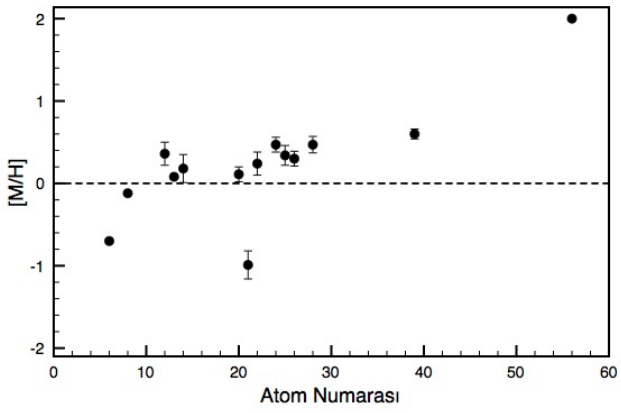


Şekil 4. CD-32 13109'un tayfı ile Güneş'in atmosferindekiyle aynı miktarda skandiyum bolluğuna sahip olan bir sentetik tayfın karşılaştırılması

iyonlardan elde edilen bollukları kaydedildi. Kayda değer Skandiyum eksikliği Şekil 4'te verilen grafikte görülmektedir. Her atomun bolluğu, tayfta ürettiği çizgilerden elde edilen bollukların ortalamaları alınarak hesaplandı (Şekil 5).

7 Sonuçlar

CD-32 13109 yıldızı için elde edilen element bollukları (Şekil 5), oldukça düşük bolluk değerine sahip skandiyum dışında, magnezyum ve daha ağır elementlerin Güneş'e göre daha bol olduğunu göstermektedir.



Şekil 5. CD-32 13109 yıldızı için elde edilen bolluk değerlerinin Güneş'teki değerlerle karşılaştırılması

Özellikle krom, nikel, yttriyum ve muhtemelen baryumun aşırı bolluklar (0.4 dex'ten fazla) sergilediği gözlenmiştir. Tüm bu özellikler, bu yıldızın Am türü bir yıldız olabileceğine işaret etmektedir. Bu kümeye ilişkin devam eden analizler, küme üyesi A tayf türünden yıldızlar arasında gözlenen kimyasal heterojenliği belirleyebilmemize imkan sağlayacak, A ve F tayf türü yıldızlar için hesaplanan bolluk değerleri, modellerden teorik olarak elde edilen bolluk değerleri ile karşılaştırılacaktır.

8 Teşekkür

Bize CALIB kodunu sağlayan Dr. Pierre NORTH'a teşekkür ederiz. Bu çalışmada SIMBAD ve WEBDA veritabanları kullanılmıştır.

Kaynaklar

Gebran, M., Monier, R.: Chemical composition of A and F dwarfs members of the Pleiades open cluster. Astronomy and Astrophysics, **483** (2008) 567-570

Gebran, M., Monier, R., Richard, O.: Chemical composition of A and F dwarf members of the Coma Berenices open cluster. Astronomy and Astrophysics, **479** (2008) 189-206

Hubeny, I, Lanz, T.: Accelerated complete-linearization method for calculating NLTE model stellar atmospheres. Astronomy and Astrophysics **262** (1992) 501-514

Künzli, M., North, P., Kurucz, R. L., Nicolet, B.: A calibration of Geneva photometry for B to G stars in terms of T_{eff}, log g and [M/H]. Astronomy and Astrophysics Supplement series, **122** (1997) 51-77.

Kurucz, R. L.: Model atmospheres for G, F, A, B, and O stars. Astrophysical Journal Supplement Series, **40** (1979) 1-340

Monier, R.: Abundances of a sample of A and F-type dwarf members of the Ursa Major Group. Astronomy and Astrophysics, **442** (2005) 563-566.

Napiwotzki R., Schönberner D., Wenske V.: On the determination of effective temperature and surface gravity of B, A, and F stars using Stromgren UVBY beta photometry. Astronomy and Astrophysics, **268** (1993) 653-666

Paunzen, E., Netopil, M., Illiev I. Kh., Maitzen, H. M., Claret, A., Pintado, O. I.: CCD photometric search for peculiar stars in open clusters. VII. Berkeley 11, Berkeley 94, Haffner 15, Lyngå 1, NGC 6031, NGC 6405, NGC 6834 and Ruprecht 130. Astronomy and Astrophysics, **454** (2006) 171-178

Richer, J., Michaud, G., Turcotte, S.: The Evolution of Am-Fm Stars, Abundance Anomalies, and Turbulent Transport. The Astrophysical Journal **529** (2000) 338-356

Rohlfs, K., Schrick, K., Stock, J.: Lichtelektrische Dreifarben-Photometrie von NGC 6405 (M6). Mit 3 Textabbildungen. Zeitschrift für Astrophysik, **47** (1959) 15

Turcotte S., Richer, J., Michaud, G.: Consistent Evolution of F Stars: Diffusion, Radiative Accelerations, and Abundance Anomalies. Astrophysical Journal **504** (1998) 559

Varenne, O., Monier, R.: Chemical abundances of A and F-type stars: the Hyades open cluster. Astronomy and Astrophysics, **351** (1999) 247-266

Vleeming, G.: A photometric study of the open cluster M6 (NGC 6405). Astron. Astrophys., Suppl. Ser., **16**, (1974) 331-342

CYGNUS BÖLGESİNDE İKİ YENİ AÇIK KÜME

Evrim KIRAN⋆ ve Günay TAŞ

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

Özet Bu çalışma için All Sky Complied Catalogue (ASCC) kataloğundan Cygnus bölgesinde yer alan 111 ve 112 numaralı iki küme seçilmiş ve yapılan ilk orjinal çok renk fotometrisi sunulmuştur. Bu veriyle küme bölgelerinin kızıllaşma değerleri belirlenmiş ve renk-parlaklık diyagramları oluşturulmuştur. Anakol çakıştırma yöntemi ile uzaklıkları 1330 ve 871 pc olarak hesaplanmıştır. Daha sonra literatürden alınan uygun sentetik eşzaman eğrilerinin yardımıyla kümelerin yaşları ve metal bollukları tartışılmıştır.

1 Giriş

Günümüze kadar oluşturulmuş kataloglardaki öz hareket, konum ve dikine hız verileri, Hipparcos fotometrisinin sonuçlarıyla birleştirildiğinde, gökyüzünde dağınık olarak görülen bazı yıldız gruplarının, benzer kinematik ve fotometrik özelliklere sahip olduğu farkedildi. Buna göre, bu gruplar ya dağılmakta olan ya da henüz oluşmuş genç açık kümeler olabilir. Bu genç / olası açık yıldız kümelerine ilişkin en kapsamlı kataloglardan biri ASCC (All Sky Complied Catalogue) kataloğudur. Bu çalışmada literatürdeki verilerle günümüz analizlerinin birleşik bir sonucu olarak ortaya çıkan ve 130 açık kümeyi içeren ASCC kataloğundan (Kharchenko ve ark. 2005) seçilen olası iki açık küme bölgesinin fotometrik çalışmasını sunacağız. Her iki küme de Cygnus takımyıldızı doğrultusunda yer alan kümelerdir. Çizelge 1'de kümelerin WEBDA veri tabanından alınan gökada ve eşlek koordinatları listelenmiştir.

Çizelge 1. ASCC 111 ve ASCC 112 kümelerinin merkezi bölgesinin WEBDA veri tabanından alınmış gökada ve eşlek koordinatları.

Küme Adı	b (°)	l (°)	RA (2000) (sa, dk, s)	DEC (2000) (°,′,″)
ASCC 111	74.26	+2.08	20 11 13	+37 27 00
ASCC 112	87.47	+9.30	20 16 26	+52 05 59

⋆ evrimkiran@mail.ege.edu.tr

Bu kümelerin üyeleri, eski ve yeni gökyüzü tarama kataloglarından sağlanan özhareket, dikine hız ve fotometrik verilerin birlikte kullanılmasıyla belirlenmiştir (Kharchenko ve ark. 2005). Kataloglarla sınırlı kalmasına rağmen çok değerli yeni yaklaşımlar sağlayan ASCC kataloğuna ilişkin ilk karşılaştırmalı çalışma ASCC 31 için Kıran ve Taş (2008) tarafından sunulmuştu. Burada da ASCC kümelerinden 111 ve 112'ye ilişkin orjinal gözlemlerle ve sönük yıldızları da içerecek şekilde yapılmış ilk kapsamlı fotometrik çalışmanın sonuçları aşağıdaki bölümlerde anlatılmıştır.

2 Gözlemler

ASCC 111 ve ASCC 112 kümelerinin tüm gözlemleri Ege Üniversitesi Gözlemevi'nde yapılmıştır. Gözlemlerde, 40 cm çaplı tam otomatik MEADE LX200 GPS Schmidt - Cassegrain türü teleskopla, Apogee Alta-U42 2048 × 2048 pikselli ve her bir pikseli 13.5 × 13.5 mikron boyutlu olan CCD alıcı kullanılmıştır. Görüntüleme alanı $27.65 \times 27.65mm$ $(764.4mm^2)$'dir. Gözlemlerde Johnson fotometrik süzgeçleriyle yaklaşık aynı duyarlılık eğrisine sahip, OPTEC süzgeçler kullanılmıştır. Gözlemler B, V, R ve I süzgeçleriyle yapıldı. Kümelerin CCD gözlemlerinin indirgemesinde MaXimDL programı kullanıldı.

Her iki kümenin CCD gözlemleri 2007 ile 2008 yılları arasında iki gözlem sezonunda yapıldı. Şekil 1'de her iki küme için farklı dalgaboyu bölgelerinde elde edilen parlaklıklar, hatalarına karşı ayrı ayrı çizdirilmiştir. Herbiri için bu hesabın ve gösterimin ayrı ayrı yapılmasının nedeni, kümelerin farklı gökyüzü bölgesinde bulunması, farklı parlaklık ve renk dağılımına sahip yıldızlar içermesidir. Bu şekillerdeki parlaklıklara göre hata dağılımı gözönüne alınarak analiz sürecine alınacak yıldızlar için B'de 14.0 kadirlik bir alt sınır belirlenmiş ve bu değerden daha sönük yıldızlar çalışmadan çıkarılmıştır.

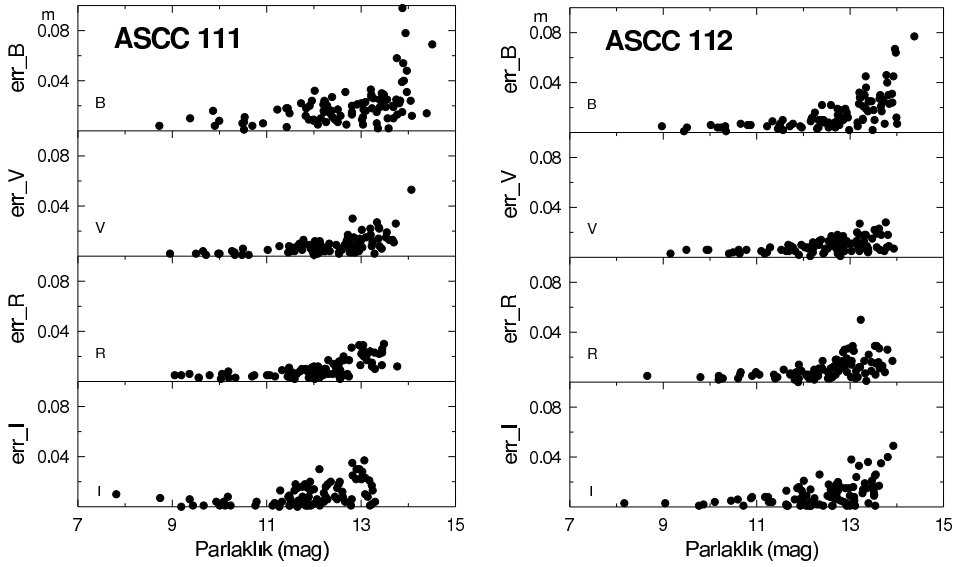
Gökyüzünde birbirine yakın bulunan bu iki küme bölgesindeki yıldızların parlaklıklarının standart parlaklıklara dönüşümü için kümeler, bir gece SA 109 standart alanıyla (Landolt 1992) birlikte gözlendi. Landolt (1992)'de yayınlanan SA 109 bölgesindeki yıldız sayısı çok azdır. Geniş bir renk ve parlaklık aralığı sağlayacak şekilde yıldız sayısını arttırmak için Landolt'ın 1973 ve 1983 listelerinden de yararlanıldı. Standart yıldızlara ilişkin (V-R) ve (V-I) renkleri yalnız Landolt (1992)'de vardır.

Landolt (1992)'de UBV parlaklıkları Johnson süzgeçlerine karşılık gelmesine rağmen, R ve I düzeneği Cousins süzgeç sistemine karşılık gelir. Dolayısıyla, Landolt (1992)'nin RI parlaklıkları Cousins sistemiyle ulaşılan standart parlaklıklar olduğu için, Bessell (1979) tarafından verilen dönüşüm eşitlikleri kullanılarak Landolt'ın $(RI)_c$ verileri, $(RI)_J$'a dönüştürüldü.

Johnson düzeneğine dönüştürülmüş değerler, standart verilerin elde edilmesinde kullanıldı. Standarda dönüşüm eşitlikleri aşağıdaki gibi elde edildi;

$$B - V = 0.9980 \times (b - v) - 1.1263$$

$$V - v = 0.0805 \times (B - V) + 21.583$$



Şekil 1. ASCC 111 ve ASCC 112 kümelerinin Ege Üniversitesi Gözlemevi'nde yapılan gözlemlerinin duyarlılığı. Yatay eksen üst panelden alt panele doğru B, V, R ve I süzgeçlerindeki parlaklık değerlerini verirken, düşey eksen aynı süzgeç sırasında olacak şekilde gözlemlerin gecelik hatasını göstermektedir.

$$V - R = 1.51365 \times (v - r) + 0.2937$$
$$R - I = 0.9335 \times (r - i) + 0.4892$$
$$V - I = 1.3175 \times (v - i) + 0.8473 \quad (1)$$

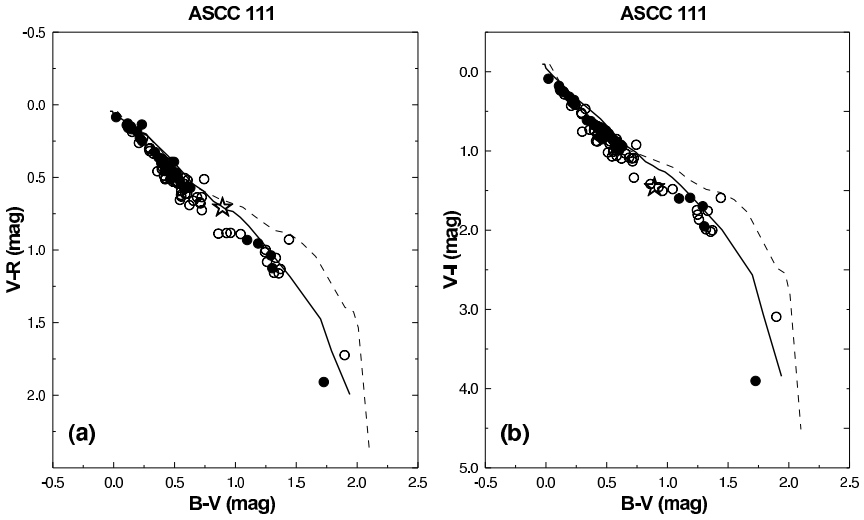
Eşitliklerde büyük harfler literatürden standart değerlerini, küçük harfler ise gözlenen değerleri temsil etmektedir. Standarda dönüşüm denklemleri kullanılarak küme bölgelerindeki yıldızların aletsel parlaklıkları standart parlaklıklara dönüştürüldü.

Kharchenko ve ark. (2005) tarafından verilen B-V'deki 0.15'lik kızıllaşma miktarı gözönüne alınarak ve Yadav ve Sagar (2004)'den alınan farklı renklerdeki kızıllaşmalar arasındaki ilişkiler kullanılarak V-R ve V-I'daki kızıllaşmalar hesaplanmıştır. Gözlem noktaları, hesaplanan bu kızıllaşma değerleri kullanılarak, (2) eşitliğinde gösterildiği biçimde yıldızlararası kızıllaşmalardan arındırılmıştır.

$$E(B - V) = (B - V)_{goz} = (B - V)_0$$
$$E(V - R) = (V - R)_{goz} = (V - R)_0$$
$$E(V - I) = (V - I)_{goz} = (V - I)_0 \quad (2)$$

"goz" alt indisi gözlenen ve "0" alt indisi ise yıldızlararası etkilerden arındırılmış renkleri ifade etmek için kullanılmıştır. Şekil 2 ve Şekil 3'de her iki kümeye

ait renk-renk diyagramları gösterilmektedir. Sırasıyla ASCC 111 ve 112 küme bölgesindeki yıldızlar için oluşturulmuş renk-renk diyagramlarında, WEBDA'dan alınan B-V'deki kızıllaşmalardan hesaplanan E (V-R) ve E (V-I) değerlerine uygun olarak kızıllaşma eğrileri çizilmiştir. Kharchenko ve ark. (2005)'den alınan E (B-V) = 0.3 ve E (B-V) = 0.08'lik kızıllaşma değerleri kullanılarak sırasıyla ASCC 111 için E (V-R) = 0.20 ve E (V-I) = 0.38, ASCC 112 için E (V-R) = 0.05 ve E (V-I) = 0.10 olarak hesaplandı. Daha sonra küme bölgesindeki yıldızların standarda dönüştürülmüş fotometrik verileri, yıldızlararası kızıllaşma ve sönükleşmeden arındırıldı.

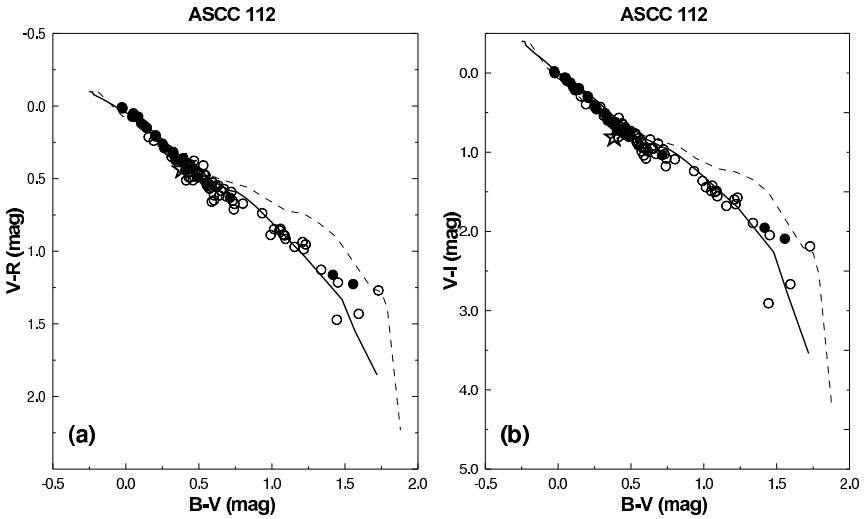


Şekil 2. ASCC 111 için a) (B-V)-(V-R) ve b) (B-V)-(V-I) renk-renk diyagramlarını göstermektedir. Kesikli eğri süperdevler için ve sürekli eğri ise anakol yıldızları için E (B-V) = 0.30'lik kızıllaşmayı temsil etmektedir. Yıldız sembolleri V827 Cyg'nin yerini göstermek için kullanıldı.

Yıldızlararası sönükleşmenin etkisini belirlemek için, (B-V)'deki renk artığı, eşitliğinde (seçilmiş soğurmanın tüm soğurmaya oranı) yerleştirilerek hesaplandı. Gökadamız için bu değer Fitzpatrick (1999) tarafından verildiği şekliyle 3.1 olarak kabul edilmiştir. Sönükleştirmeden arındırılmış veriler ASCC 111 ve 112 için renk-parlaklık diyagramlarının çizilmesinde kullanıldı.

3 Sonuçlar

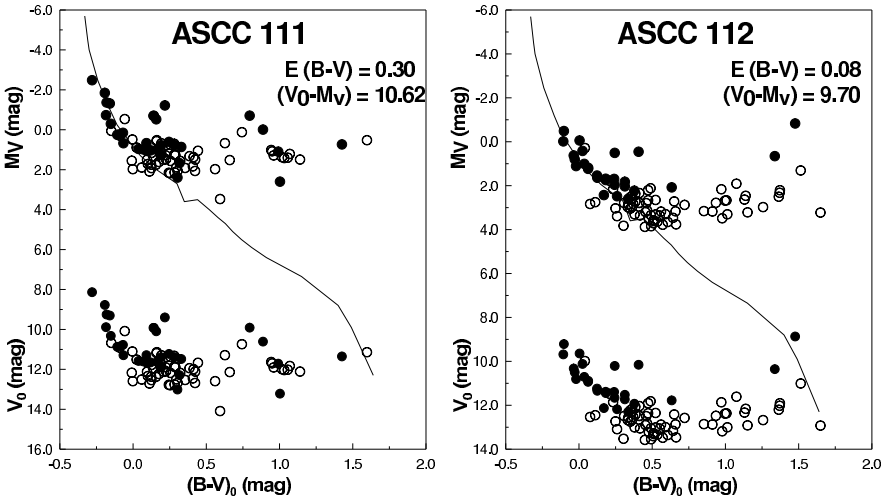
Şekil 4'de iki kümeye ait yıldızlararası kızıllaşmadan arındırılmış veriler, Cox (2000)'den alınan standart sıfır yaş anakolu (ZAMS) ile birlikte çizildi. Daha sonra anakol çakıştırma yöntemiyle yani görsel parlaklıkla standart kol arasındaki



Şekil 3. ASCC 112 için a) (B-V)-(V-R) ve b) (B-V)-(V-I) renk-renk diyagramlarını göstermektedir. Kesikli eğri süperdevler için ve sürekli eğri ise anakol yıldızları için E (B-V) = 0.08'lik kızıllaşmayı temsil etmektedir. Yıldız sembolleri V1188 Cyg ve V1189 Cyg'nin yerini göstermek için kullanıldı.

parlaklık farkı hesaplanarak uzaklık modülü elde edildi. Buradan elde edilen ortalama uzaklık modülü değeri $(m_0 - M)_V$ = -5 + 5 log d eşitliğinden uzaklık değerleri sırasıyla ASCC 111 ve 112 için; $(m_0 - M)_V$ = 10.62 ve 9.7; d = 1330 ve 871 olarak hesaplandı. Bu değerler Çizelge 2'de verilen literatür değerlerinden biraz farklıdır. Bu çalışmadaki her iki küme için Schaller ve ark. (1992), Schaerer ve ark. (1993a,b) ve Mowlavi ve ark. (1998) tarafından verilen kütlesi 0.4 ile 120 $M_\odot$ ve ağır element bolluğu Z = 0.001 ile 0.1 aralığında olan yıldızlara ilişkin evrim yolları incelenerek, bu çalışma içinde yer alan kümelerin yaşı tahmin edilmeye çalışıldı.

Kümeler aynı kimyasal karışıma sahip yıldızlardan oluşurlar. Sahip oldukları ağır element bolluğu ya da farklı elementlerin bolluk oranları benzerdir ve kümenin renk-parlaklık diyagramının biçimi üzerinde etkilidir; metalce zengin kümelerin anakolu ve kırmızı dev kolu metalce fakir olanlara göre daha kırmızı olur. Bu yüzden, ilk tahmin edilmesi gereken parametrelerden biri metal bolluğudur. Açık kümeler gökada diskinde bulunurlar ve yaşları, milyon yıl mertebesinden 10 milyar yıl mertebesine kadar bir aralıkta değişir. Bu yüzden, farklı ağır element bolluklarını deneyeceğimiz bir yaş aralığı belirlemek, iyi bir başlangıç için önemlidir. Bunun için tercih edilen yol, anakol dönme noktasındaki yıldızın rengini yani kütlesini ve oradan da nükleer zaman ölçeğini belirlemektir. Kümenin en mavi yıldızı ve bu yıldızın mavi aykırı yıldız olma olasılığı gözönüne alınarak, ikinci mavi yıldızının kütlesi için hesaplanacak yaş değeri, uygun yaş gridleri ile işe başlama olanağı sağlar. Her iki kümenin anakol dönme noktaları genç yaşlara karşılık gelir ve üstelik belirgindirler.

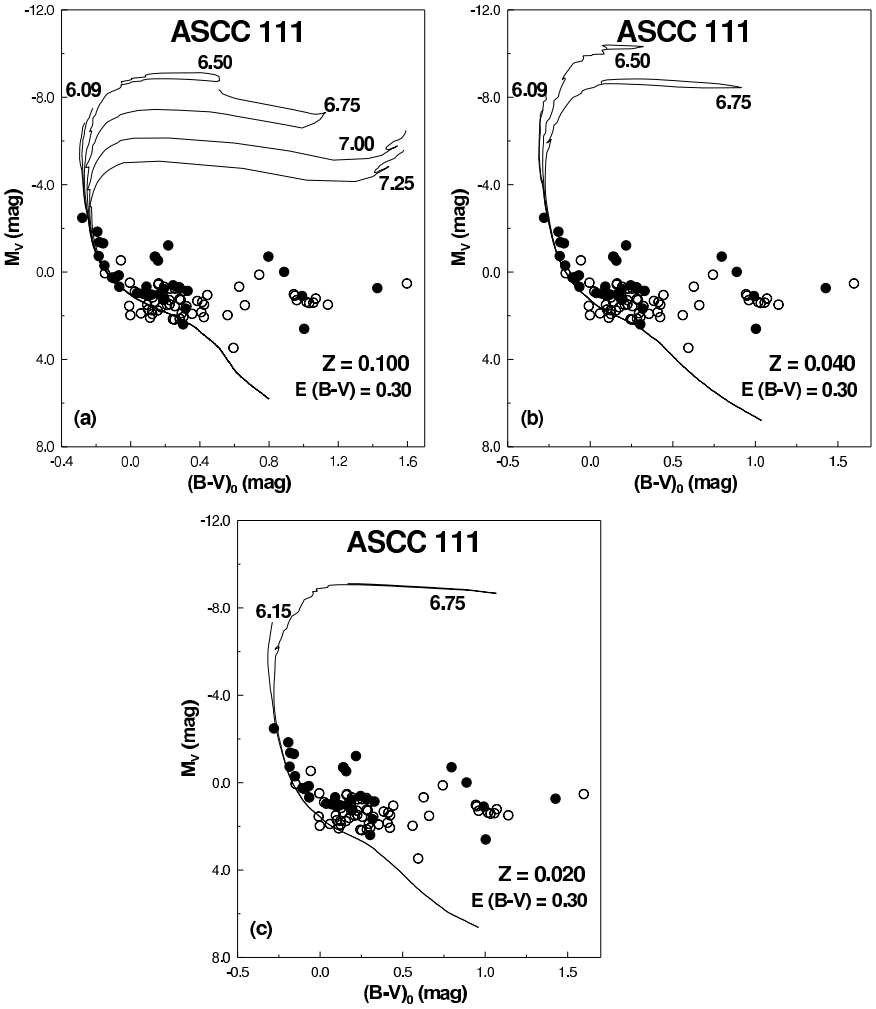


Şekil 4. Sırasıyla b) ASCC 111 ve c) ASCC 112 kümesi için anakol çakıştırma uygulamasının gösterimi.

ASCC 111 için $(B-V)_{MSTO}$ = -0.30 kadire yani O8 tayf türüne karşılık gelmektedir. Bu yüzden çok fazla yaş denemesi yapmaya gerek kalmaksızın doğrudan metal bolluğu taramasına girişildi. Böylesi genç yaşlar için eşzaman eğilerinde anakolun alt kısımları için büyük bir değişiklik görülmemektedir. Değişimin büyük çoğunluğu daha üst salt parlaklık değerleri'nde olmaktadır. Şekil 5'de Z = 0.10, 0.04 ve 0.02'lik ağır element bollukları için 6.09, 6.50 ve 6.75'lik log (yaş) değerlerine karşılık gözlem noktalarının uyumu gösterildi. Z = 0.02 ve log (yaş) = 6.09 için eşzaman eğrisi çok mavi kaldığından 6.15'e karşılık gelen eşzaman eğrisinin çizilmesi uygun görüldü. Z = 0.02'den daha zayıf element bollukları için uyumun iyi olmadığı görüldü. Dolayısıyla ASCC 111 için en iyi uyum Z = 0.10 ve log (yaş) = 6.09 için elde edildi. Literatürde verilen değerlerle uyumun görülebilmesi için Şekil 5a'da 10 milyon yıl mertebesinde iki yaş için de eşzaman eğrileri çizildi. Daha düşük metal bollukları için bu yaşlara uygun eşzaman eğrileri daha mavi kaldığı ve gözlem noktalarını iyi temsil etmediği için çizdirilmedi.

ASCC 112 için de 111'dekine benzer bir yol izlendi ve Şekil 6'de sonuçlar gösterildi. ASCC 112 için en iyi uyum Z = 0.10 ve log (yaş) = 8.00 için elde edildi.

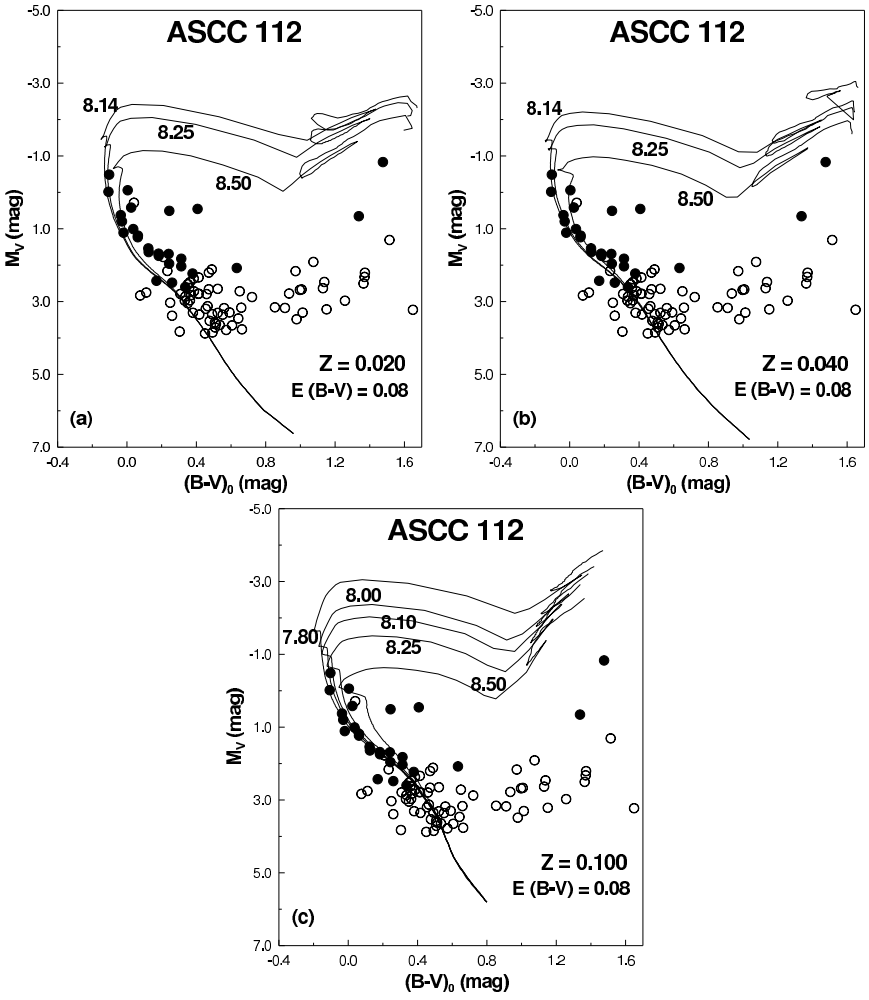
Kümelere ilişkin elde edilen bu salt veriler, Çizelge 2'de literatürle karşılaştırmalı olarak sunulmuştur. Her bir küme için bu çalışmada bulunanlarla literatür verileri alt alta yazılmıştır. Çizelge 2'den de görüleceği gibi literatürle bizim sonuçlarımız arasında biraz fark vardır. Bunun nedeni, bizim çalışmamızın literatürde yayınlanan verilerle sınırlı olmaması, geniş bir bölgede çok renk fotometrik veri elde edebilme ve çok sayıda yıldız gözleme olanağımız olmasıdır. Bu sayede, daha kesin, çok sayıda üyelerin belirlenebildiği HR diyagramları elde ede-



Şekil 5. ASCC 111 kümesi için a'dan c'ye doğru 0.10, 0.04 ve 0.02'lik ağır element bolluklarına karşı farklı yaşlardaki evrim yollarının gözlemlerle uyumu gösterilmiştir.

Çizelge 2. ASCC 111 ve 112 için bu çalışmada ulaşılan salt parametreler.

Küme Adı	$(m-M)_0$ (mag)	Uzaklık (pc)	Yaş ($\times 10^6$)	Kaynak
ASCC 111	10.62	1330	1.23	Bu çalışma
	11.95	1600	11	Kharchenko ve ark. (2005)
ASCC 112	9.70	871	126	Bu çalışma
	8.95	550	141	Kharchenko ve ark. (2005)



Şekil 6. ASCC 112 kümesi için a'dan c'ye doğru 0.02, 0.04 ve 0.10'luk ağır element bolluklarına karşı farklı yaşlardaki evrim yollarının gözlemlerle uyumu gösterilmiştir.

bildik. Bu da uygun eş zaman eğrileri seçebilmek için belirgin MS dönme noktaları elde edebilmemizi sağladı. Ancak karşılaştırma yapılabilmesi için Kharchenko ve ark. (2005) tarafından verilen yaş değerlerine uygun eşzaman eğrileri de şekiller üzerinde çizilmiştir. Burada sunulan orijinal veriyle, sınırlamalar olmaksızın kümelerin parametrelerine fotometrik olarak gidebildik. Kümelerdeki yıldızların tayfsal bolluk analizleri ve değişen yıldız üyelerin gözlemi, bulduğumuz sonuçların test edilebilmesine olanak sağlayacaktır. Diyagramlarda yıldız işareti ile gösterilen yıldızlar bu küme bölgelerindeki örten çiftleri göstermektedir. Hem ihmal edilmiş çiftler olmaları hem de küme üyelikleri eğer onaylanırsa küme parametrelerini kontrol etme şansı verecek olmaları nedeniyle gözlem programına alınmışlardır.

Kaynaklar

Bessel, M.S., 1979, PASP, 91, 589
Cox, A.N., 2000, Allen's astrophysical quantities, New York: AIP Press; Springer,
Fitzpatrick, E.L., 1999, PASP, 111, 63
Kharchenko, N. V., Piskunov, A. E., Röser, S., Schilbach, E., Scholz, R.-D., 2005, A&A, 440, 403
Kıran, E., Taş, G., 2008, XVI. Ulusal Astronomi Toplantısı, 08 Eylül-12 Eylül 2008, Onsekiz Mart Üniversitesi, Çanakkale, "Yeni Belirlenen Açık Kümelerin İlk Kapsamlı Fotometrik İncelemesi", p. 798.
Landolt, A., 1973, AJ, 78, 959
Landolt, A., 1983, AJ, 88, 439
Landolt, A., 1992, AJ, 104, 340
Mowlavi, N., Schaerer, D., Meynet, G., Bernasconi, P. A., Charbonnel, C., Maeder, A., 1998, AAS, 128, 471
Schaerer, D., Charbonnel, C., Meynet, G., Maeder, A., Schaller, G., 1993a, A&AS, 102, 339
Schaerer, D., Meynet, G., Maeder, A., Schaller, G., 1993b, A&AS, 98, 523
Schaller, G., Schaerer, D., Meynet, G., Maeder, A., 1992, A&AS, 96, 269
Yadav, R. K. S., Sagar, R., 2004, MNRAS, 349, 1481

ROTSE ile 5 Yıl

KIZILIOĞLU Ümit*

Orta Doğu Teknik Üniversitesi

Özet ROTSE (Robotic Optical Transient Search Experiment) 6. yılında. Burada temel olarak ROTSE Uluslararasi İsbirligi, deneyimi, teleskobun çalışması, elde edilenler, çıktılar, kazançlar özetlenecektir. ROTSE IIID teleskobu ile 2004 - 2009 yılları arasında çok sayıda değişik alan (∼450 bölge ve ∼300000 poz) gözlenmiş oldukça geniş bir arşiv oluşmuştur. Bu uzun çalışma yılları sırasında elde edilmiş görüntüer ve arşiv yapısı ile ilgili bilgiler, elde edilmiş ilginç bilimsel sonuçların kısa bir özeti sunulacaktır.

* umk@astroa.physics.metu.edu.tr

FEN VE TEKNOLOJİ ÖĞRETMENLERİNİN EVRENİN MERKEZİ KAVRAMINA İLİŞKİN GÖRÜŞLERİ

Hüseyin KÜÇÜKÖZER[1] ve Ayberk BOSTAN[2]

[1] Balıkesir Üniversitesi, Necatibey Eğitim Fakültesi, OFMA Fizik Eğitimi Bölümü, Balıkesir
[2] Balıkesir Üniversitesi, Necatibey Eğitim Fakültesi, İlköğretim Fen Bilgisi Eğitimi Bölümü, Balıkesir

Özet Yurtdışında okulöncesi öğrencilerinden öğretmenlere kadar geniş bir örneklemin çeşitli astronomi kavramlarına ilişkin fikirlerini belirlemeye yönelik birçok çalışma yapılmıştır (Duit, 2009). Türkiye'de ise az da olsa ilköğretim ve üniversite öğrencileriyle yapılmış çalışmalar olmasına rağmen fen ve teknoloji öğretmenlerine yönelik herhangi bir çalışma bilgimiz dahilinde yapılmamıştır. 32 fen ve teknoloji öğretmeninin astronomide yer alan temel kavramlara ilişkin görüşleri alınmış olmakla birlikte bu çalışmada sadece evrenin merkezi kavramına ilişkin fikirlerinin ne olduğu belirlenmesi amaçlanmıştır. Elde edilen veriler dört kategori içerisinde ele alınmış ve frekans hesabı yapılmıştır. fen ve teknoloji öğretmenlerinde karşılaşılan en temel kavram yanılgısı "Dünya" ve "Güneş" merkezli evren modelleridir. Öğretmenlerin çeşitli konularda kavram yanıl- gılarını ortaya çıkarmaya yönelik daha fazla çalışma yapılmalı ve öğretmen- lerde karşılaşılan bu kavram yanılgılarının ortadan kaldırmasına yönelik yapılabilecekler araştırılmalıdır.

1 Giriş

Yapılandırmacı öğrenme kuramında öğrencilerin kendi bilgisini kendi yapılandırdığı ve öğretmenlerin bu sürece rehberlik ettiği vurgulanmaktadır (Yurdakul, 2004). Morgil ve Yılmaz (1999) öğretmenin görevlerinden biri olarak "eğitimi geliştiren, sürekli yönlendiren, öğrencilerin sürekli ilgisini sağlayan kişi" olarak tanımlamaktadır. Öğretmenler öğrencileri yönlendirmede bu kadar etkili iken öğretmenlerin kavram yanılgılarının ortaya çıkarılması ve giderilmesine yönelik çalışmalar öğrencilere yönelik yapılan çalışmalar kadar önemlidir. Öğretmenlerin kavram yanılgılarının olması, öğrencilerinde bu yanılgılara öğretim sonrasında karşılaşılmasına neden olabilir. Öğretmenler öğrencilerde yaygın olarak bulunan kavram yanılgılarının farkında olmalı ve kökenleri hakkında mümkün olabilecek sebepleri anlamalıdır (Kikas, 2004). Ancak öğretmenlerin kendisi konuya dair kavram yanılgısına sahip ise öğrencilerde mevcut kavram yanılgılarının farkına varamayacak ve hatta öğretim esnasında öğrencilerde yeni kavram yanılgılarının oluşmasına neden olabilecektir. Literatürde okulöncesi öğrencilerinden üniversite öğrencilerine kadar geniş bir örneklemin çeşitli astronomi kavramlarına

ilişkin fikirlerini belirlemeye yönelik birçok çalışma yapılmıştır (Duit, 2009). Öğretmenlerin astronomi kavramlarına ilişkin fikirlerini ortaya çıkarmaya yönelik çalışma sayısı ise oldukça azdır. Bu çalışmalardan birinde, Parker ve Heywood (1998) 17'si öğretmen olan 89 kişilik örneklemin gece-gündüz, mevsimler ve Ay'ın evreleri kavramlarına ilişkin fikirlerini araştırmıştır. Gece gündüz kavramında 15 öğretmen doğru cevap verirken, 2 öğretmenin cevabı kodlanamayan kategoriye yerleştirilmiştir. Mevsimler kavramında sadece 4 öğretmen doğru cevap verirken, 5 öğretmen ise alternatif fikirler içerisinde yer alan cevaplar vermiştir. Bu soruda 7 öğretmen hiçbir görüş belirtmemiştir. Ay'ın evreleri kavramında 3 öğretmenin cevabı doğru iken, 4 öğretmenin cevabı alternatif fikirler türündendir. 5 öğretmen kodlanamayan türden cevaplar verirken, 5 öğretmen de soruya cevap vermemiştir. Kikas (2004) 30'u fen öğretmeni olan toplam 189 çeşitli branşlardaki öğretmenin mevsimler kavramı ile birlikte çeşitli kavramlara ilişkin fikirlerini araştırmıştır. Fen öğretmenlerinin % 91'i mevsimlerin Dünya'nın eksen eğikliğinden kaynaklandığı doğru cevabını vermiştir. Shen ve Confrey (2010) 14 ilköğretim öğretmeninin gök cisimlerinin hareketindeki referans sistemleri hakkındaki fikirlerini araştırmıştır. 8 öğretmen referans sistemi olarak güneş merkezli modelin doğru, yer merkezli modelin yanlış olduğuna inanmaktadır. Bu öğretmenler gök cisimlerinin hareketlerinin Dünya'nın hareketine bağlı olduğunu belirtmektedir. Güneş merkezli modele inanan öğretmenlerin üç tür görüşe sahip olduğu belirlenmiştir. Birinci görüş Güneş'ten gözlenen Güneş sistemi, diğeri uzaydan gözlenen Güneş sistemi ve üçüncüsü de gözlemcisinin nerede olduğu önemli olmayan Güneş sistemi modelidir. Henze, Driel ve Verloop (2010) beş farklı okulda dokuz fen öğretmeninin güneş sistemi ve evren modelleri pedagojik içerik bilgilerinin gelişimini araştırmıştır. Öğretmenlerin fikirleri 'öğretim stratejileri hakkında bilgi', 'öğrencilerin anlamaları hakkındaki bilgi', 'öğrencilerin değerlendirilmesi hakkındaki bilgi' ve 'programdaki konuların amaçları hakkındaki bilgi' başlıkları altında toplanmış ve öğretmenlerin pedagojik içerik bilgilerini iki kategoride toplamıştır. Birincisi model içeriğinden oluşurken, ikincisi model içeriği, model üretme ve modellerin doğası hakkında düşünmeyi içermektedir. Öğretmenlerin gece-gündüz, mevsimler, Ay'ın evreleri, güneş sistemi ve evren modelleri ile ilgili fikirleri araştırılmıştır. Öğretmenlerin özellikle mevsimler ve özellikle Ay'ın evreleri kavramlarına ilişkin çeşitli kavram yanılgılarına sahip olduğu belirlenmiştir. Diğer çalışmalarda ise öğretmenlerin güneş sistemi hakkındaki fikirlerinin betimlenmesi amaçlanmıştır.

1.1 Araştırmanın Amacı

Öğretmenlerin çeşitli astronomi kavramlarına ilişkin fikirlerini ortaya çıkarmaya yönelik çalışmalar yapılmasına rağmen evrenin merkezi kavramına ilişkin öğretmenler ile yapılan bir çalışmaya rastlanmamıştır. Bu çalışma ile fen ve teknoloji öğretmenlerinin evrenin merkezi kavramı ile ilgili fikirlerinin ortaya çıkarılması amaçlanmıştır.

2 Yöntem

Bu bölümde araştırmanın örnekleminin özelliklerine, veri toplama aracının nasıl geliştirildiğine ve verilerin nasıl analiz edildiğine kısaca değinilecektir.

2.1 Örneklem ve Özellikleri

Araştırmanın örneklemi olasılık temelli örnekleme yöntemlerinden biri olan seçkisiz örnekleme ile belirlenmiştir. Örnekleme dahil edilen 32 fen ve teknoloji öğretmeni Balıkesir ili merkezinde 13 ilköğretim okulundan rasgele seçilmiştir. Örneklemde yer alan en kıdemli fen ve teknoloji öğretmeninin hizmet süresi 30 yıl iken, en deneyimsiz öğretmenin hizmet süresi 5 yıldır.

2.2 Veri Toplama Aracı

Fen ve teknoloji öğretmenlerinin astronomide yer alan temel kavramlara ilişkin görüşleri alınmış olmakla birlikte (toplam dokuz açık uçlu soru) bu çalışmada sadece evrenin merkezi kavramına ilişkin fikirlerinin ne olduğu belirlenmesi amaç- lanmıştır. Bu bağlamda öğretmenlerin fikirlerini ortaya çıkarmak için hazırlanan açık uçlu sorular için Zeilik (1998) ve Trumper (2000) çalışmalarında kullandıkları anket sorusundan yararlanılmıştır. Veri toplama aracı olarak geliştirilen anketin iç güvenirliği için beş fizik eğitimcisi ve bir fen eğitimcisi tarafından incelenmiş ve uzmanların önerileri göz önüne alınarak gerekli düzeltmeler yapılmıştır.

2.3 Verilerin Analizi

Fen ve teknoloji öğretmenlerinin evrenin merkezine ilişkin fikirlerini belirlemek için açık uçlu sorudan elde edilen veriler nitel (betimsel analiz) olarak analiz edilmiştir. Elde edilen verilerin analizi için oluşturulan kategoriler içerisine cevaplar yerleştirilmiştir. Bu kategoriler 'doğru cevap', 'kavram yanılgıları', 'kodlanamayan' ve 'cevap yok' olarak isimlendirilmiştir. Kategorilerde yer alan cevapların frekans hesabı yapılmış ve bir frekans tablosu oluşturulmuştur. Ayrıca öğretmenlerde tespit edilen kavram yanılgıları için bir tablo yapılmış ve tabloda frekans hesaplarına yer verilmiştir.

3 Bulgular

Fen ve teknoloji öğretmenlerinin evrenin merkezi kavramına ilişkin fikirleri Tablo 1'de verilmektedir.

Tablo 1'de de görüldüğü gibi fen ve teknoloji öğretmenlerin yarısı "Evrenin merkezi yoktur" doğru cevabını vermiştir. Bunun yanı sıra öğretmenlerin bir kısmı (%28.13) kavram yanılgılarına sahiptir. Üç öğretmenin verdiği cevaplar yazarlar ve yardım alınan alan eğitimi uzmanları tarafından anlaşılamadığı için kodlanamayan kategorisinde yer almıştır. Dört öğretmenin ise evrenin

Çizelge 1. Fen ve Teknoloji Öğretmenlerinin Evrenin Merkezi İle İlgili Fikirleri

$CevapDereceleri$	$CevapFrekansları(\%)$
Doğru Cevap	16 (%50)
Kavram Yanılgıları	9 (%28.13)
Kodlanamayan	3 (%9.37)
Cevap Yok	4 (%12.5)

merkezinin ne olabileceğine ilişkin herhangi bir fikre sahip olmadıkları belirlenmiştir. Aşağıda verilen Tablo 2'de fen ve teknoloji öğretmenlerinin evrenin merkezi kavramına ilişkin kavram yanılgıları yer almaktadır.

Çizelge 2. Fen ve Teknoloji Öğretmenlerinin Evreni Merkezi Kavramına İlişkin Sahip Oldukları Kavram Yanılgıları

$KavramYanılgıları$	$CevapFrekansları(\%)$
Dünya	6 (%18.75)
Güneş	3 (%9.38)

Tablo 2' de görüldüğü gibi, fen ve teknoloji öğretmenlerinde en sık karşılaşılan kavram yanılgısı yermerkezli evren görüşüdür. Bilim tarihine baktığımızda Dünya'nın evrenin merkezi olduğu görüşü ile Heraklesides, Hipparkus ve Batlamyus gibi eski filozoflarda da karşılaşılmaktadır. Bu görüş yüzyıllar boyunca birçok bilim adamı tarafından kabul görmüştür (Yıldırım, 2001). Bir diğer kavram yanılgısı ise Güneş'in evrenin merkezi olduğu kavram yanılgısıdır. Öğretmenlerin bu fikirleri Aristarkus ve Kopernik'in Güneş merkezli evren görüşüne benzemektedir. Güneş merkezli evren modeli Dünya merkezli evren modelinden çok daha sonra kabul görmesine rağmen çok daha uzun yüzyıllar kabul edilmeye devam etmiştir.

4 Sonuç ve Öneriler

Bu çalışma ile fen ve teknoloji öğretmenlerinin evrenin merkezi kavramına ilişkin fikirleri ortaya çıkarılmıştır. Bu fikirler arasında evrenin merkezinin Dünya veya Güneş olduğu yönünde fikirler ile karşılaşılmıştır. Karşılaşılan bu fikirler ise bilim tarihinde sık karşılaşılan evrenin merkezi modelleri ile benzerlik göstermektedir. Bilim tarihinde filozoflar tarafından savunulan ancak günümüzde

bilimsel gerçekler ile uyumlu olmadığı kabul edilen birçok görüş ile halen karşılaşılmaktadır. Bu görüşlerin kaynakları ve nasıl ortadan kaldırılabileceği araştırılmalıdır. Diğer bir nokta ise öğretmenlerde kavram yanılgıları mevcut olduğu sürece öğrencilerin kavram yanılgılarının ortadan kaldırılmasında yeterince etkili olamayacakları ve hatta yeni kavram yanılgılarının oluşmasına neden olabileceklerdir. Bu nedenle öğretmenlerde karşılaşılan kavram yanılgılarını ortaya çıkarmaya yönelik daha fazla çalışma yapılmalıdır. Ortaya çıkarılan kavram yanılgılarının giderilmesine yönelik hizmet içi kursları düzenlenmeli ve başka hangi yollar ile bu kavram yanılgılarının giderilebileceğine yönelik çözüm yolları bulunmalıdır.

Kaynaklar

Duit, R., Bibliography - STCSE Students' and Teachers' Conceptions and Science Education. Kiel, Germany: University of Kiel (2009).

Kikas, E., Teachers' Conceptions and Misconceptions Concerning Three Natural Phenomena. Journal of Research in Science Teaching 41(5) (2004) 432-448

Küçüközer, H., Prospective Science Teachers' Conceptions about Astronomical Subjects. Science Education International 18(2) (2007) 113-130

Morgil, F.İ. Yılmaz, A., Fen Öğretmeninin Görevleri ve Nitelikleri, Fen Öğretmeni Yetiştirilmesine Yönelik Öneriler. Hacettepe Eğitim Fakültesi Dergisi 15 (1999) 181-186

Parker, J. Heywood, D., The earth and beyond: developing primary teachers' understanding of basic astronomical events. International Journal of Science Education 20(5) (1998) 503-520

Shen, J. Confrey, J., Justifying alternative models in learning astronomy: a study of k-8 science teachers' understanding of frames of referans. International Journal of Science Education 32(1) (2010) 1-29

Trumper, R., University students' conceptions of basic astronomy concepts. Physics Education 35(1) (2000) 9-15

Uğurlu, B.N., İlköğretim 6. sınıf öğrencilerinin dünya ve evren konusu ile ilgili kavram yanılgıları. Gazi Üniversitesi Gazi Eğitim Fakültesi Dergisi 25(1) (2005) 229-246

Yıldırım, C., Bilim Tarihi, 7. Baskı, Remzi Kitabevi, (2001) İstanbul

Yurdakul, B., Yapılandırmacı öğrenme yaklaşımının öğrenenlerin problem çözme becerilerine, biliş-ötesi farkındalık ve derse yönelik tutum düzeylerine etkisi ile öğrenme sürecine katkıları. Yayınlanmamış Doktora Tezi, Hacettepe Üniversitesi, (2004) Ankara

Zeilik, M., Misconceptions and their change in university-level astronomy courses. The Physics Teacher 36 (1998) 104-107

Very Fast Photometric Observations of the Intermediate Polar V2069 Cyg

NASIROĞLU İlham[1⋆], SLOWIKOWSKA Agnieszka[2] ve KANBACH Gottfried[3]

[1] Çukurova Üniversitesi
[2] University of Zielona Gora
[3] Max-Planck Institut

Özet We present fast timing photometric observations of the intermediate polar (IP) V2069 Cygni (RX J2123.7+4217) using the Optical Pulsar Timing Analyzer (OPTIMA) at the Skinakas Observatory 1.3 m telescope. OPTIMA is a single-photon counting aperture photo-polarimeter with a timing accuracy of about 4 microseconds and absolute (GPS) tagging of photon arrival-times. The optical light curve of V2069 Cygni was measured with sub second resolution during July 2009. We discovered a double-peaked pulsation with 743.385-s period, presumably the spin of the white dwarf, in the optical band (450-950 nm). Soft X-ray emissions (XMM-Newton and Swift observations) show sinusoidal modulation at the white dwarf spin period. In a P_{orb} - P_{spin} diagram of all IPs V2069 Cyg is a rather undistinct member of this population. It has however a rather low spin to orbit ratio of ~ 0.027.

⋆ ilhamnasiroglu@yahoo.com

Kısa Süreli Swift Gama-Işın Patlamalarının Işık Eğrisi Morfolojisi

Özgecan Önal[1⋆], Antonia Rowlinson[2] ve Paul O'Brien[3]

[1] İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, İstanbul, Türkiye
[2] Leicester Üniversitesi, Fizik ve Astronomi Bölümü, Leicester, İngiltere

Özet Bu çalışmada Swift uydusunun 2005 ile Eylül 2009'e kadar tetiklediği patlama süresi 8 s ve daha kısa olan (82 adet) gama-ışın patlamalarının (GIP) 0.3 ile 10 keV enerji aralığında ışık eğrilerinin davranışları Patlama Alarm Teleskobu (BAT) ve X-Işın Teleskobu (XRT) verileri birleştirilerek incelenmiştir. Çalışmanın asıl amacı BATSE tarafından belirlenen 2 s'de çizilen sınıflandırma kriterinin sınanmasıdır. Çalışma veri biriktirme aşamasında olup devam etmektedir. Çalışmada kullanılan cisimlerin bazılarında sıra dışı salmalar gözlenmiştir. Söz konusu cisimlerden bazıları sıradan BAT salmaları dışında 10 ile 1000 s aralığında, yeniden parlamalar şeklinde uzun-süreli salmalara sahiptirler. Buna ek olarak listedeki cisimlerden dördü yüksek kırmızıya kaymaya sahiptir ($4 < z \leq 8.3$). Çalışmada farklı özellik gösteren bu cisimlerin gerçekten gözlendikleri gibi kısa süreli mi, yoksa mutlak olarak daha uzun süreli bir doğaya mı sahip oldukları kısa süreli GIP adaylarına göre ışık eğrisi davranışlarına bakılarak test edilmiştir.

1 Giriş

Gama-ışın patlamaları (GRB) kozmolojik uzaklıklarda meydana gelen kısa süreli, şiddetli ve tekrarsız, yumuşak gama-ışın radyasyonlarıdır. GRBler süre, tayfsal şekil, maksimum enerji ve parlaklık bakımından büyük bir çeşitlilik gösterirler (Berger 2010). Genel olarak gözlemsel verilerden uzun süreli GRBlerin (LGRB) gama-ışınlarında uzun süreli ve yumuşak tayflı; ardıl ışımalarında jet kırılmaları ve süpernova çıkıntılı; yüksek kırmızıya kaymadaki düzensiz cüce galaksilerde yıldız oluşum bölgelerinde gözlenmişlerdir. Kısa süreli GRBler (SGRB) ise gama-ışınlarında kısa süreli ve sert tayflı; ardıl ışıması sönük ve süpernova ilişkisine dair izler bulunmayan; düşük ya da orta kırmızıya kaymalı ve düşük yıldız oluşumlu her tür galakside oluştukları gözlenmiştir (Lazzati ve Perna 2010).

2006 yılına kadar kısa ve uzun süreli GRB lerin yukarıda belirtilen özelliklerde, fiziksel kökenleri farklı olan iki ayrı popülasyon oldukları düşünülüyordu. Bu tablo GRB 060505 ve GRB 060614'ün gözlenen sıra dışı davranışları ile yeni senaryoların olabileceğini, hatta belki de yeni bir sınıflandırma kriteri arayışını

⋆ nacegzo_2003@yahoo.com

doğurmuştur. Her iki patlama da gama-ışın özellikleri bakımından uzun-süreli gibidir; ancak ardıl ışımaları sönüktür ve olası süpernova ilişkilerine dair izler bulunamamıştır. Süpernova işaretlerinin aranmasının en temel sebeplerinden biri de iki GRB'nin de düşük kırmızıya kayma değerlerinde olmasındandır: $z_{060505} = 0.089$ (Fynbo ve diğ. 2006) $z_{060614} = 0.125$ (Gal-Yam ve diğ. 2006; Fynbo ve diğ. 2006; Della Valle ve diğ. 2006; Gehrels ve diğ. 2006). Bu iki cismin olası doğaları üzerine yapılan yorumlar şöyle olmuştur: i)Erken X-ışın ardıl ışıması çok parlak olan bir kısa süreli GRB, ii) Büyük kütleli ata yıldızı olmayan ya da yeterli miktarda ^{56}Ni üretemeyen bir süpernova patlamasıyla ilişkili uzun-süreli GRB.

Eğer kısa süreli patlamaların, rölatif olarak parlak erken X-ışın ardıl ışımaları gözleniyorsa, bu durumda kısa ve uzun süreli patlamaları sadece sürelerine baka-rak sınıflandırmak anlamını yitirecektir. Compton Gama-Işın Gözlemevi üzerinde bulunan BATSE dedektörü (50-150 keV) 1991 ile 2000 yılları arasında 8000 civarında GRB tetiklemesi yapmıştır. T90 süresi, alınan gama-ışın sayımlarının arkaplan değerinden %5 ile %95 aralığında artış gösterdikleri zaman olarak tanımlanmıştır. Kouveliotou ve diğ. (1993), BATSE'nin gözlemlediği 2041 GRB'-nin patlama süresi (T90) bakımından Şekil 1'deki gibi iki modlu bir dağılım gösterdiğini ortaya koymuşlardır. İki mod, T90=2s'de birbirinden ayrılmaktadır. Buna göre T90$\leq$2s ise gözlenen GRB kısa süreli, T90>2s ise gözlenen GRB uzun süreli olarak sınıflandırılmıştır. Bununla beraber, dağılıma bakıldığında iki grubun tam olarak ayrılmadığı T90$\leq$2s olan dağılımın eteklerinin 2s'nin ötesine geçtiği görülmektedir.

2004 yılında fırlatılan Swift uydusu (15-350 keV) kısa süreli GRB çalışmaların-da yeni bir çağ açmıştır. Hassas konum belirlemeleri, kırmızıya kayma ölçümlerine ve altta yatan galaksilerle bağlantı kurulmasına izin vermiştir. Bu bulgular kısa süreli GRBlerin ata yıldızlarının kaynaşan tıkız (compact) cisimler olabileceklerine işaret etmektedir. Swift'in gözlemlediği bazı kısa süreli olarak sınıflan-dırılan GRBlerde yumuşak, uzamış bir salma bileşeni gözlenmiştir. Bu bileşen GRB'nin ışık eğrisinde erken zamanlarda gözlenen sert bir parlama olarak kendini gösterir. Şekil 2'de GRB 080503'ün BAT ve XRT verilerinin akı kalibrasyonlu ışık eğrisinde 100. ile 1000. saniyeler arasında sıradan bir kısa süreli patlama için sıra dışı olarak nitelendirilebilecek olan uzun süreli salma görülmektedir. Işık eğrilerinde bu yapı gözlenen GRB'ler sayesinde T90=2 s'ye dayalı uzun ve kısa süreli GRB ayrımına olan güveni azaltmakta ve yeni ölçüt arayışlarına sebep olmaktadır.

Uzun süreli GRBlerin çoklu dalgaboyu gözlemlerinden bu sınıfa giren GRBlerin çok büyük kütleli yıldızların kozmolojik uzaklıklarda meydana gelen çekirdek çökmeli süpernova patlamasıyla ilişkili oldukları bulunmuştur. Bununla beraber, bütün uzun süreli GRBlerin böyle bir süpernova ile ilişkili olduklarını söyleyemeyiz (Rowlinson ve diğ. 2010).

Kısa süreli GRBlerin oluşum mekanizmaları ise henüz iyi anlaşılmamıştır. Ancak en popüler teori bu patlamaların tıkız çift sistem oluşturan, nötron yıldızı çifti ya da bir nötron yıldızı ve bir kara delik çifti gibi, yıldızların kaynaşma-sıyla oluştukları düşünülmektedir (Lattimer ve Schramm 1976; Eich-

ler ve diğ. 1989; Narayan, Paczynski ve Piran 1992). Ayrıca hem kısa hem de uzun süreli GRB'lerin kararsız milisaniye pulsarlarıyla ilgili olabilecekleri öne sürülmüştür. Bu ata yıldız modelinin GRB nüfusunun küçük bir kesrini oluşturdukları düşünül-mektedir (Rowlinson ve diğ. 2010).

2 Analiz ve SGRB Örneği

Bütün analizler HEASOFT, XSPEC ve QDP'nin standart rutinleri kullanılarak ve UK Swift Science Data Centre (Evans ve diğ. 2007; 2009) tarafından üretilen otomatik XRT verileri kullanılarak yapılmıştır. Buna ek olarak bazı analizler PHYTON ve PERL de yazılan küçük programlarlayla (script) tamamlanmıştır.

Bu çalışmada Swift'in 2005 yılından itibaren gözlemlediği kısa süreli gamaışın patlamalarından (SGRB) oluşan bir örneklem kullanılmıştır. Swift uydusu hala görevine devam ettiği için örneklem zamanla genişleyebilecektir. Eylül 2009 tarihine kadar gözlenmiş T90$\leq$8s olan 82 SGRB için 0.3-10 keV enerji aralığında BAT ve XRT verileri birleştirilerek ışık eğrileri elde edilmiştir. 82 SGRB'den sadece 76'sı için analizlerin tamamı gerçekleştirilebilmiştir. Ağustos 2010 itibariy-le örneklemde 114 SGRB yer almaktadır.

114 SGRB, patlama süresi bakımından bulundukları aralıklar ve dağılımları şöyledir: T90$\leq$2s olan 41, 2s$\leq$T90$\leq$5s olan 28, 5s$\leq$T90$\leq$8s olan ise 28 SGRB bulunmaktadır. Bu örnekte yer alan Nisan 2009 itibariyle 14 SGRB'de 100. ile 1000. saniyeler arasında X-ışınlarında uzun süreli bir salma (extended emission, EE) görülmüştür. Örneklemde bulunan dört SGRB ise yüksek kırmızıya kayma (high z; HZ) gösteren cisimlerdir. Davranışları bakımından EE ve HZ grupları ilginçtir.

3 Bulgular

Bir GRB ışık eğrisinden beklenen davranışlar şöyle olabilir: Çok sayıda, rastgele genlikli parlamalı öncül ışınım (genelde BAT tarafından gözlenirler); X-ışınlarında ise yavaş yavaş bozunum ya da dik bozunum ve hatta ani ve şiddetli parlamalar (Şekil 3).

Yüksek kırmızıya kaymalı dört GRB'nin BAT ve XRT tarafından alınan akısı, SGRB örneklemine ait ışık eğrileriyle kıyaslandığında düşük akı değerlerinde ($10^{-7} - 10^{-8}$ erg cm^{-2} s^{-1}) yer almaktadır. Bununla beraber ışık eğrisinin davranışı uyumlu görünmektedir.

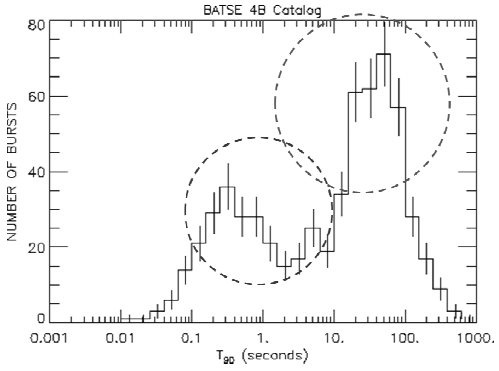
Bu cisimlerden özellikle GRB 090423'ten alınan salmanın mutlak olarak daha uzun süreli olduğu ancak çok uzak bir mesafede meydana geldiği için alınan salmanın düşük enerjilerde ve rölativistik etkilerden ötürü olduğundan daha kısa görüldüğü düşünülmektedir.

4 Tartışma ve Sonuç

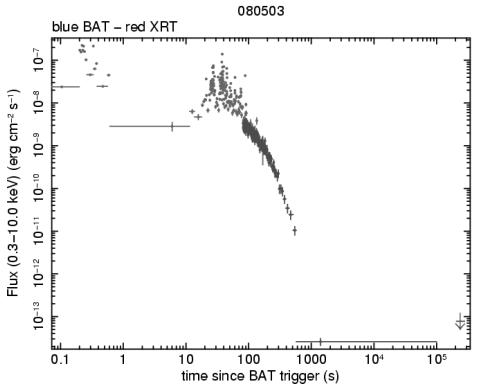
Yapılan analizlerin sonucunda SGRB örneğinin genel olarak aynı davranışı sergilediği görülmüştür. İncelenen cisimlerin akılarının ağırlıklı olarak gözlendiği aralık 10^{-6} ile 10^{-8} erg cm^{-2} arasındadır. Cisimler BATSE'nin standart 2 s ayrımına göre seçilmediği halde standart güç kanunu bozunumları gözlenmiştir. HZ grubunda yer alan cisimler standart SGRB davranışı göstemektedir. Ancak literatürde bu cisimlerin yüksek kırmızıya kaymada bulunmalarından ötürü GRB'nin oluşumu esnasında yayınlanan gama-ışınlarının sadece az bir kısmının dedektörlere ulaştığı ve aslında bu cisimlerin daha çok bir LGRB oldukları düşünülmektedir. EE grubunda yer alan cisimlerin davranışı sıradışı olup, uzamış salmaların algılandığı kısımlar gözardı edildiğinde ışık eğrilerinin morfolojik yapısı SGRB örneğinde yer alan cisimlerle uyum içerisinde görülmüştür. Çalışma yapıldığından bugüne veri biriktirmeye devam edilmektedir.

Kaynaklar

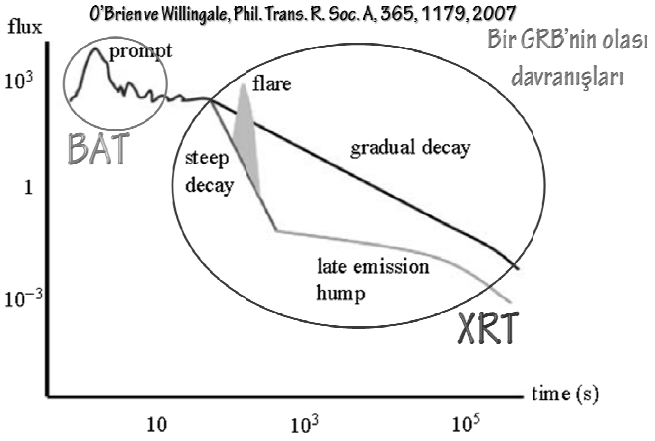
Berger, E.: 2010, arxiv:1005.1068v1
Della Valle M., ve diğ.: Nature, **444** (2006) 1050
Eichler, D., Livio, M., Piran, T., Schramm, D. N.: Nature, **340** (1989) 126
Evans P. A., ve diğ.: A&A, **469** (2007) 379
Evans P. A., ve diğ.: MNRAS, **397** (2009) 1177
Fynbo J. P. U., ve diğ.: Nature, **444** (2006) 1047
Gal-Yam A., ve diğ.: Nature, **444** (2006) 1053
Gehrels N., ve diğ.: Nature, **437** (2005) 851
Kouveliotou C., Meegan C. A., Fishman G. J., Bhat N. P., Briggs M. S., Koshut T. M., Paciesas W. S., Pendleton G. N.: ApJ **413** (1993) L101
Lattimer, J. M., Schramm, D. N.: ApJ **210** (1976) 549
Lazzati ve Perna: ASSL, **359** (2010) 245L
Narayan, R. Paczynski, B., Piran, T.: ApJ **395** (1992) L83
Rowlinson, A., ve diğ.: MNRAS, **409** (2010) 531



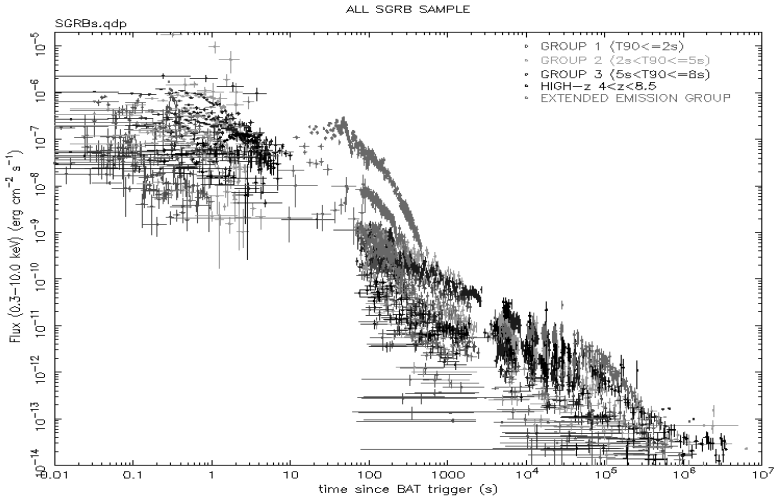
Şekil 1. BATSE'nin gözlemlediği 2041 GRB'nin T90 sürelerine göre iki modlu dağılımı.



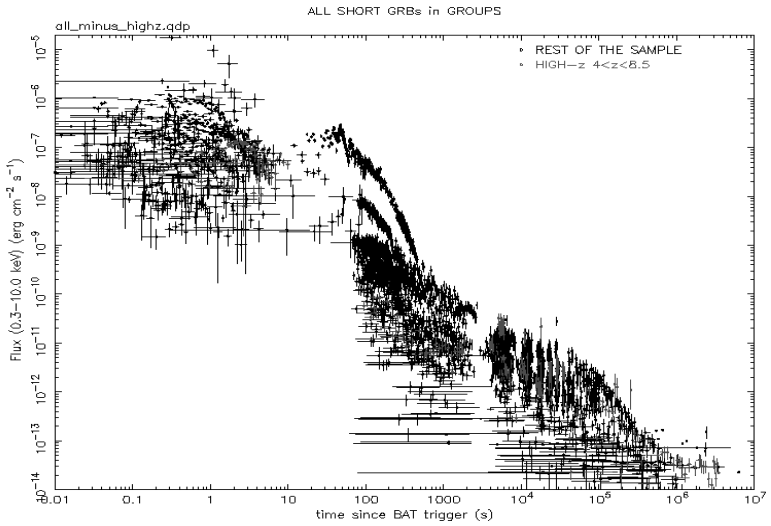
Şekil 2. XXXXXX



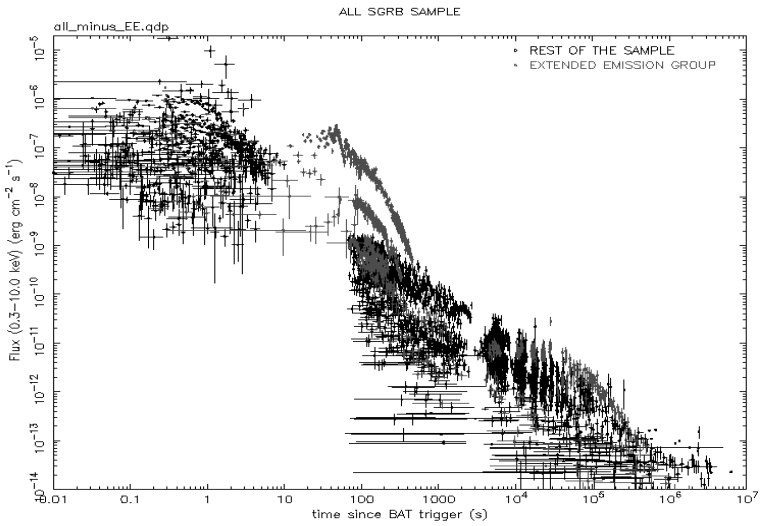
Şekil 3. Bir GRB ışık eğrisinde görülebilecek davranışlar.



Şekil 4. Bütün SGRB örnekliminin beş alt gruba göre BAT-XRT akı kalibreli ışık eğrileri. Kırmızı renk T90≤2s, yeşil renk 2s<T90≤25s, mavi renk 5s<T90≤28s, siyah renk yüksek kırmızı kaymalı GRB'leri ($4 < z < 8.5$) ve pembe renk uzamış salma gözlenen SGRB'lerden oluşan grubu temsil eder.



Şekil 5. Yüksek kırmızıya kaymalı örneğin ışık eğrisi davranışları ile bütün SGRB örnekleminin kıyası.



Şekil 6. Uzamış salma gözlenen SGRB'lerin ışık eğrisi davranışları ile bütün örneklemin kıyası.

HD 208472 YILDIZININ 18 YILLIK IŞIKÖLÇÜMÜ

Orkun Özdarcan[1⋆], Serdar Evren[1], Klaus G. Strassmeier[2], Thomas Granzer[2] ve Gregory W. Henry[3]

[1] Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, İzmir
[2] Astrophysikalisches Institut Potsdam (AIP), An der Sternwarte 16 D-14482 Potsdam, Almanya
[3] Center of Excellence in Information Systems, Tennessee State University (TSU), 3500 John A. Merritt Blvd., Box 9501, Nashville, TN 37209, USA

Özet Bu çalışmada, RS CVn türü SB1 sistem HD 208472'nin 18 yıllık ışıkölçüm verisinin analizi verilmiştir. 18 yılı kapsayan Johnson V verisi, kesikli zaman aralıklarında elde edilmiş geniş band renk ölçekleri ile beraber değerlendirilerek, yıldızdaki olası uzun dönemli aktivite çevrimleri araştırılmıştır. Analizler, yıldızın ortalama parlaklığında 20 yıldan daha uzun dönemli bir çevrime işaret ederken, orta zaman ölçeğinde de yaklaşık 6 yıllık bir çevrimin varlığı bulunmuştur. Her yıla ilişkin ışık eğrilerine dönem analizi ve O-C analizi yöntemleri uygulanarak fotometrik dönem, ışık eğrisi genliği, ortalama parlaklık ve aktivite çevrimleri arasındaki ilişki araştırılmış, sonuç olarak genlik ve dönemin, ortalama parlaklıkla beraber 6 yıllık çevrimsel bir değişim gösterdiği bulunmuştur. Genlik - minimum parlaklık diyagramı yardımıyla lekesiz parlaklık düzeyi tahmin edilmiş ve 2009 yılında sistemin maksimum parlaklığının, lekesiz parlaklık düzeyine çok yakın olduğu (V=7.323 mag) gözlenmiştir. Ayrıca 18 yıllık ışık eğrisi verisi alt gruplara bölünerek her grup için leke modellemesi yapılmıştır. Model sonuçlarına göre lekelerin görüldüğü yörünge evrelerinin de 6 yıllık çevrimsel bir değişim gösterdiği görülmüştür. Modelden bulunan leke enlemleri ve fotometrik dönemlerin ışığında yıldızın diferansiyel dönmesi araştırılmıştır.

1 Giriş

HD 208472 yıldızı (G8 III, $V = 7^m.4$), ilk olarak 1991 yılında W. Bidelman tarafından, kuvvetli Ca II H & K salmasının keşfedilmesi ile dikkat çekmeye başlamıştır. İlerleyen zamanlarda Henry ve ark. (1995) yıldızın fotometrik değişimini keşfetmiş, 22.54 günlük bir fotometrik dönem ve 22.6 günlük yörünge dönemi ölçmüşlerdir. Elde ettikleri yüksek çözünürlüklü tayf ile yıldızı G8 III olarak sınıflamışlardır. Yıldıza ilişkin yörünge dönemi ve yörünge öğeleri Fekel ve ark. (1999) tarafından tekrar çalışılmış ve yörünge dönemi daha duyarlı olarak 22.62293 gün ölçülmüştür. Aynı çalışmada yıldızın tayf türü G8 III olarak teyit edilmiştir. Yıldızın fotometrik verisi arttıkça ilginç karakteri kendini belli

⋆ e-mail:orkun.ozdarcan@ege.edu.tr

etmeye başlamıştır. Strassmeier ve ark. (1999) 1996 ve 1997 verilerinde ışık eğrisi genliğinde 0.12 kadirden 0.07 kadire kadar bir azalma gözlemişlerdir. Yıldızın bu davranışı en aktif yıldızların tipik özelliklerinden biridir. Weber ve ark. (2001) ilk ve aynı zamanda günümüze kadar yapılan tek Doppler haritalama çalışmasını yapmıştır. Haritalarda leke aktivitesinin baskın olarak orta ve düşük enlemlerde bulunduğu gözlenirken, diğer hızlı dönen dev yıldızlarda gözlenen kutup lekeri gözlenmemiştir. Yıldıza ilişkin diferansiyel dönme katsayısını sheared-image yöntemi ile $\alpha = -0.04 \pm 0.02$ olarak bulmuşlar, ancak tüm Doppler görüntüleri göz önüne alındığında ölçüm hataları büyüdüğü için diferansiyel dönme hakkında net bir sonuç söylememişlerdir. Bu çalışmada, yıldıza ilişkin 18 yıllık ışıkölçüm verisi analiz edilerek yıldız üzerindeki olası çevrimsel değişimler araştırılmış, ayrıca fotometrik dönem, ışık eğrisi genliği, ortalama parlaklık ve olası çevrimler arasındaki ilişkiler incelenmiştir. Aynı zamanda her yıla ilişkin ışık eğrilerinin leke modellemesi yapılarak yıldızın diferansiyel dönmesi de araştırılmıştır.

2 Gözlemler

Yıldıza ilişkin fotometrik veri üç ayrı kaynaktan derlenmiştir. Güney Arizona'da Fairborn Gözlemevi'nde Tennessee State Üniversitesi'ne (TSU) ait 0.4 m otomatik fotoelektrik teleskop (APT) 18 yıllık Johnson BV verisi ile katkıda bulunurken, 1996'dan 2009'a kadar 13 yıllık Johnson-Cousin VIc verisi Viyana Üniversitesi-Potsdam Astrofizik Enstitüsü'ne (AIP) ait olan ve yine Fairborn Gözlemevi'nde çalıştırılan 0.75 m APT Amadeus teleskobundan toplanmıştır. Son olarak Ege Üniversitesi Gözlemevi'nde (EUO) 48 cm Cassegrain teleskobuna (A48) ve 30 cm Schmidt Cassegrain teleskobuna (T30) bağlı SSP5 fotometre ile çeşitli yıllarda Johnson $UBVR$ ve Strömgren $uvby - \beta$ verisi elde edilmiştir. Fotometrik gözlemler özet olarak Çizelge 1.'de verilmiştir. TSU ve AIP gözlemlerine ilişkin teknik bilgi ve indirgemeler Henry (1995) ve Strassmeier ve ark. (1997) kaynaklarında bulunabilir.

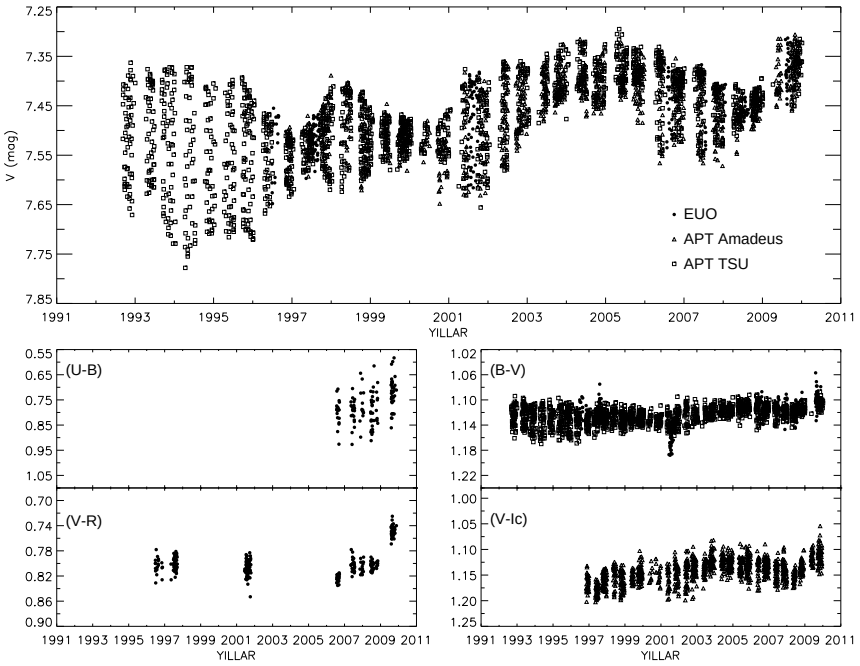
Çizelge 1. Fotometrik gözlemlerin özeti. Hatalar, 5500 Angström civarı için mili kadir cinsinden verilmiştir.

Teleskop	Süzgeç	Zaman Aralığı	Nokta Sayısı	Hata
0.40m TSU APT	BV	1992.50-2009.99	1691	4
0.75m Amadeus APT	VIc	1996.80-2010.10	1418	3.2
0.48m EUO A48	BVR	1996.50-1997.70	66	6
0.30m EUO T30	BVR	2001.50-2001.70	64	6
0.30m EUO T30	UBVR	2006.50-2009.90	132	8
0.30m EUO T30	$uvby - \beta$	2009.59-2009.81	36	7

EUO gözlemlerinde, gecelik yapılan 6 veya 8 parlaklık ölçümünün ortalaması, o geceye ilişkin yıldızın parlaklığı olarak kabul edilmiştir. Tüm gözlemler için, Hardie (1962) tarafında verilen yöntemle atmosfer sönükleştirme düzeltmesi

yapılmıştır. 2009 yılında T30 teleskobunda yapılan standart yıldız gözlemleri ile aletsel katsayılar belirlenmiş ve tüm EUO gözlemleri standart düzeneğe taşınmıştır.

TSU ve EUO veri setlerinde aynı mukayese yıldızı HD 208916 kullanılırken AIP verisinde aynı yıldız denet yıldızı olarak kullanılmıştır. Tüm ölçümleri ortak bir ölçekte verebilmek için AIP veri tabanından değişen - denet yıldız ölçümleri göz önüne alınmış ve sonuçta değişen yıldızın, aynı mukayese yıldızına göre parlaklık ölçümleri elde edilmiştir. EUO standart yıldız gözlemleri yardımıyla tüm Johnson V verisi ve renk ölçekleri standart düzeneğe taşınmıştır. Standart düzenekteki gözlemler Şekil 1'de verilmiştir.



Şekil 1. HD 208472 yıldızına ilişkin fotometrik verinin toplu gösterimi. İçi dolu noktalar EUO gözlemlerini, içi boş üçgenler AIP Amadeus gözlemlerini ve içi boş kareler TSU gözlemlerini simgeler.

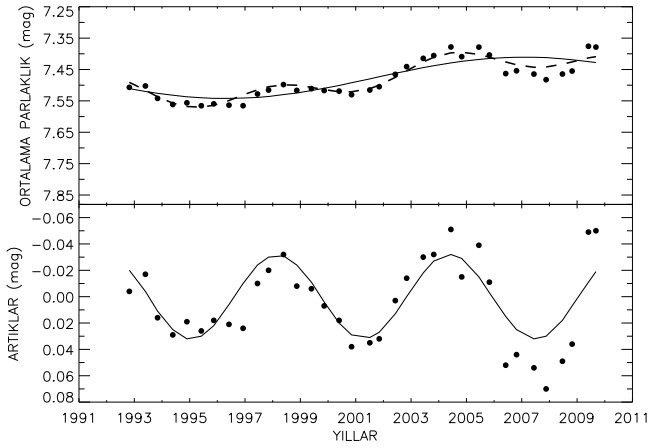
3 Fotometrik Veriye Genel Bakış

Şekil 1 incelendiğinde, uzun zaman ölçeğinde Johnson V verisi parlama eğilimi gösterirken renk ölçeklerinin de mavileştiği görülür. Minimum ışığın maksimum ışığa göre daha fazla parladığı da açıkça görülebilir. Maksimum parlaklık düzeyleri, büyük genlik değişimlerinin gözlendiği zamanlar dışında genel olarak kararlı

bir görüntü çizer. $B-V$ ve $V-Ic$ renk ölçekleri, Johnson V verisi ile eş yönlü değişim gösterirken, bu değişim $B-V$'de göreli daha küçük genliklidir. Bu bulgular ışığında, renk ölçeklerinde gözlenen değişimlerin, sıcak plaj veya faküla yapıları yerine soğuk lekelerin varlığından kaynaklandığı söylenebilir.

4 Fotometrik Analiz

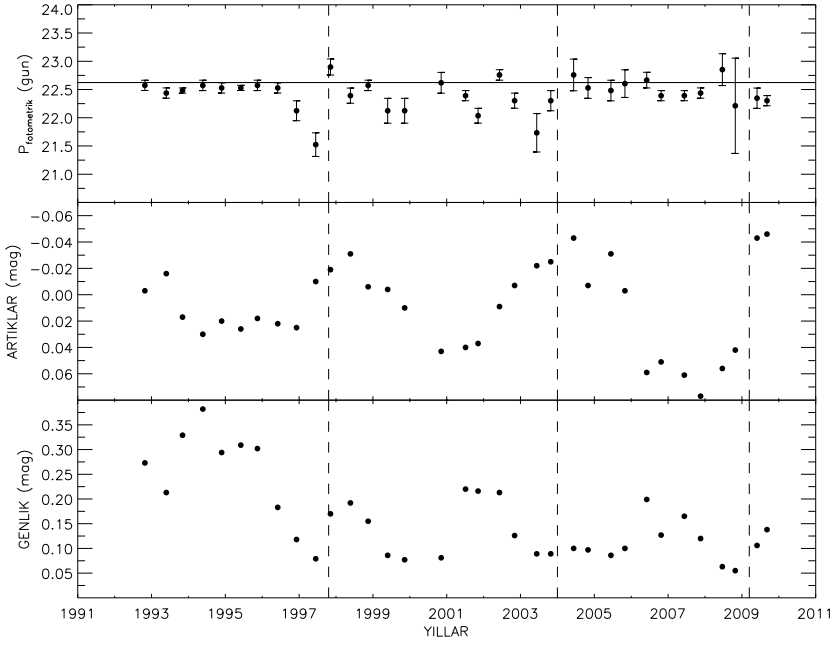
Yıldız üzerindeki olası uzun dönemli çevrimleri araştırmak için 18 yıllık Johnson V verisine Fourier analizi uygulanmıştır. Şekil 1'deki parlama eğilimi 21.5 ± 0.5 yıllık bir dönemle temsil edilebilir. Bu dönem, veri setinin kapsadığı zaman aralığından uzun olmasına rağmen, Güneş'te gözlenen Gleissberg çevrimi gibi uzun dönemli bir çevrime işaret edebilir. 21.5 yıllık değişimin veriden arındırılmasından sonra tekrar uygulanan Fourier analizi bu kez 6.28 ± 0.06 yıllık bir parlaklık değişim dönemi vermiştir. Bu ikinci dönem veri setinin uzunluğu ile değerlendirildiğinde mantıklı görünmekte ve Güneş'teki 11 yıllık leke çevrimine benzer bir çevrime işaret etmektedir. Bulunan bu iki dönemin kuramsal temsilleri, Şekil 2'de yıldızın veri gruplarına ilişkin ortalama parlaklık değişimi ile beraber gösterilir.



Şekil 2. HD 208472 yıldızının veri gruplarına ilişkin ortalama parlaklık (noktalar) değişimi. Üst panelde sürekli çizgi 21.5 yıllık dönemi temsil ederken, kesikli çizgi 21.5 yıl ve 6.28 yıllık dönemlerin bileşkesini temsil eder. Alt panelde, 21.5 yıllık dönem tüm veriden arındırldıktan sonra kalan artıklar (noktalar) ve 6.28 yıllık dönemin temsili (sürekli çizgi) gösterilir.

Şekil 2'de gösterilen veri gruplarına ilişkin ortalama parlaklıklar (noktalar), Johnson V verisinin 35 alt gruba ayrılması ile hesaplanmıştır. Verinin alt gruplara bölünerek incelenmesi, fotometrik dönem, ışık eğrisi genliği ve ortalama parlaklıkta mevsimsel olarak meydana gelen değişimlerin net bir biçimde ortaya koyulmasını sağlar. Alt gruplara ayrıca fotometrik dönem analizi uygulanarak

ışık eğrisi genliği ve fotometrik dönemler hesaplanmıştır. Fotometrik dönem analizine geçilmeden önce 21.5 yıllık dönem veriden arındırılmıştır. Bu uzun dönemli değişim eğiliminin kaynağı tam olarak bilinmemekle beraber gözlemciye kendini sürekli gösteren ve yıldızın dönmesi ile değişimi olmayan bir etki olduğu tahmin edilir (kutup lekesi, yıldız etrafını saran leke şeridi veya günümüz fotometrik duyarlılığıyla çözümlenemeyen geri zemin lekeliliği gibi). Bu etki veriden arındırılırsa, geriye sadece, fotometrik dönem analizinde araştırılması düşünülen, dönme ile değişen leke veya leke gruplarının etkisi kalır. Fotometrik dönem hesaplanırken, Vanmunster (2007) tarafından hazırlanan PERANSO programı kullanılmıştır. Işık eğrileri, bir dönme çevrimi içinde genelde asimetrik veya çift minimumlu olduğu için, dönem analizinde Fourier analizi yerine, daha etkili ve istatistiksel bir yöntem olan ANOVA (Schwarzenberg-Czerny (1996)) kullanılmıştır. Fotometrik dönem analizi sonuçları Çizelge 2'de verilmiş ve Şekil 3'te gösterilmiştir.



Şekil 3. HD 208472 yıldızına ilişkin fotometrik dönem analizi sonuçları. Üst paneldeki yatay sürekli çizgi yörünge dönemini gösterir. Orta panelde, 21.5 yıllık dönem tüm veriden arındırldıktan sonra kalan artıklar (noktalar) gösterilir. Düşey kesikli çizgilerin açıklaması için metine bakınız.

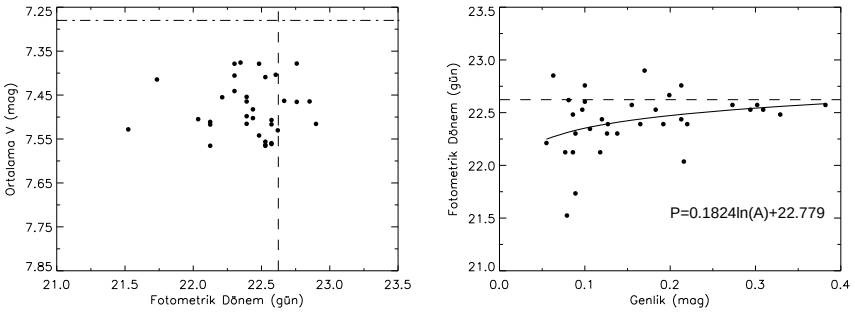
Şekil 3'ün üst paneli incelendiğinde, fotometrik dönemlerin çoğunlukla yörünge döneminden daha kısa olduğu görülür. Buna göre, Güneş benzeri diferansiyel dönme varsayımı yapılırsa co-rotation enleminin orta-üst enlemlerde bu-

Çizelge 2. Fotometrik dönem analizi sonuçları

Grup No	Yıl	Dönem (gün)	Genlik (mag)	Artıklar (mag)
1	1992.82	22.573 ± 0.091	0.273	-0.003
2	1993.40	22.437 ± 0.091	0.213	-0.016
3	1993.84	22.482 ± 0.046	0.329	0.017
4	1994.39	22.573 ± 0.092	0.382	0.030
5	1994.90	22.528 ± 0.091	0.294	0.020
6	1995.42	22.528 ± 0.046	0.309	0.026
7	1995.87	22.573 ± 0.092	0.302	0.018
8	1996.42	22.528 ± 0.091	0.183	0.022
9	1996.93	22.124 ± 0.176	0.118	0.025
10	1997.47	21.524 ± 0.209	0.079	-0.010
11	1997.86	22.899 ± 0.142	0.170	-0.019
12	1998.39	22.391 ± 0.135	0.192	-0.031
13	1998.87	22.573 ± 0.092	0.155	-0.006
14	1999.40	22.124 ± 0.220	0.086	-0.004
15	1999.86	22.124 ± 0.220	0.077	0.010
16	2000.40	. . . . .	. . . . .	. . . . .
17	2000.86	22.619 ± 0.184	0.081	0.043
18	2001.48	22.391 ± 0.090	0.220	0.040
19	2001.86	22.036 ± 0.131	0.216	0.037
20	2002.42	22.758 ± 0.093	0.213	0.009
21	2002.86	22.302 ± 0.134	0.126	-0.007
22	2003.45	21.734 ± 0.340	0.089	0.022
23	2003.83	22.302 ± 0.179	0.089	0.025
24	2004.42	22.758 ± 0.280	0.100	0.043
25	2004.83	22.528 ± 0.183	0.097	0.007
26	2005.42	22.482 ± 0.182	0.086	0.031
27	2005.83	22.604 ± 0.245	0.100	0.003
28	2006.39	22.666 ± 0.139	0.199	0.059
29	2006.82	22.391 ± 0.090	0.127	0.051
30	2007.42	22.391 ± 0.090	0.165	0.061
31	2007.88	22.437 ± 0.091	0.120	0.077
32	2008.42	22.852 ± 0.282	0.063	0.056
33	2008.83	22.212 ± 0.844	0.055	0.042
34	2009.40	22.346 ± 0.180	0.106	0.043
35	2009.80	22.302 ± 0.090	0.138	0.046

lunacağı tahmin edilebilir. Fotometrik dönemde ani değişimlerin gözlendiği, ortalama parlaklığın maksimuma yakın olduğu ve genliklerin göreli küçük olduğu zamanlar düşey kesikli çizgilerle işaretlenmiştir. Kesikli düşey çizgilerle belirlenen zaman dilimleri incelendiğinde, bu dilimlerin, 6.28 yıllık dönem ile çok benzer zaman ölçeklerinde olduğu görülür. Fotometrik dönemde ani değişimler gözlenirken ortalama parlaklık maksimuma çok yakındır ve genlikler düşüktür. Tüm bunlar yıldız üzerinde çevrimsel bir sürecin varlığına işaret eder ve daha önce bulunan 6.28 yıllık çevrim düşüncesini destekler.

Güneş'te 11 yıllık leke çevrimi boyunca, dönem-parlaklık-genlik arasında bir ilişki gözlenir. Çevrim başında az sayıda leke göreli yüksek enlemlerde bulunur ve diferansiyel dönme nedeniyle daha uzun dönemlere sahiptir. Çevrim maksimum düzeye ulaştığında lekelerin sayısı artar, lekeler orta enlemlere hareket eder (ve daha kısa dönemlere sahip olur) ve faküla katkısı nedeniyle Güneş'in parlaklığında az da olsa artma meydana gelir. HD 208472 üzerinde buna benzer bir ilişkinin olup olmadığı araştırılmıştır. Şekil 4'te fotometrik dönem-ortalama parlaklık ve genlik-fotometrik dönem diyagramları gösterilir.



Şekil 4. HD 208472 yıldızına ilişkin fotometrik dönem-ortalama parlaklık (sol panel) ve genlik-fotometrik dönem (sağ panel) diyagramları. Sol paneldeki yatay kesikli noktalı çizgi tahmini lekesiz parlaklığı gösterirken, her iki panelde görülen kesikli çizgi yörünge dönemini gösterir.

Şekil 4 incelendiğinde fotometrik dönem ve ortalama parlaklık arasında net bir ilişki olmadığı görülür. Buna karşın, genlikle beraber fotometrik dönemin azalma eğiliminde olduğu görülür ki bu da bir leke çevriminin bitiminin (veya başlangıcının) işareti olarak yorumlanabilir. Genlik değişimi, diferansiyel dönme etkisi ile yıldızın yüzeyinde lekelerin yeniden dağılması ile de gözlenebilir ancak HD 208472 için çevrimsel ortalama parlaklık değişimi leke çevrimi yorumunu destekler.

5 Leke Modellemesi

Işık eğrilerinin, bir dönme çevrimi boyunca genelde asimetrik veya çift minimumlu desen göstermesi nedeniyle leke modellemesi için iki leke modeli benimsenmiştir. Budding (1977) tarafından verilen leke modeli Ribárik ve ark. (2003) tarafından uygulanan SpotModel programı ile uygulanmıştır. Leke modeli, önceki bölümde anlatıldığı gibi 21.5 yıllık dönemi arındırdıktan sonra elde edilen artıklara uygulanmıştır. Modellemeye başlamadan önce mevcut $B-V$ ve $V-Ic$ renk ölçekleri kullanılarak SpotModel programı ile leke sıcaklıkları belirlenmiştir. Tüm yıllar için ortalama leke sıcaklığı $3900 \pm 275K$ ve buna karşılık gelen lekeli ve lekesiz fotosfer arasındaki akı oranı $kw = 0.454$ olarak belirlenerek leke modelinde sabit parametre olarak kabul edilmiştir. 35 alt grup içinde sadece 2000.40 yılına ait 16. grup, çok küçük genliğe sahip olması nedeniyle modellenememiştir. Model sonuçları Çizelge 3'te gösterilmiştir. Leke modelinden bulunan boylamların yıllara göre dağılımı Şekil 5'in üst panelinde gösterilmiştir. Gösterimde kolaylık olması amacıyla 0 veya 360 dereceye yakın olan boylam değerlerine 360 derece eklenmiştir.

Şekil 5'teki en dikkat çekici özellik, lekelerin yaklaşık 6 yılda bir bulundukları boylamları değiştirmesidir. Bir başka dikat çekici nokta da lekelerin yörünge evreleri olarak ortalama 0.25 veya 0.75 evreleri seçmesidir. Lekelerin 6 yılda bir yer değiştirmesi, önceki bölümlerde değinilen leke çevrimi düşüncesine kuvvetli bir kanıt daha sağlar. Leke konumlarındaki bu değişim "flip-flop" dinamo davranışı için de bir kanıttır (Elstner ve Korhonen (2005)). Günümüze kadar iki "flip" ve bir "flop" olayı gözlenmiştir ve ikinci "flop" olayının 2015-2016 yılları civarında gözlenmesi beklenmektedir.

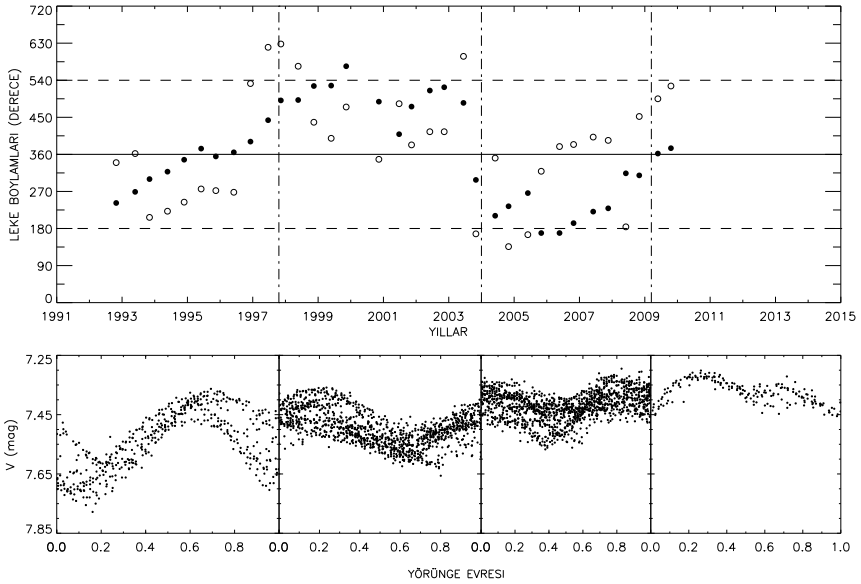
Leke modelinden bulunan leke enlemleri ve fotometrik dönem analizinden bulunan dönemler kullanılarak, Güneş türü diferansiyel dönme varsayımıyla, yıldıza ilişkin diferansiyel dönme katsayısı hesaplanabilir. Her iki lekeden ortalama olarak hesaplanan diferansiyel dönme katsayısı $\alpha = 0.004 \pm 0.010$ ve eşlek dönme dönemi $P_{eq} = 22.395 \pm 0.114$ olarak bulunmuştur.

6 Sonuç

HD 208472'nin 18 yıllık ışıkölçüm verisinin analizinde, yıldızın, 11 yıllık Güneş leke çevrimine benzer olarak 6.28 yıllık bir çevrime sahip olduğuna dair kuvvetli kanıtlar bulunmuştur. Bununla beraber uzun zaman ölçeğinde, Güneş'teki Gleissberg çevrimine benzer olarak, 21.5 yıllık bir çevrimin daha işaretleri bulunmuştur. Ancak bu çevrimin doğrulanabilmesi için gözlemlerin devam etmesi gerekmektedir. Leke modeli sonuçlarına göre lekeler, bulundukları boylamları yaklaşık 6 yıllık bir dönemle değiştirmektedirler. Bu bulgu, 6.28 yıllık çevrim düşüncesi ile oldukça uyumludur. Son olarak 2009 civarında gözlenen konum değiştirmenin (flip) karşılığı (flop) 2015-2016 yılları civarında beklenmektedir. Yine leke modelinden bulunan enlemler ve fotometrik dönemler birlikte değerlendirildiğinde, yıldızın diferansiyel dönme katsayısı $\alpha = 0.004 \pm 0.010$ olarak bulunur ki Güneş'e kıyasla bu değer 50 kat daha küçüktür.

Çizelge 3. Leke model sonuçları. Değerler derece biriminde verilmiştir.

	1. Leke			2. Leke		
Yıl	Enlem	Boylam	Yarıçap	Enlem	Boylam	Yarıçap
1992.82	42	242	33	48	340	23
1993.40	43	269	33	30	2	12
1993.84	47	300	40	18	207	18
1994.39	38	318	42	19	222	22
1994.90	28	347	34	35	244	28
1995.42	47	14	36	41	276	26
1995.87	49	355	38	38	272	20
1996.42	44	5	27	59	268	21
1996.93	55	31	25	51	172	9
1997.47	42	83	18	22	260	12
1997.86	42	131	28	60	268	22
1998.39	41	132	25	4	214	20
1998.87	59	166	28	50	78	17
1999.40	63	167	23	7	39	8
1999.86	14	214	16	46	115	10
2000.40	...	...	...	...	...	...
2000.86	64	128	22	2	348	21
2001.48	45	49	26	39	123	22
2001.86	63	116	35	52	23	9
2002.42	26	155	29	43	55	20
2002.86	44	163	23	43	55	20
2003.45	51	125	21	20	238	15
2003.83	53	298	22	45	167	20
2004.42	47	211	23	37	351	19
2004.83	54	234	21	56	136	16
2005.42	58	266	21	21	165	16
2005.83	33	169	20	46	319	17
2006.39	41	169	31	31	19	11
2006.82	17	193	24	1	24	13
2007.42	35	221	28	3	42	11
2007.88	46	229	24	48	34	9
2008.42	60	314	19	55	184	17
2008.83	53	309	16	52	92	9
2009.40	38	2	24	35	135	23
2009.80	11	15	25	59	166	20



Şekil 5. HD 208472 yıldızına uygulanan iki leke modelinden bulunan boylamların yıllara göre dağılımı (üst panel) ve yörünge dönemine göre evrelendirilmiş ışık eğrileri (alt panel). Üst paneldeki düşey kesikli noktalı çizgiler Şekil 3'teki düşey kesikli çizgilerle aynı anlamı taşırken, yatay sürekli çizgi yıldızların kütle merkezlerini birleştiren çizginin boylamını gösterir ve yatay kesikli çizgiler ise bir dönme çevrimini sınırlar. Alt paneldeki evrelendirilmiş ışık eğrileri, önce üst paneldeki bölümleme zamanları göz önüne alınarak zamana göre gruplandırılmış ve sonra evrelendirilmiştir.

Kaynaklar

Budding, E.: Ap&SS **48** (1977) 207
Elstner, D., Korhonen, H.: AN **326** (2005) 278
Fekel, F.C., Strassmeier, K.G., Weber, M., Washuettl, A.: A&AS **137** (1999) 369
Hardie R. H. in Hiltner W. A., ed., Astronomical Techniques Chicago Univ. Press, Chicago, (1962) p. 178
Henry, G.W., Fekel, F.C., Hall, D.S.: AJ **110** (1995) 2926
Henry, G.W.: in G.W. Henry, J.A. Eaton (eds.), Robotic Telescopes. Current Capabilities, Present Developments, and Future Prospects for Automated Astronomy, ASPC **79** (1995) p. 44
Ribárik, G., Oláh, K., Strassmeier, K. G.: AN **324** (2003) 202
Schwarzenberg-Czerny, A.: ApJ **406L** (1996) 107
Strassmeier, K.G., Serkowitsch, E., Granzer, T.: A&AS **140** (1999) 29
Strassmeier, K.G., Boyd, L.J., Epand, D.H., Granzer, T.: PASP **109** (1997) 697
Vanmunster, A.: (2007), http://www.peranso.com/
Weber, M., Strassmeier, K.G., Washuettl, A. in: R.E. Schielicke (ed.), JENAM 2001: Astron. Ges. Abstract Series **18** (2001) 89

LMC X-3 Sisteminde Görülen Uzun Dönemli Değişimler

ÖZDEMİR Sacit*

Ankara Üniversitesi

Özet RXTE/ASM dedektörünün uzun dönemli veri tabanı kullanılarak, LMX X-3 sisteminde görülen uzun dönemli değişimler incelenmiştir. Sistemin, enerji ile genliği artan yapıda 467+-25 günlük temel bir dönemle sinüsoidal değişim gösterdiği anlaşılmıştır. 10. cu çevrimini tamamlayan bu super yörünge dönemliliği, eğrilmiş birikim diskinin presesyon hareketine bağlanmıştır.

* sacit.ozdemir@gazi.edu.tr

ROTSE IIID gözlemlerinden seçilmiş bazı yarı düzenli yıldızların periyot değişimlerinin incelenmesi

Tuncay Özdemir[1] Ahmet Devlen[2] Varol Keskin[2] Zeki Aslan[3]

[1] İnönü Üniversitesi, Fizik Bölümü, Malatya
[2] Ege Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Bornova, İzmir;
[3] İstanbul kültür Üniversitesi , Fizik Bölümü, Şirinevler, İstanbul

Özet Mira ve yarıdüzenli değişen yıldızlar, düşük yada orta kütleli zonk- lama yapan dev yıldızlardır. Yıldızlar arası ortamı madde aktarımı ile beslemeleri nedeniyle önemlidirler. Zonklama ise yıldızların iç yapıları ile ilgili olduğundan, evrim durumları hakkında doğrudan bize bilgi verir. Literatürde yarı-düzenli yıldızlar-mira yıldızları ve düzensiz değişen yıldız- ların evrimsel açıdan birbirleri ile yakın ilişki içinde oldukları öne sürülmektedir. Bu çalışmada ROTSE IIID teleskobu gözlemlerinden elden edilen veriler yardımıyla Yarı-düzenli yıldızların zonklama frekanslarının çok katlılığı incelenmiştir.

1 Giriş

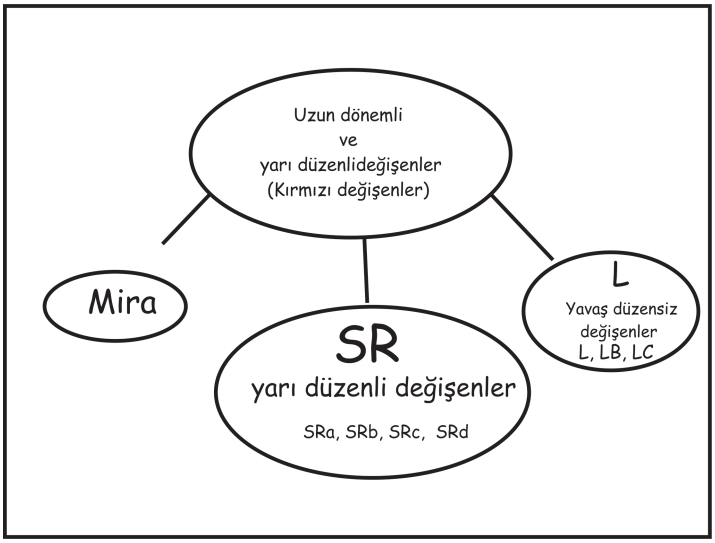
Ses dalgalarının yayılması için bir ortam gerektiğini biliyoruz, yıldızlar da ses dalgaları üretirler fakat bu ses boşlukta yayılmadığı için biz onu duyamayız. Bu tip ses dalgaları zonklayan yıldızlar dediğimiz bazı yıldızlarda, yıldızın yapısını bozarak onun biçimi değiştirir. Bu şekil değişikliği bize ışık değişimi olarak yansır böylece dolaylıda olsa yıldızın içindeki sesi duymuş oluruz. Fotometrik ya da spektroskobik gözlemler sayesinde bu ışık değişimlerinden yıldız yüzeyinde ki sesin fazlarını, genliklerini ve frekanslarını çıkartabiliriz. İşte bu verilerin bilinen gaz denklemlerinde kullanılması ile de yıldız iç yapısı hakkında bir çok bilgiye ulaşırız (1-) ROTSE IIID teleskobu, aslında gama ışını patlamalarının optik bölgede gözlemlerini yapmak için geliştirilmiş bir projedir. Bu teleskobun boş zamanlarında yapılan gözlemlerden elde edilen ışık eğrilerinden sadece SR tipi olanlar seçilerek (Mira ve L tipi olanlarda seçilmiştir ancak bu daha sonraki bir çalışmada kullanılacaktır) bunların periyotlarının çok katlılıkları incelenmiştir.

Kırmızı değişkenler üç ana gruba ayrılmıştır, Miralar, yarı düzenliler(SR) ve yavaş düzensizler (L) (3-)

Miralar

* Karakteristik geç tip salınım spektrumlu (Me, Ce, Se),
* Işınım genlikleri V bandında 2.5 ile 11 kadir arasında
* 80-1000 günlük periyotlara sahipler

*Kızılaltı genlikleri genellikle görünür bölge genliklerinden düşüktür ($<$ 2.5 kadir, örneğin K bandında 0.9 kadiri geçmiyor)



Şekil 1. An Figure Example.

SR'ler
* Orta yada geç spektral tiplerde dev yada üst devler

SRa
* Miralardan daha küçük genlikli değişimler nedeniyle ayrılıyorlar
* Geç tip (M,C,S, Ce, Se) devler, ışık genlikleri < 2.5 m ve ışık eğrileri ve genlikleri değişiyor
* Periyotları 35-1200 gün

SRb
* Geç tip (M,C,S, Ce, Se) devler,
* Periyodiklikleri çok belirgin değil, ortalama dönem 20- 2300 gün
* Bir çok durumda çoklu periyota sahipler

SRc
* Geç tip (M,C,S, Ce, Se) üstdevler,
* 1 kadir civarında genlikli değişim gösteriyorlar
* 30 - >1000 gün arasında değişen dönemlere sahipler

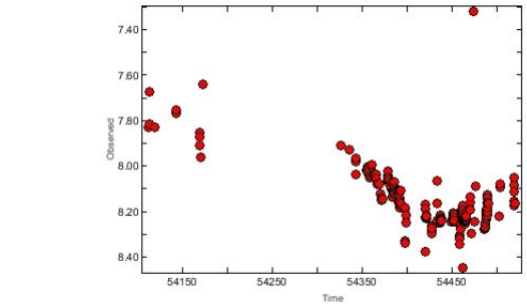
SRd
* F,G,K spektral tiplerinde dev yada üst devler
* Spekrumlarında bazen salma çizgileri oluyor
* Işık değişim genlikleri 0.1 - 0.4 kadir arasında
* Periyotları 3 - 1100 gün

L
* yavaş düzensiz değişkenler
* Çok az çalışılmışlar
* Işık değişimelerinde periyodiklik yok yada varsa da çok zayıf
* Gerçekte yarı düzenli yada bir başka tipe ait oldukları düşünülüyor

LB
Geç spektral tipten (K, M, C, S) devler
LC Geç spektral tipte, V bandında yaklaşık 1 kadir düzensiz değişime sahipler
Günümüzdeki sınıflamada, miralar, (2-)
* SRa lardan genlikleri ile
* SRb lerden düzenlilikleri ile
* SRc'lerden parlaklık sınıfları ile
* SRd'lerden renk yada spektral tipleri nedeniyle ayrılıyorlar,
Sr ler her ne kadar mira tipi değişenlerden ayrı olarak incelenseler de, bu iki tip arasında yakın bir ilişki olduğuna dair güçlü kanıtlar vardır.(4-) .Yapılan çalışmalar SR lerdeki temel ve overtone (armonik ses) lerdeki zonklamanın aynı anda birçok uyarma kip ile ilgili olabileceğini göstermektedir.

2 Gözlemler

ROTSE IIID gözlemlerinden 19 yıldız seçilerek bunların periyotlarının çok katlılıklarına bakılmıştır. Bu yıldızlardan bazılarının ışık eğrileri çizilmiş ve Period04 proğramı yardımıyla, fourier analizi yapılarak çok katlılıkları araştırılmıştır. Bazı yıldızlara ait grafikler şunlardır.



cam LC.jpg

Şekil 2. AG Cam Işık eğrisi

GCVS	VarType	magMax	magMin	Period	sp	Devor(2002)	bizim(d) Lenz(2004)
		mag	mag	d		d	
AG Cam	SR	12.9	15		M3	196.3588	209.2 ; 30.1 ; 11.4
BY Lac	SRB	12.4	14	160	M6	258.4506	-

DF Per	SRA	14.4	17	307			150.2 ; 98.3 ; 73.7
EW Per	SRB	14.3	15.5	800	C(N)	175.857	185.8 ; 96 ;183
KQ Cep	SRA	16	17.8	310		314.7608	158 ; 317 ;89.8
MR Cep	SRB	14.4	16.2	87		241.1499	-
QR Per	SR	15	16.5			182.6271	-
V0350 Per	SRA	16.2	17.3	132		146.9289	144.9
V0434 Lac	SR:	12.8	13.5			213.7599	104.6 ; 218
V0481 Cas	SRB	15.5	17.5	160	C(N)	212.4514	105.9
V0641 Cep	SR:	12.3	13.1				-
V0647 Cep	SR:	14.5	15.2				-
V0648 Cep	SR:	12.6	13.8			134.7517	141.14
V0650 Cep	SR:	12.8	13.7			217.9967	163.6 ;31.9 ,59.3
V0661 Per	SR:	13.5	14.2			240.0733	249.7; 112.8 ; 235.4 ; 104.5 ; 234.7
V0681 Per	SR:	14.9	16.6			190.2015	446.8
V0924 Cas	SR:	11.3	13.5			198.8468	185.5
V0925 Cas	SR:	11.8	12.5			192.7031	-
WZ Lac	SRA	13.6	14.8	287	M6	199.9374	178

3 Sonuç

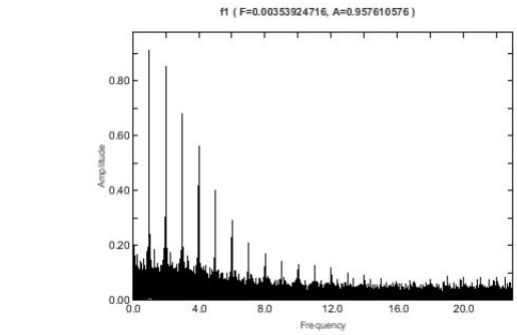
SR değişkenlerinin sınıfları fiziksel olarak homojen değil ve özelikle L-SR-değişenlerinin sınırları keskin değil(**?**) Periyodu 450 gün'ü aşan Sr ler ile yapılan çalışmalar da bunların Miralar ile aynı karakteristik eğilimleri gösterdikleri bulunmuştur(**?**) SRV'lerdeki uyarılmış frekanslar kararlı değildir ve 1-5 yıl aralığında yüzdelerle ifade edilebilen genlik değişimleri göstermektedirler (2-) 4-). Örneklerin çoğunda frekanslar birbirine yakın, bunun sebebi de tek bir salınım modunda genlik yada faz modülasyonları olabilir.(**?** Bu yüzden karmaşık ışık değişimleri nedeniyle, basit sinusoidal dalgaların toplamı ile tam olarak modellenemezlar Bizim gözlemlerimiz deki bazı yıldızlarda gecelik 0.8 kadire varan ışık değişimleri var ve bu henüz literatürde görülmüyor.(Denet yıldızında değişimlere bakıldı, denetten kaynaklanmıyor bu değişim) bu yüzden her zamanki gibi daha duyarlı ve daha çok gözleme ihtiyaç vardır.

Kaynaklar

C.Aerts; J. Christensen-Dasgaard;D.W. Kurtz ;"Astroseismology" Springer 2009

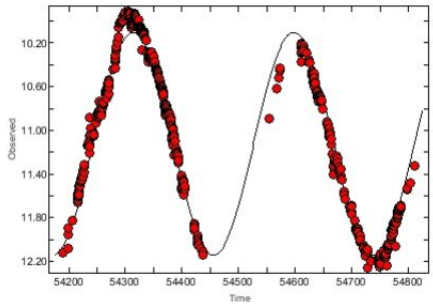
J. A. Mattei, G. Foster, L. A. Hurwitz, et al., Classification of Red Variables, ed. B. Battrick, The Proceedings of The ESA Symposium, Hipparcos-Venice 97, (ESA SP-402, 1998), pp. 269-274

P. N. Kholopov, N. N. Samus, M. S. Frolov, et al., General Catalogues of Variable Stars (GCVS4), (4 th . Edition,Nauka Publishing House, Moscow, 1988).



Cam1.jpg

Şekil 3. AG Cam Güç spektrumu



Cam2.jpg

Şekil 4. AG Cam Fourier fiti

L. L. Kiss, K. Szatmáry, J.R.R. Cadmus, et al., A&A, 346, (1999), 542
V. Tabur, T. R. Bedding et al., "Long-term photometry and periods for 261 nearby pulsating M giants", Mon. Not. R. Astron. Soc. (2009)

Nasil Astrosismoloji gunes benzeri yildiz modellerinin global parametrelerinin belirleyebilir

ÖZEL Nesibe*

Observatoire de Paris

Özet Son yillarda, p-mode salinimlari (gelisiguzel konvectif hareketler tarafindan olusturulan basincsal salinimlar) yer bazli spektroskopik (HARPS, CORALIE, vs.) ve uzay bazli spektroskopik ve fotometrik (CoRoT, Kepler) gozlemler sayesinde bircok gunes benzeri yidizlarda gozlemlendi. Sismik belirleyicilerin yildiz modellemesindeki onemini ve onlarin dogruluk derecesinin (hatasinin) genel yildiz parametrelerinin (ornegin kutle, yas, vs.) belirsizliklerinin indirgenmesindeki etkisine calistik. Tekil degerlere ayristirma (ingilizce : Singular Value Decomposition (SVD)) methodunu kullanarak, yildiz modellerinin sismik buyunluklere hassasiyetini analiz ettik. Bu cercevede, kutleye ve yasa gore degisen gunes benzeri evrim modelleri serisini olusturduk. Bu serideki herbir model etrafinda, cok sayida bagimsiz parametrelere (kutle M, yas t, α konveksiyon icin karisim uzunlugu parametresi, Y_0 baslangic helyum bollugu, Z/X_0 baslangic metali) gore kismi turevleri hesapladik. Serideki kutle araligi 0.9 dan 1.55 $M_\odot$ gunes kutlesine, merkezi hidrojen bollugu Xc= 0.7 den 0.05'e kadar dusunulmustur.

* Observatoire de Paris

XVII. Ulusal Astronomi Kongresi VI. Ulusal Öğrenci Astronomi Kongresi
31 Ağustos - 4 Eylül 2010, Adana

Orta kutupsal EX Hya Kaynağının XMM-Newton Verilerinin Yörünge ve Dönme Tayf Analizi

Yakup Pekön[1⋆] ve Şölen Balman[1⋆⋆]

Ortadoğu Teknik Üniversitesi, Fizik Bölümü, Ankara

Özet Bu çalışmada, EX Hya orta kutupsalının (IP) 2000 ve 2003 yıllarında iki ayrı dönemde elde edilmiş XMM-Newton uydusu verilerinin yörünge ve dönme çözünürlüklü tayf analizi sunulmaktadır. Kaynağın ışık şiddeti iki dönemde de 6.5×10^{31} erg s^{-1} civarında benzerlik göstermektedir. 2000 ve 2003 yılları arasında kaynakta tayfsal değişiklikler gözlenmiştir. Kaynağın tayfları, nötr Hidrojen soğurma modeli; Gauss salma çizgileri; iki farklı sıcaklıkta çarpışma dengeli plazma ışınım modeli (MEKAL); ve bir soğuyan akışkan plazma ışınım modeli (VMCFLOW) içeren bileşke model ile uydurulmuştur. MEKAL ile modellenen ışınım bileşenlerinin sıcaklık değerleri yörünge ve dönme periyotları boyunca ve iki ayrı dönem içinde de sabit olduğu gözlenmiştir. Bu bileşelerinin normalizasyon değerleri ise hafif bir şekilde yörünge ve dönme periyotu üzerinde değişim göstermesi örtünme etkisine işaret etmektedir. VMCFLOW ile modellenen ışınım ise hem yörünge ve dönme fazları üzerinde hem de iki dönem arasında değişim göstermektedir. Bu değişim ise kütle aktarım kolonlarındaki şok alanının modellenmesinde iki farklı sıcaklık dağılımının bulunması gerektiğini göstermektedir. Dönme ve yörünge maksimum tayflarının minimumlarına oranları, plazma sıcaklıklarındaki artışlar ile birlikte, hem yörünge hem de dönme minimum fazlarında kaynağın tayfının sertleştiğini göstermektedir. 2003 döneminde 6.4 keV'deki Fe salma çizgisi yörünge minimum akı fazlarında 0.9 ile 1.3 faz aralıklarında görülmekte, diğer fazlarda ve dönme fazlarında görülmemektedir. Bu bulgu, kütle aktarım diskinden bir yansımaya işaret etmekle birlikte bu yansımanın en olası kaynağı kütle aktarımı çarpışma alanında bulunan büyük bir çıkıntıdır.

1 Giriş

Kataklismik değişkenler, elemanlarından birinin bir beyaz cüce, diğerinin de genellikle beyaz cüceye madde aktaran bir ana kol yıldızı olduğu çift yıldız sistemleridir (Warner, 2003). EX Hya ise kataklismik değişkenlerinin manyetik beyaz cüce sahibi olan bir alt kolu olan orta kutupsal (IP) sistemdir. Kaynağın yörünge periyotu 98 dk. (Kraft 1962), beyaz cücenin dönme periyotu 67 dk. (Vogt et. al 1987), beyaz cücenin kütlesi 0.6-0.8 $M_{\odot}$, sistemin uzaklığı 64.5 ± 1.2 pc, sistem eğikliği 76.0°-77.6° (Beuermann et al. 2003) olarak belirlenmiştir.

⋆ yakup@astroa.physics.metu.edu.tr
⋆⋆ solen@astroa.physics.metu.edu.tr

Sistemin ışık eğrisi parçalı tutulmayı işaret etmektedir. Kaynağın kütle aktarım diskinin dış kısmında çıkıntı gözlenmiştir (Belle et al. 2005). Aynı zamanda diskin üzerinde aşırı kütle aktarımından dolayı oluşan şişkinnlik ve buna bağlı olarak soğurma da gözlenmiştir (Mhlahlo et al. 2007; Hoogerwerf, Brickhouse & Mauche 2005).

Kaynağın tayfının literatürde daha önce yapılmış analizleri birden fazla sıcaklığa ya da sıcaklık dağılımına sahip plazmanın varlığına işaret etmektedir (Allan, Hellier & Beardmore, 1998; Mukai et al. 2003).

2 Gözlem - Veri İndirgeme

Kaynağın XMM-Newton teleskopu ile 2 ayrı dönemde; 01 Temmuz 2000'de 30 ks ve 11 Ocak 2003'te 50 ks süre ile alınmış olan gözlemlerinin arşivlenmiş EPIC-pn verileri bu çalışmada kullanılmıştır. Kaynak 2000'de 40.1 ± 0.04 c/s (0.2-10 keV arasi) sayım hızı ile odak noktasında küçük pencere modunda; 2003'te 9.7 ± 0.01 c/s (0.2-10 keV arasi) sayım hızı ile odaktan 14' uzaklıkta tam çerçeve modunda gözlenmiştir.

Kullanılılan veriler indirgenirken SAS 8.0.0 programı kullanılmıştır. SAS bünyesindeki XMMSELECT ışık eğrisi ve tayf oluşturmada, PHASECALC faz aralıkları oluşturmada, ESPECGET de faza bağlı tayf oluşturmada kullanılmıştır. Oluşturulan tayflar XSPEC 12.2.1 programı ile analiz edilmiştir.

3 Ortalama Tayf

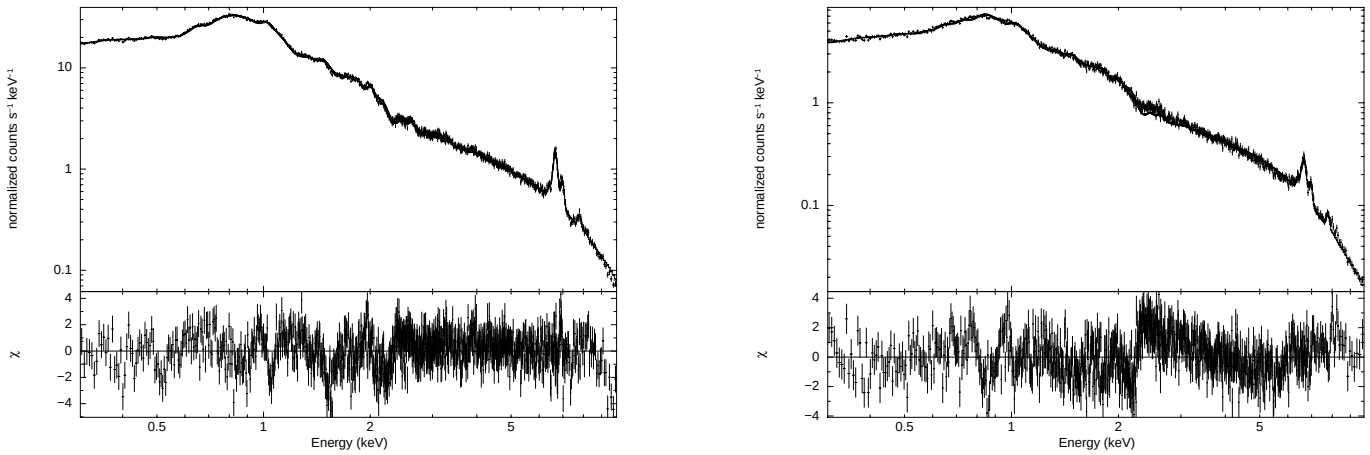
Kaynağın 2000 ve 2003 gözlemlerinin toplam ortalama tayfları 0.2-10.0 keV aralığında oluşturulup, benzer bir bileşke model ile uydurulmuştur. 2000 için genel model TBABS*PCFABS*(GAUSS + GAUSS + GAUSS + GAUSS+ GAUSS + MEKAL + MEKAL + VMCFLOW) (Bkz. Şekil 1) 2003 için ise genel model TBABS*PCFABS*(GAUSS + GAUSS + GAUSS + GAUSS + GAUSS + MEKAL + MEKAL + VMCFLOW) (Bkz. Şekil 1) olarak kullanılmıştır.

Her iki tayf modeli de benzer bileşenler göstermekle birlikte, soğurma kolonları ve VMCFLOW sıcaklık dağılımları farklıdır.

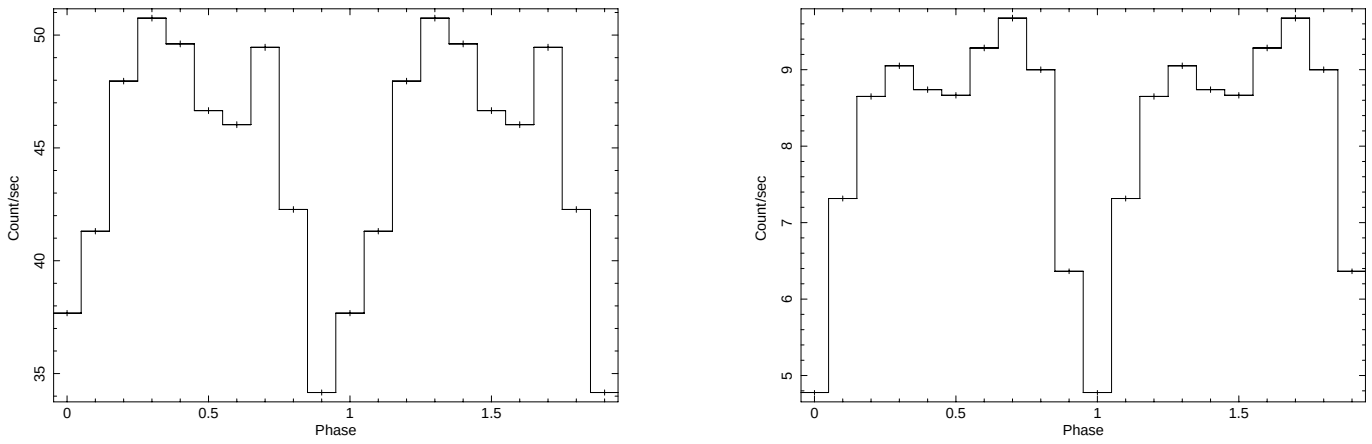
4 Yörünge İncelemesi

Her iki gözlem için kaynağın yörünge periyotu üzerinde ışık eğrileri ve tayflarının nasıl değiştiği incelenmiştir. Yörünge periyotları üzerine katlanmış ışık eğrilerine bakıldığında 2000 (Bkz. Şekil 2) ve 2003 (Bkz. Şekil 2.) dönemleri benzerlik göstermekle beraber farklıdır. İki dönemde de 0 fazı civarında tutulma bölgesi gözlenmekteyken soğurmadan kaynakanabilen sığ çukur bölgeleri farklı faz aralıklarındadır.

Kaynağın tayfının yörünge üzerinde davranışımı incelemek için her bir 0.1 faz aralığı için tayf oluşturulmuş ve her bir tayf için model uydurulmuştur. 2000 için WABS, 2 MEKAL, 2 GAUSS (6.7 ve 6.9 keV) ve VMCFLOW'dan oluşan bileşke bir model, 2003 için de WABS, 2 MEKAL, 2 GAUSS (6.4, 6.7 ve 6.9

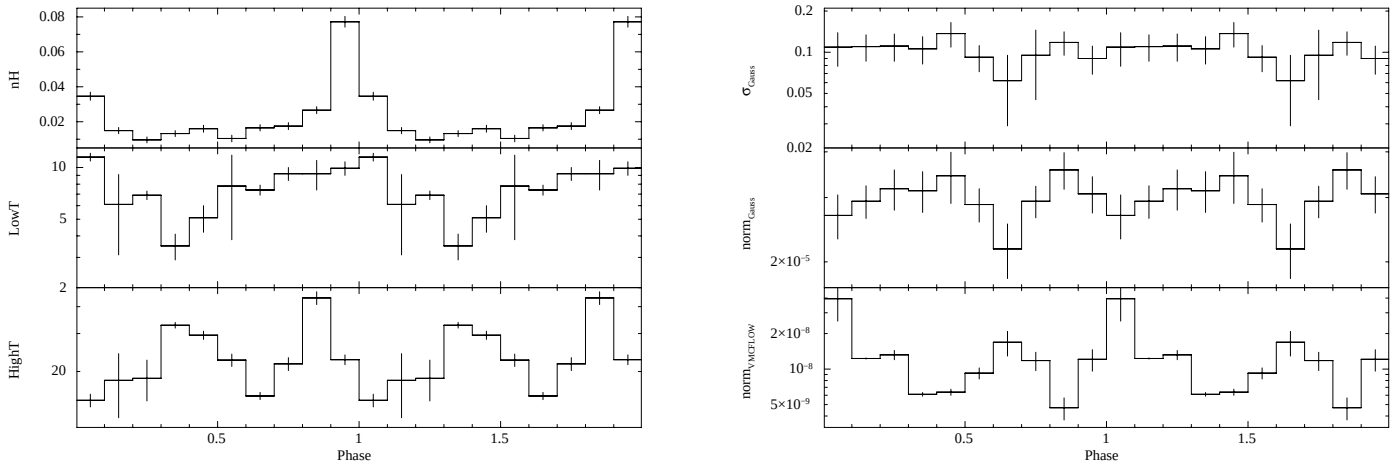


Şekil 1. 2000 (solda) ve 2003 (sağda) yıllarına ait tayf ve uydurulan model.



Şekil 2. 2000 (solda) ve 2003 (sağda) yıllarına ait yörünge periyotuna katlanmış ışık eğrisi.

keV) ve VMCFLOW'dan oluşan bileşke model her bir tayfa uydurulmuştur. Bu modellerin bazı parametrelerinin yörünge periyotuyla değişimi Şekil 3 ve Şekil 4'te gösterilmektedir. Yörüngeye bağlı değişimlerde öne çıkan bulgular, soğurmanın yörünge ışık eğrisiyle ters orantılı olarak değişmesi ve sadece 2003 verisinin tutulma harici fazlarında 6.4 keV salma çizgilerinin gözlenmesidir.

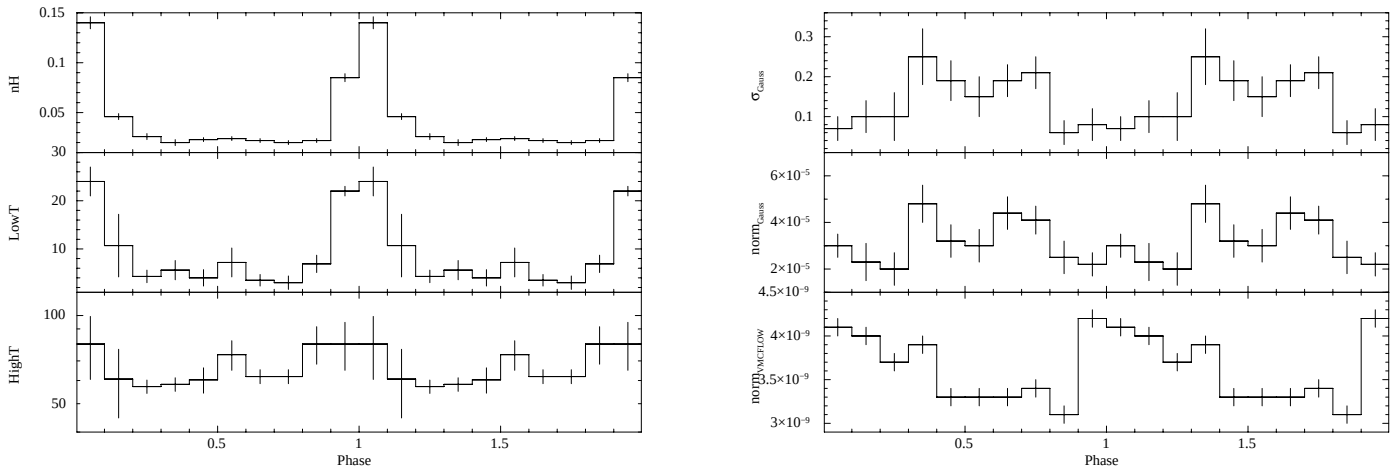


Şekil 3. 2000 verisinden elde edilen faza bağlı tayflara uygulanan model parametrelerinin yörünge fazına bağlı değişimleri

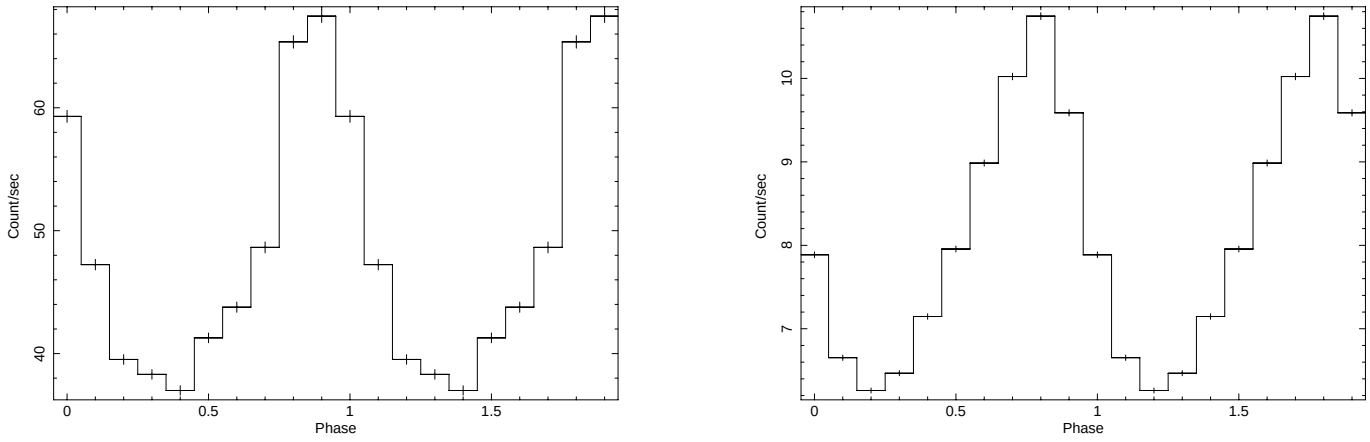
5 Dönme İncelenmesi

Her iki gözlem için kaynağın beyaz cücenin kendi etrafında dönme periyotu üzerinde ışık eğrileri ve tayflarının nasıl değiştiği incelenmiştir. Her iki yıla ait gözlemlerde dönme periyotu üzerine katlanmış ışık eğrileri Şekil 5'te görülebilir. Her iki yılda da açık olarak ışık eğrisi sinüsoidal bir değişim göstermekte ve minimumlarda akı sıfır olmamaktadır.

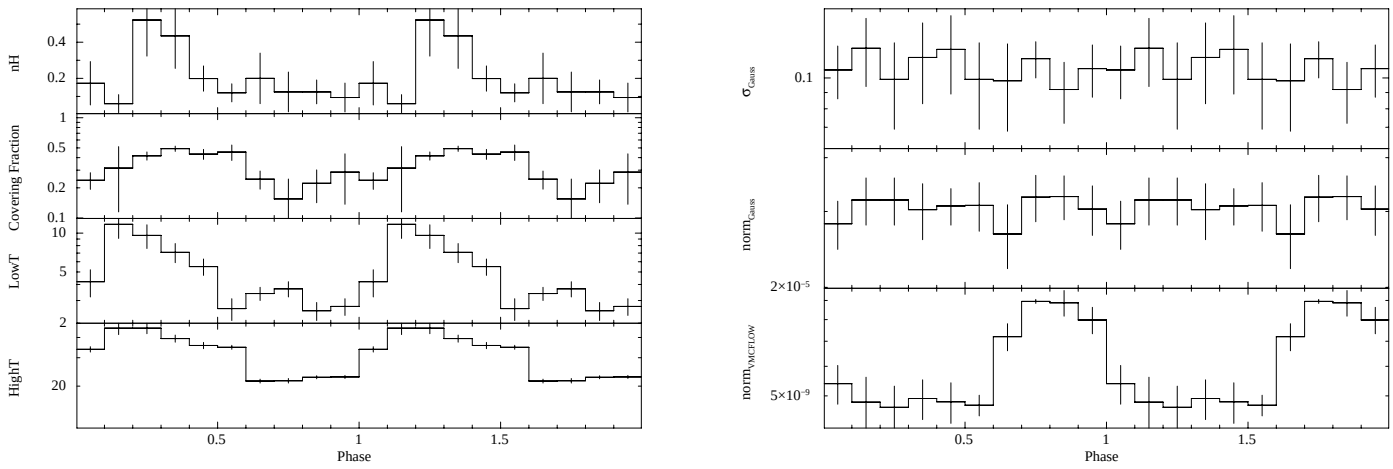
Kaynağın tayfının dönme üzerinde davranışını incelemek için her bir 0.1 faz aralığı için tayf oluşturulmuş ve her bir tayf için model uydurulmuştur. 2000 için PCFABS, 2 MEKAL, 2 GAUSS (6.7 ve 6.9 keV) ve VMCFLOW'dan oluşan bileşke bir model, 2003 için de PCFABS, 2 MEKAL, 1 GAUSS (6.9 keV) ve VMCFLOW'dan oluşan bileşke model her bir tayfa uydurulmuştur. Her iki yıl için de soğurma ve plazma taban sıcaklıkları dönme ile ters orantılı ve salma çizgileri faz üzerinde sabittir. Uydurulan modellerin bazı parametrelerinin faz ile değişimi Şekil 6 ve Şekil 7'de verilmiştir.



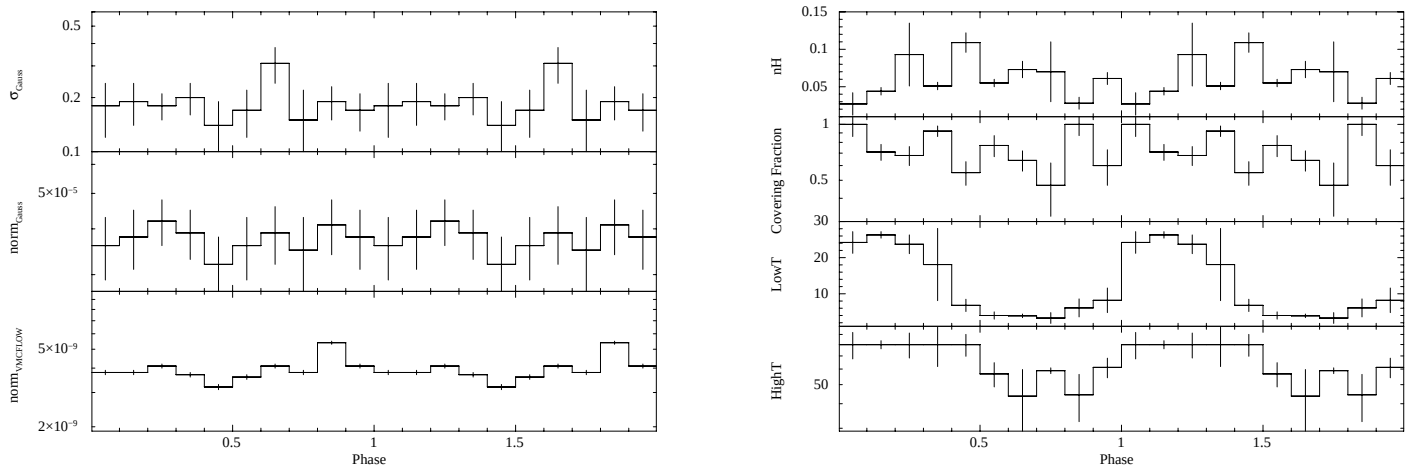
Şekil 4. 2003 verisinden elde edilen faza bağlı tayflara uygulanan model parametrelerinin yörünge fazına bağlı değişimleri



Şekil 5. 2000 (solda) ve 2003 (sağda) yıllarına ait dönme periyotuna katlanmış ışık eğrisi.



Şekil 6. 2000 verisinden elde edilen faza bağlı tayflara uygulanan model parametrelerinin dönme fazına bağlı değişimleri



Şekil 7. 2003 verisinden elde edilen faza bağlı tayflara uygulanan model parametrelerinin dönme fazına bağlı değişimleri

6 Sonuç ve Değerlendirme

EX Hya kaynağının tayf modeli her iki gözlem için de incelendiğinde ortaya çıkan sonuca göre kaynak birden fazla bileşenli, çoklu-sıcaklıklı bir plazma özelliği göstermektedir. Bu plazmanın sıcaklığı 0.6 ile 60 keV arasında bir dağılıma sahiptir. Kaynağın 2 ayrı evresinde (2000 ve 2003 yılları arasında) açık bir tayfsal değişim gözlenmiştir. Buna ek olarak kaynak yörünge ya da dönme üzerinde değişim göstermeyen sabit emisyon da içermektedir.

Kaynak ağırlıklı olarak demir salma çizgileri göstermektedir. Bu çizgilerin en dikkat çekici olanı 6.4 keV demir çizgisidir. Yansımadan kaynaklanan bu çizginin sadece 2003 yılının örtülme dışı fazlarında ortaya çıkması disk üzerinde yansımanın göstergesidir.

Kaynağın yörüngeye bağlı değişimleri örtülmenin soğurmayla ilişkisini ortaya koymaktadır. Örtülme esnasında her iki yıl için de soğurma artmakta ve plazma taban sıcaklığı düşmektedir. Bu durum kataklismik değişkenler için önemli bir bulgudur. Soğurmanın yörüngeye bağlı değişimi daha önce sadece bir kaynakta, RR Pic adlı bir klasik novada gözlenmiştir (Pekön & Balman, 2008). Yörünge ışık eğrisindeki çukurun sebebi ise disk üzerindeki çıkıntı ile ilişkilendirilmiştir.

Kaynağın dönme periyotu ile olan değişimi incelendiğinde yine soğurmanın etkisi göze çarpmaktadır. Bu soğurma etkisi üzerinden, kaynağın tek kollu madde aktarımı yaptığı fikri kuvvetlenmektedir.

7 Kaynaklar

Kaynaklar

Allan A., Hellier C., Beardmore A., 1998, MNRAS, 295, 167
Belle K. E., Howell S. B., Mukai K., Szkody P., Nishikida K., Ciardi D. R., Fried R. E., Oliver J. P, 2005, AJ, 129, 1985
Beuermann K., Harrison Th. E., McArthur B. E., Benedict G. F., Gansicke B. T., 2003, A&A, 412, 821
Hoogerwerf R., Brickhouse N. S., Mauche C. W., ApJ, 2005, 628, 946
Kraft R. P., 1962, ApJ, 135, 408
Mhlahlo N., Buckley D. A. H., Dhillon V. S., Potter S. B., Warner B., Woudt P. A., 2007, MNRAS, 380, 353
Mukai K., Kinkhabwala A., Peterson J. R., Kahn S. M., Paerels F., 2003, ApJ, 586, 77
Pekön Y., Balman Ş., 2008, MNRAS, 388, 921
Vogt N., Krzeminski W., Sterken C., 1980, A&A, 85, 106
Warner B. 2003, Cataclysmic Variable Stars. Cambridge Univ. Press, Cambridge

KUZEY GÜNEŞTACI DELİĞİNİN ISITILMASI

E. Rennan PEKÜNLÜ[1] ve Ebru DEVLEN[2]

[1] Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, İzmir
[2] Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, İzmir

Özet Bu çalışmada Güneş'in Kuzey Güneştacı deliğini ısıtan süreçlerden birisi ve en baskın olduğu savunulan MHD dalgalarıyla parçacıkların etkileşimini akışkanlar dinamiği bağlamında inceledik. Akışkanlar dinamiği bağlamında yaptığımız çözümler MHD dalgalarının plume ve plumelerarası bölgelerde farklı davrandığını, dalga sönmesinin ortamın kırılma indisiyle tanı kazanabileceğine işaret ediyor.

1 Giriş

Kuzey Güneştacı deliğine (KGD - North Polar Coronal Hole) ilişkin UVCS/ SoHO gözlemleri bu bölgenin çarpışmasız plazma ortamı olduğunu göstermiştir (Cranmer ve ark. 1999; Kohl ve ark. 1999). Bu bilgiye, Mg IX ve O VI tayf çizgileri üzerine yapılan ölçümlerin $1.75 - 2.1\ R_{\odot}$ uzaklıklarda iyon sıcaklıklarının birbirinden farklı olduğu gerçeğiyle ulaşılmıştır (Doyle ve ark. 1999). KGD, radyal yönde uzanan *plume* ve *plumelerarası* bölgelerden (PIPL) oluşmuştur (bkz. Wilhelm ve ark. 1998, Şekil 1). PIPL yapısı bazı yazarların araştırmalarında dikkate alınmıştır (bkz. Ofman ve ark. 2000). Renkkürenin üst katmanlarında ve güneştacında viskozite, elektriksel direnç ve ısısal iletkenlik PIPL yapısı nedeniyle yönbağımlı özellikler sergiler. Ruderman ve ark.(2000) böylesi bir ortamda manyetik alan çizgileri boyunca yayılan yavaş dalgaların sönme özelliklerini araştırdılar.

KGD gibi bir plazma ortamında parçacık sayı yoğunlukları ve etkin sıcaklıklar hem radyal yönde hem de gözlemcinin bakış doğrultusu ve radyal yöne dik olan doğrultuda uzaysal değişime sahiptir. Ayrıca, KGD manyetik alanı da radyal doğrultuda uzaysal değişime sahiptir. Kısacası, KGD ortamında yayılan MHD dalgalarının yayılma özellikleri yenilikler sergiler. Kohl ve arkadaşları (2006) KGD plazma parametrelerinin güneş minimumu (1996–1997) civarında yaklaşık bir veya iki yıl gibi bir süreyle sabit olduğunu göstermişlerdir. Sıcaklık ve parça- cık sayı yoğunluğunun bu denli uzun süreyle sabit kalması PIPL yapısını 2 boyutlu modelleme şansımız arttırdı (bkz. Şekil 1).

2 KGD Plazma Özellikleri

2.1 O VI iyon sıcaklıkları

KGD çarpışmasız ve düşük β plazması olduğu için iyon sıcaklıklarında yönbağımlılık gözlenir. Gerçekten de O VI λ1032 çizgi yeğinliği hem radyal yönde hem de

x– yönünde değişim gösterir (bkz. Kohl ve ark. 1997). Bu yazarların çalışmasındaki Şekil 16 *plumlerarası* bölgeden elde edilen tayf çizgi genişliklerinin *plume* bölgelerinden elde edilen çizgi genişliklerinden daha büyük olduğu görülüyor. 3.0R uzaklığındaki O VI iyonlarının manyetik alana dik yöndeki etkin sıcaklıkları $T_{\perp eff} = 10^8$ K olarak ölçülmüştür (Cranmer ve ark. 1999). O VI iyonlarının 1.5–3.0 R bölgesindeki etkin sıcaklık kesiti Antonucci ve ark. (2000) çalışmasında bulunabilir. İyon sıcaklığıyla etkin sıcaklık arasındaki ilişki aşağıda 1 no. lu eşitlikte verilmiştir:

$$T_{eff} = (m_i/2k_B)v_{1/e}^2 = T_i + (m_i/2k)\xi^2 K \tag{1}$$

(1) numaralı bağıntıda T_i iyon sıcaklığı, m_i iyon kütlesi, k_B Boltzmann sabiti, $v_{1/e}$ iyonun bakış doğrultusundaki hızı, ξ yönbağımsız, Gauss dağılımı gösteren çalkantılı hız alanının en olası hızıdır (Wilhelm ve ark. 1998). ξ ile $\langle \delta v^2 \rangle$ dalga genliği arasındaki ilişki, $\xi^2 = (1/2)\langle \delta v^2 \rangle$ ile verilir (Esser ve ark. 1999). Alfven–benzeri dalgalar için 2 çarpanı, hem dalga uçlaşması (polarization) hem de dalgaların yayılma yönünün bakış açımızla yaptığı açıyı dikkate alır.

O VI çizgi genişliğinin 1.5 R–3.5 R aralığındaki gözlemsel değerlerden T_{eff} için en iyi uyum sağlayan polinomu elde ettik:

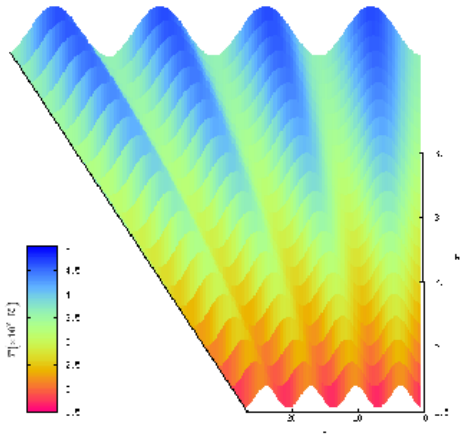
$$T_{eff}(R) = -7.941 \times 10^7 R^2 + 4.9487 \times 10^8 R - 5.7625 \times 10^8 \tag{2}$$

Biz bu konunun yazınında O VI iyonunun sıcaklık kesitini çok çaba harcamamıza karşın bulamadık. Esser ve ark (1999) Mg X ve O VI iyon sıcakıklarının birbirine ldukça yakın olduğunu göstermişlerdir. Bu yüzden δv_{OVI} yerine δv_{MgX} kesitini kullandık ve etkin sıcaklığa ısısal olmayan süreçlerden gelen katkıyı T_{eff}^{ξ} ile gösterdik:

$$T_{eff}^{\xi} = -4 \times 10^6 R^2 + 3 \times 10^7 R - 2 \times 10^7. \tag{3}$$

KGD deki O VI sıcaklığını iki boyutlu olarak modelledik. Wilhelm ve ark (1998) plumlerarası bölgedeki O VI etkin sıcaklığın plume bölgesindekinden %30 denli daha fazla olduğunu bildirmiştir. x-yönündeki sıcaklık gradyentinin ölçek uzunluğunu Wilhelm ve ark (1998) çalışmasındaki Şekil 1 den türettik. Adı geçen yazarlar KGD deki PIPL yapının genişliğini 380″ olarak vermişlerdir. Güneş uzaklığında $1'' \simeq 715$ km. Şekilde dört tane plume dört tane de plumelerarası bölge görülüyor. Bu bölgelerin genişliği birbirine eşit olmasa da eşite yakın görünüyor. Bu nedenle bölgeyi sekiz eşit genişliğe ayırdık. Bu durumda plume ve plumelerarası ortalama genişlik 33962.5 km oluyor. Bu değeri 1.03 R de, x–yönündeki etkin sıcaklığın ve O VI sayı yoğunluğunun uzaysal değişiminin ölçek uzunluğu olarak aldık. $R = 1.034 - 1.32$ aralığında plume bölgelerinin genişli- ğinin 2 çarpanı denli arttığı bildiriliyor (Wilhelm ve ark. 1998). Bu gözlemsel gerçekten yola çıkarak KGD deki O VI etkin sıcaklığını (R, x) uzayında modelledik (bkz. Şekil 1).

KGD sıcaklık dağılımının iki boyutlu analitik betimlemesi de (4) eşitliğiyle verilir:



Şekil 1. O VI iyonlarının bakış doğrultumuza dik yöndeki kinetik sıcaklık değişimleri. Tepe bölgeler plumlerarası şeritlere, çukur bölgeler de plume bölgelerine karşılık gelir. PIPL genişlikleri radyal yönde değişim gösterir. Bu model, Wilhelm ve ark. (1998) makalesinden ölçülere sadık kalınarak oluşturulmuştur (Devlen ve Pekünlü 2010).

$$T_{eff}(x,R) = T_{eff}(R) + 0.3T_{eff}(R)\sin^2(\frac{2\pi}{\lambda}x) \tag{4}$$

burada $\lambda = 92.16R$, x hem radyal hem de bakış doğrultusuna dik olan doğrultudur. Böylece, etkin sıcaklığın ısısal olmayan kısmına ilişkin uzaysal değişim aşağıdaki gibi yazılabilir:

$$\nabla T_{eff}(x,R) = \frac{\partial T^{\xi}_{eff}}{\partial x}\hat{\mathbf{x}} + \frac{\partial T^{\xi}_{eff}}{\partial R}\hat{\mathbf{R}}. \tag{5}$$

2.2 KGD de O VI sayı yoğunluğu ve manyetik alan

Kuzey ve Güney Güneştacı deliği elektron sayı yoğunlukları Fisher ve Guhathakurta (1995) tarafından verilir. Bu yazarların verdiği değerler plume bölgeleri değerleriyse elektron sayı yoğunluğunun radyal yöndeki değişimi aşağıdaki polinom ile temsil edilebilir:

$$N_e^{PL}(R) = 10^7 R^{-4.7147}. \tag{6}$$

Kuzey Güneştacı deliği elektriksel açıdan nötre yakın (quasineutral) olarak alınır. "e" ve "p" alt indisleri sırasıyla elektron ve protonu simgelemek üzere, $N_e \approx N_p \approx N$ (Marsch 1999; Endeve ve Leer 2001; Voitenko ve Goosens 2002). Son zamanlarda yapılan bir çalışmada Cranmer ve ark. (2008) Kuzey Güneştacı deliğinde O VI sayı yoğunluğunun üst ve alt sınırını sırasıyla,$N_{OVI} = 2.4 \times 10^{-6} N_p$ ve $N_{OVI} = 8 \times 10^{-7} N_p$ olarak verdiler. Çalışmamızda en yüksek

ve en düşük sayı yoğunluklarıyla çözüm yapıp dalga yayılma özelliklerini nasıl etkilediğini inceleyeceğiz.

Bu konunun önemini Cranmer ve ark. (1999) ve Tu ve Marsch (1999) şöyle betimlemiştir: Sayı yoğunluğu düşük olan iyon türleri Iyon Cylotron dalgalarını daha etkin bir biçimde sönmeye uğratır. Plume bölgelerinin elektron sayı yoğunluğu plumelerarası bölgelerinkinden %10 daha fazladır (Kohl ve ark. 1997). Gözlemsel veriler $N_e = N_p$ olduğuna işaret ediyor. Bu veriler ışığında protonların (R, x) uzayındaki dağılımını (7) eşitliğiyle veririz:

$$N_p(R, x) = N_p^{PL}(R)(1 - 0.1 \sin^2(2\pi x/92.16R)) \tag{7}$$

KGD de manyetik alanın radyal yöndeki değişimini Hollweg (1999) aşağıdaki (8) bağıntısıyla veriyor:

$$B = 1.5(f_{max} - 1)R^{-3.5} + 1.5R^{-2} \tag{8}$$

burada $f_{max} = 9$. Bu model 1.0 – 10.0 R aralığında geçerli olduğu için bizim ilgi alanımız olan 1.5–3.5 R için iyon cyclotron frekansını ($\omega_{ci} = q_i B/m_i c$) hesaplarken kullanacağız. Bu alanın yazımında KGD de manyetik alanın x – yönünde değişimine ilişkin bir bilgiyle karşılaşmadığımız için (8) numaralı bağıntının hem *plume* hem de *plumelerarası* bölgede geçerli olduğunu varsayacağız.

3 KGDde MHD Dalgaları

Bu çalışmada erke yitiklerinin açığa çıktığı dirençli (resistive) plazma ortamında MHD dalgalarının yayılma özelliklerini araştırdık. Önceki çalışmalar manyetik alan koşut ısı iletkenliğini dikkate almış, dik yöndeki ısı iletkenliğini boşlamıştır. Biz bu çalışmada manyetik alanda ısı iletkenliğini klasik olmayan bağlamda inceledik. Manyetik alanda ivmelenen iyonlar manyetik alana dik yönde plazma dalgaları üretir ve bu dalgalar kaynaktan uzaktaki iyonlar tarafından soğurulur. Bizi bu çalışmaya yönelten etmen Dubin ve O'Neill'in (1997) çalışması olmuştur. Adı geçen yazarlar elektriksel nötrlüğü olmayan manyetize plazmada iki koşulun sağlanması durumunda manyetik alana dik yönde ısı iletkenliğinin gerçekleşeceğini göstermişlerdir. Bu koşullar, $r_c/\lambda_D \ll 1$ ve $L_T \geq 100\lambda_D$ olarak verilir. Burada r_c OVI iyonlarının Larmor yarıçapı, λ_D Debye uzunluğu ve L_T de sıcaklık gradyentinin manyetik alana dik yöndeki ölçek uzunluğudur. UVCS/SoHO gözlemleri her iki koşulun da KGDde sağlandığını göstermiştir. Eğer $r_c/\lambda_D \ll 1$ ve $L_T \geq 100\lambda_D$ koşulları sağlanıyorsa, Dubin ve O'Neill (1997) ısı iletkenliğinin klasik Coulomb çarpışmaları bağlamında incelenemeyeceğini savunuyorlar. Bu yüzden, klasik olmayan bağlamda manyetik alana koşut ve dik yöndeki ısı iletkenliğini de dikkate alarak manyetikses dalgalarının KGDde yayılma özelliklerini inceledik. Dalgaların sönme ölçek uzunlukları ve dalgasayısının değişim desenine bakarak yayılan dalgaların yansımaya mı yoksa zoruna titreşime mi uğradıklarını söyleyebiliriz (Chen 1974).

3.1 Elektriksel Nötrlüğü Olmayan KGD

Eğer KGD elektriksel olarak nötr olmayan bir plazma ortamı olarak alınabilirse, diğer bir deyişle, elektronlar ve diğer iyon türleri nötr benzeri (quasi neutral) ardalanı oluştururken O VI iyonları büyük hızlarla bu ortamda devinirse, yukarıda sıralanan iki ölçütteki Debye uzunluğunun O VI iyonlarına ait olduğu varsayımı yapılabilir. Ancak, KGD plazmasının elektriksel olarak nötr olmadığı savunulabilir mi?

Bunun için bir bileşenli plazma tanımıyla başlayalım (OCP). OCP, elektriksel olarak nötr ardalan plazma ortamında özgürce devinen N sayıdaki elektrik yüklü parçacık topluluğu demektir (Dubin ve O'Neill 1999; Marler ve Stoneking 2007). Dubin ve O'Neill OCP ile nötr olmayan plazma benzerliğine dikkat çekmiştir. Biz de nötr benzeri ve O VI iyonlarıyla karşılaştırıldığında "devinimsiz" (immobile) sayılabilecek KGD plazmasını *nötr benzeri* OCP olarak varsaydık.

KGD çarpışmasız plazma ortamıdır. Bunun anlamı, parçacıklar arasında Coulomb etkileşimi yoktur. Diğer yandan dalgalarca ısıtılmada O VI iyonları yeğlenmiştir. Hollmann, Anderegg ve Driscoll (2000) dalgaların aracı olduğu ve plazma boyutlarınca gerçekleşen çarpışmalar olabilir. Bu tür çarpışmalara, $r_c \ll \lambda_D$ koşuluyla "uzun erimli" (long range) çarpışmalar denir. Fiziksel boyutu Debye uzunluğundan çok büyük olan ($\Gamma \geq \lambda_D$) KGDde dalga salınması ve soğurulması yoluyla erke taşınımı olasıdır. Dalgalarla ısı iletkenliğinin baskın olduğu koşullar bunlardır (Driscoll ve ark. 2002; Dubin ve O'Neill 1997).

"Uzun erim" savına bir destek de Driscoll ve ark. (2002) gelir. Yazarlara göre, eğer, $\omega_{ip} \ll \omega_{ic}$ koşulu sağlanıyorsa (düşük yoğunluk, yüksek manyetik alan yeğinliği) "uzun erim" ısı iletkenliği çarpışmalarla olan ısı iletkenliğinden 10^3 kat daha fazladır. Cranmer, Panasyuk ve Kohl (2008) KGDdeki O VI iyon bolluğunun alt ve üst sınırını 8×10^{-7} ve 2.4×10^{-6} olarak veriyor. Bu son zamanlarda yapılan gözlemler ışığında KGDde $\omega_{ip}/\omega_{ic} = 0.137\mu^{1/2}n_{OVI}^{1/2}B^{-1}$(Huba 2000) 'bir'den çok küçüktür (bkz. Çizelge 1).

Çizelge 1. O VI iyonları için KGD parametreleri.

$N_{OVI} = 2.4\times10^{-6}N_p$				$N_{OVI} = 8\times10^{-7}N_p$			
$R(r/R_\odot)$	r_c/λ_D	L_T/λ_D	ω_{pi}/ω_{ci}	$R(r/R_\odot)$	r_c/λ_D	L_T/λ_D	ω_{pi}/ω_{ci}
1.6	0.061	7.98×10^4	0.307	1.6	0.035	4.60×10^4	0.177
1.7	0.064	6.91×10^4	0.323	1.7	0.037	3.99×10^4	0.187
2.0	0.073	4.71×10^4	0.367	2.0	0.042	2.72×10^4	0.212
2.5	0.086	2.79×10^4	0.429	2.5	0.049	1.61×10^4	0.248
3.0	0.095	1.81×10^4	0.479	3.0	0.055	1.05×10^4	0.276

$r_c \ll \lambda_D$ koşulunun sağlandığını görmek için O VI iyonlarının Larmor yarıçapını bir kez daha anımsayalım:

$$r_c^{OVI} = \frac{v_{T_i}}{\omega_{ci}} = 1.02 \times 10^2 \mu^{1/2} Z^{-1} T_i \tag{9}$$

burada $Z = 5$ O VI iyonlarının elektrik yükü, B manyetik alan yeğinliğidir (Huba 2000). İyon kütlesi m_i proton kütlesi cinsinden $\mu = m_i/m_p$ alınmıştır. T_i Doyle ve ark. (1999) çalışmasından alınmıştır. Debye uzunluğu (10) eşitliğiyle verilir (Huba 2000):

$$\lambda_D = 7.43 \times 10^2 T_i^{1/2} Z N_i^{-1/2} \tag{10}$$

burada T_i eV birimindedir.

3.2 KGDde Manyetikses Dalgaları

Dubin ve O'Neill'in (1997) savı ışığında, manyetik alana dik yönde ısı iletkenliğinin dalgalardan parçacıklara aktarılan erkeyle olduğunu varsayıyoruz. Dalgaların hızlı bir biçimde sönmesi ve güneştacı deliğini ısıtması için Alfven dalgalarının manyetikses dalgaları niteliğinde olması gerekiyor (Hood 1999). Plazmada dalgaların yayılması ve erkelerini ortama ısı erkesi olarak aktarması araştırmalarında kullanılan temel eşitliklerin doğrusallaştırılmış biçimleri aşağıdadır:

$$\frac{\partial \rho_1}{\partial t} + (\mathbf{v}_1 \cdot \nabla)\, \rho_0 + \rho_0\, (\nabla \cdot \mathbf{v}_1) = 0 \tag{11}$$

$$\rho_0 \frac{\partial \mathbf{v}_1}{\partial t} = -\nabla P_1 + (\nabla \times \mathbf{B}_1) \times \frac{\mathbf{B}_0}{\mu} \tag{12}$$

$$\frac{\partial P_1}{\partial t} + (\mathbf{v}_1 \cdot \nabla)\, P_0 - c_s^2 \left[\frac{\partial \rho_1}{\partial t} + (\mathbf{v}_1 \cdot \nabla)\, \rho_0 \right] = -5/3 \nabla \cdot \mathbf{q} \tag{13}$$

$$\nabla \cdot \mathbf{B}_1 = 0 \tag{14}$$

$$\frac{\partial \mathbf{B}_1}{\partial t} = \nabla \times (\mathbf{v}_1 \times \mathbf{B}_0) \tag{15}$$

(12) eşitliğinin zamana göre türevini alır, $(\partial \rho_1/\partial t)$, $(\partial P_1/\partial t)$ ve $(\partial \mathbf{B}_1/\partial t)$ niceliklerinin denklerini (11), (13) ve (15) eşitliklerinden alırsak, (11) – (15) eşitlikler dizgesi bir tek diferansiyel eşitliğe indirgenir,

$$\begin{aligned} \rho_0 \tfrac{\partial^2 \mathbf{v}_1}{\partial t^2} &= \nabla \left\{ (\mathbf{v}_1 \cdot \nabla) P_0 + c_s^2 \Big[\rho_0 (\nabla \cdot \mathbf{v}_1) \Big] + 0.6 \nabla \cdot \mathbf{q} \right\} \\ &+ \Big[\nabla \times \nabla \times (\mathbf{v}_1 \times \mathbf{B}_0) \Big] \times \tfrac{\mathbf{B}_0}{\mu}. \end{aligned} \tag{16}$$

Düzlem dalga çözümü yapacağız, tüm tedirginlik niceliklerinin uzay ve zaman değişiminin $\exp[i(\mathbf{k} \cdot \mathbf{r} - \omega t)]$ biçiminde varsayacağımız için $\partial/\partial t \to -i\omega$ ve $\partial/\partial \mathbf{r} \to ik$ yazacağız. Bu durumda $\nabla(\nabla \cdot \mathbf{q})$ terimi dalgasayısı cinsinden yazılabilir:

$$\nabla(\nabla \cdot \mathbf{q}) = -\mathbf{k}(\mathbf{k} \cdot \mathbf{q}) = -\mathbf{k}\left(-H_{\parallel}\mathbf{k} \cdot \hat{\mathbf{B}} - H_{\perp}\mathbf{k} \cdot \hat{\mathbf{v}}_1\right). \tag{17}$$

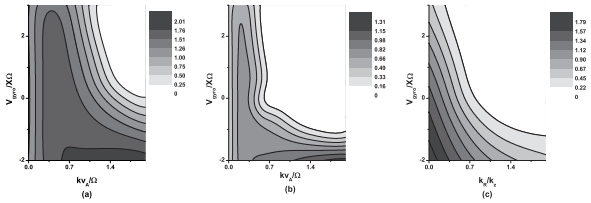
Burada $H_{\parallel} = \kappa^j_{\parallel waves}\nabla_{\parallel}T$ ve $H_{\perp} = \kappa^j_{\perp waves}\nabla_{\perp}T$. ile verilir. Şimdi (16) eşitliğinde $X = (\mathbf{v}_1 \cdot \mathbf{k})$ ve $Y = (\mathbf{v}_1 \cdot \hat{\mathbf{B}})$ değişken dönüşümü yapalım. Eğer $\mathbf{v}_1 \cdot \mathbf{k} = 0$ and $\mathbf{v}_1 \cdot \hat{\mathbf{B}} = 0$ ise X ve Y de eşleşmiş iki tane denklem elde ederiz ve bu değişkenlerin ortadan kaldırılmasıyla manyetikses dalgalarının dağılma bağıntısına ulaşırız (Priest 1984). $\mathbf{v}_1$ tedirginlik hızını, diğer bir deyişle hızın ısısal olmayan kısmını $\mathbf{v}_1 = \hat{\mathbf{v}}_1\xi$ veya $\hat{\mathbf{v}}_1 = \mathbf{v}_1/\xi$ olarak tanımlayabiliriz. ξ Eser ve ark. (1999) tarafından aşağıdaki gibi tanımlanmıştır:

$$\xi = 0.2 \times 10^7 R^3 - 10^7 R^2 + 4 \times 10^7 R - 3 \times 10^7. \tag{18}$$

Bu değişiklikleri yapıp (16) eşitliğini $\mathbf{k}$ ve $\hat{\mathbf{B}}$ ile ayrı ayrı skaler çarpımını alalım. Dalgaların manyetik alana koşut yayıldığı varsayımını yaparsak manyetikses dalgalarının dağılma bağıntılarını elde ederiz:

$$\left[\omega^2 - k^2 V_A^2\right]^3 \left\{ \begin{array}{l} k^4\left[+(1.6)^2 c_s^4\xi^2 + a^2\left(H_{\perp}^2 - H_{\parallel}^2\right) - 3.2c_s^2 a H_{\perp}\xi\right] \\ +k^2\left[-3.2\omega^2\xi^2 c_s^2 + 2\omega^2\xi a H_{\perp}\right] + \omega^4\xi^2 \end{array} \right\} = 0 \tag{19}$$

burada $a = 0.6/\rho_0$. (19) eşitliğinin çözümünü veren dağılma bağıntısının çizgesi Şekil 2 de görülüyor.Çıkıntılar plumeler arası bölgelerde oluyor. (19) eşitliğinin çözümü üç dalga biçeminin varlığına işaret ediyor. Dalgalardan bir tanesi evanescent veya yayılmayan durgun dalga olarak tanı kazandı ($k_r = 0$). Diğer iki dalgadan birisi yayılan ancak erkesini ortama aktarmayan Alfven dalgası diğeriyse yayılan ve erkesini ortama ısı erkesi olarak aktaran dalgadır. (R, x) uzayında ki ler, dalgaların sönme ölçek uzunluklarını simgeler.



Şekil 2. Çözümde $N_{OVI} = 8 \times 10^{-7} N_p$, $V_g = 0.1V_A$ ve $\omega = 8000$ Hz değerleri kullanılarak çizilmiştir.

4 Sonuç

GDde manyetik alana dik yönde ısı iletkenliği bugüne dek yapılan çalışmalarda dikkate alınmamıştır. Biz bu çalışmada bu etkiyi de hesaplamalarımıza kattık

ve dağılma bağıntısını çözdük. (R, x) uzayında ki lerdeki çıkıntılar durgun manyetikses dalgalarının ilgili bölgede şiddetle söndüğüne işaret ediyor. Önemli bir özellik, plumelerarası bölgede ortaya çıkan dalgaların plume bölgelerine sızma eğilimi göstermesidir. Ofman ve ark. (2000) çalışmasında plume bölgelerinde yayılan yavaş manyetikses dalgalarını incelediler. $1.0 - 2.2R$ bölgesinde ısınma oranının oldukça kaotik olduğunu gösterdiler. Yazarların çalışmasındaki Şekil 13, bizim Şekil 2 gibi çıkıntılar, çukurlar sergilemiştir. Çalışmamızın sonuçlarına ilişkin diğer şekiller ve ayrıntılı bilgiler Devlen ve Pekünlü (2010) makalesinde bulunabilir.

Kaynaklar

Antonucci E., Dodero M. A., Giordano S.: 2000, Solar Phys. 197, 115.
Chen F.F.: 1974, *Introduction to Plasma Physics*, Plenum Press, NY, p.11.
Cranmer S.R., Field G.B., Kohl J.L.: 1999, Space Sci. Rev. 87, 149.
Cranmer S.R., Panasyuk A. V., Kohl J. L.: 2008, ApJ 532, 1197.
Devlen E., Pekünlü E. R.: 2010, AN 331, 716.
Doyle J.G., Teriaca, L.& Banerjee, D.: 1999, A&A, 349, 956..
Driscoll C. F., ve ark.: 2002, Phys. Plasmas. 9, 1905.
Dubin, D.H.E.& O'Neill, T.M.: 1997, Phys. Rev. Lett., 78, 3868.
Dubin, D.H.E. & O'Neill, T.M.: 1999, Rev. Mod. Phys., 71, 87.
Endeve E., Leer E.: 2001, Solar Phys. 200, 235.
Esser R., ve ark.: 1999, ApJ 510, L63.
Fisher R., Guhathakurta M.: 1995, ApJ 447, L139.
Hollmann E. M., Anderegg F., Driscoll C. F.: 2000, Phys. Plasmas 7, 1767.
Hollweg J.V.: 1999, J. Geophys. Res. 104, 24781.
Hood A.W.: 1999, Space Sci. Rev. 87, 79.
Huba J.D.: 2000, *NRL Plasma Formulary*, Revised ed. Washington DC.
Kohl J.L.,ve ark.: 1997, Solar Phys. 175, 613.
Kohl J.L., Esser R., Cranmer S.R., Fineschi S., Gardner L.D., Panasyuk A.V., Strachan L., Suleiman R.M., Frazin R.A., Noci G.: 1999, ApJ 510, L59.
Kohl, J.L., Noci, G., Cranmer, S.R. & Raymond, J.C.: 2006, A&Arv., 13, 31.
Marler J. P., Stoneking M. R.: 2007, J. Phys. 71, 012003.
Marsch E.: 1999, Space Sci. Rev., 87, 1.
Ofman L., Nakariakov V.M. and Sehgal N.: 2000, ApJ 533, 1071.
Priest E.R: 1984, *Solar Magnetohydrodynamics*, Dordrecht D. Reidel Pub. Co.
Ruderman M.S.,ve ark.: 2000, A&A, 354, 261.
Tu, C.-Y.& Marsch, E.: 1999, AIP Conference Series, 471, 373.
Voitenko Y., Goosens M.: 2002, Solar Phys. 206, 285.
Wilhelm K., Marsch E., Dwivedi B.N., Hassler D.M., Lemaire P., Gabriel A.H., Huber M.C.E.: 1998, ApJ 500, 1023.

O, B ve A yıldızlarında P-Cygni Profilleri ve Mutlak Parametreler

Çağlar Püsküllü[1,2] ve Faruk Soydugan[1]

[1] Çanakkale Onsekiz Mart Ünversitesi, Fizik Bölümü, Çanakkale
[2] Çanakkale Onsekiz Mart Ünversitesi, Uzay Bilimleri ve Teknolojileri Anabilim Dalı, Çanakkale

Özet Yüksek yüzey sıcaklıklarına sahip yıldızlar olarak tanımlanan O, B ve A tayf türü 209 adet yıldız, karakteristik biçimleriyle rüzgârın gözlemsel belirteci olarak görülen P-Cygni profillerinin özelliklerini incelemek amacıyla seçildi. Seçilmiş yıldızlar için mutlak parametreler (kütle, yarıçap, ışınım gücü, etkin sıcaklık ve yüzey çekim ivmesi) ile birlikte yıldızların dönme hızları literatürden toplanarak sınıflandırıldı. Moröte bölgede başta N V, C IV, Si IV çizgileri olmak üzere çeşitli çizgiler ve görsel bölgede Hα (6562.8 Å) çizgisi incelendi. P-Cygni profillerinin biçimselliklerinin yıldızların mutlak parametreleriyle ve dönme hızlarıyla ilişkisi üzerinde duruldu. İncelenen yıldızlar içinde P Cygni profili gösterenlerin profil baskınlıkları ile mutlak parametreler ve dönme hızları arasındaki ilişkiler ayrı ayrı incelendi ve ortalama dağılımları elde edildi. P-Cygni profillerini de örnekleyen atmosfer modeli uygulaması WM-Basic (Pauldrach ve ark. 1998) ile bazı yıldızlar için yapay tayflar üretilerek gözlemsel verilerle karşılaştırıldı ve yazılımın bu yıldızlar için hesapladığı rüzgârın kütle kaybı oranları ve terminal hızları sunuldu. $\dot{M} \propto L^{1,46}$ ilişkisi elde edildi.

1 Giriş

Sıcak yıldızlarda rüzgârlar, yıldız atmosferlerinde ışınım basıncının kütle çekim kuvvetine karşı gelebildiği bölgelerde görülür. Rüzgârı oluşturan madde parçacıkları, yıldız ışınımının yarattığı basıncın etkisiyle atmosferin alt katmanlarından üst katmanlarına sürülerek hızla dışarı atılır. Yıldızdan dışarı atılan madde, zamanla yıldızın etrafında kalın bir zarf oluşturur. Bu zarf, özellikle salma ve soğurma çizgilerinin ve/veya her ikisinin birleşimi olarak gördüğümüz P-Cygni profillerinin kaynağıdır. Moröte bölgede yer alan rezonans çizgilerinde görülen P-Cygni profilleri, rüzgâr varlığına kanıt olarak sunulur. Bu mekanizma, ışınımı yüksek, büyük kütleli yıldızlarda çalışmaktadır.

2 Veri listesi

Bu çalışmada 209 adet sıcak yıldız listelenmiştir. Bu liste oluşturulurken Snow ve ark. (1994)'nın çalışmasından yararlanılmıştır. Snow'un çalışmasına göre bu

yıldızlar, Uluslararası Morötesi Gözlemsel Uydusuyla (IUE) gözlenmiş sıcak yıldızlar içinde rüzgar etkinlikleri gösterebilecekleri düşünülerek belli ölçütlere göre süzülerek listelenen yıldızlardır. Mutlak parametrelerden birkaç yıldız haricinde kütle ve etkin sıcaklık, tüm yıldızlar için yarıçap, ışınım gücü ve yüzey çekim ivmesi, kalibrasyonlar kullanılarak bulundu. O tür yıldızlarının yarıçapı, ışınım gücü, etkin sıcaklığı ve yüzey çekim ivmesi, Martins ve ark. (2005) tarafından verilen bağıntılar kullanılarak hesaplandı. B ve A tür yıldızların kütle, yarıçap, etkin sıcaklık ve yüzey çekim ivmesi değerleri, Straizys ve Kuriliene (1981) tarafından verilen kalibrasyon çizelgelerinden alındı. Kalibrasyonlar dışında ulaşılan güncel mutlak parametrelere de yer verildi. Yıldızların dönme hızları da ($vsini$), son zamanlarda yayınlanan kaynaklardan alınarak verilmiştir. Dikine hız (V_R) düzeltmesi için Snow ve ark. (1994) tarafından verilen değerler kullanılmıştır.

3 Tayf Çizgilerinin ve P-Cygni Profillerinin Sınıflandırılması ve İncelenmesi

Bu çalışmada kütle kaybının etkilerini görebildiğimiz çizgiler ve P-Cygni profilleri, gözle baskınlıklarına göre incelendi ve değerlendirildi. Değerlendirilen çizgiler, aşağıda listelenmiştir:

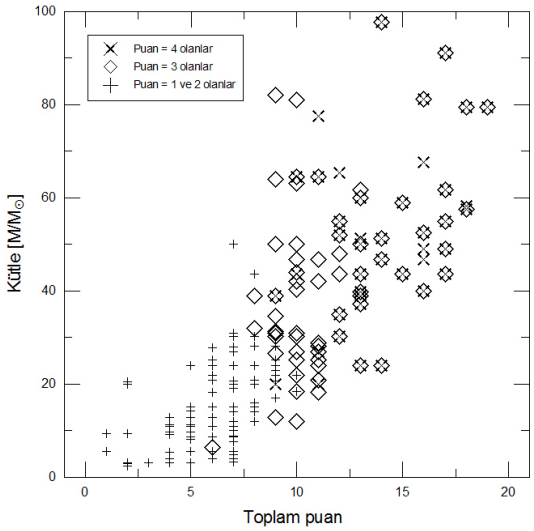
- O tür yıldızlar için N V, C IV, Si IV ikili çizgileri ve C III, N IV çizgileri
- B0-B2.5 arasındaki yıldızlarda N V, C IV, Si IV, Al III ikili çizgileri ve Si III çizgisi
- B2.5-B9.5 yıldızları için Si II, C IV, Si IV, Al III ikili çizgileri ve Si III çizgisi
- A tür yıldızlar içinse Al III, C II, Si II, Mg II ikili çizgileri ve Si III çizgisi

Değerlendirme, oluşturulan puan cetveli kullanılarak yapıldı. 1'den 4'e kadar değerlendirmeleri içeren cetvelde, 1 puan alan tayf çizgisi çizgi merkezine göre kaymamış soğurma çizgisine, 2 puan alan ise asimetrik soğurma çizgisine – dolayısıyla olası bir hareketli zarf bölgesinde üretilmiş çizgiye– işaret eder. 3 ve 4 puanlar ise incelenen çizgide P-Cygni profilinin görüldüğü anlamına gelmektedir. 3 puan tayflarda doymamış P-Cygni profiline; 4 puan ise doymuş P-Cygni profiline rastlandığını gösterir. Gözle çizgi tanısının yapılamadığı ve geçerli çizgi için tayfın bulunmadığı durumlarda puan olarak 0 yazılmıştır.

Sonuç olarak seçilen beş çizgi üzerinden her bir yıldız için toplam puan hesaplanmış ve mutlak parametrelere ve dönme hızına göre grafiklere aktarılmıştır. Grafikler, yatay eksen, toplam puan; dikey eksen, mutlak parametre olmak üzere çizildi. Noktalamalar, üç farklı işaretçi ile yapıldı. 5 çizgiden en az biri 4 puanlı olduğunda $\times$ simgesi, 3 puanlı olduğunda $\diamond$ simgesi, 1 ve 2 puanlı olduğunda $+$ simgesi kullanıldı. Örneğin, Şekil 1'e göre toplam puanı 15 olan $59\,M_{\odot}$ kütleli bir yıldızın incelenen 5 çizgisinin en az biri 4 puan almış; bununla birlikte diğer çizgileri içinde de en az biri 3 puanlı olarak değerlendirilmiştir.

4 P-Cygni Profilleri ve Yıldızların Mutlak Parametreleri

Kütle – toplam puan grafiğinde çok büyük kütleli ($70\,M_\odot$'den daha büyük) yıldız içinde birkaç örnek dışında 10 puan üstündeki çoğu yıldızın 20 ile $60\,M_\odot$ aralığında dağıldığı görülüyor (bkz. Şekil 1).



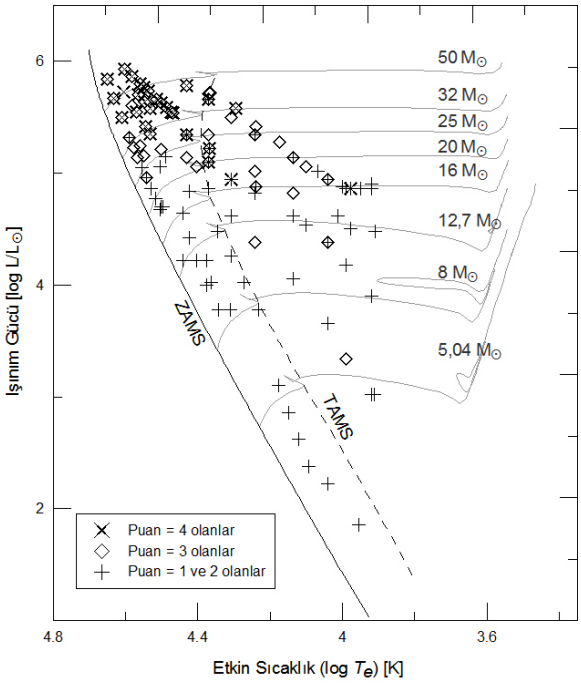
Şekil 1. Kütle–toplam puan grafiği

Yıldızların yarıçaplarına karşılık toplam puan dağılımında P-Cygni profili gösteren ve 13 puanın üstünde yer alan yıldızların hemen hemen hepsinin yarıçapları, $20\,R_\odot$'den küçük değerlerde seyretmekte ve toplam puan değerleri arttıkça daha dar bir aralıkta toplanmaktadırlar. Yüksek puanlı yıldızlar, aynı zamanda çok yüksek ışınımlı yıldızları oluşturuyor. Bu durum, ışınım basıncıyla sürülen rüzgârlar kuramını gözlemsel olarak destekler niteliktedir. Birkaç yıldız dışında P-Cygni profili gösterdiği belirlenenler (4 ve 3 puanlı), $5 \lesssim \log L/L_\odot \lesssim 6$ aralığında dağılmıştır. Baskın profiller, 20000 K'den daha yüksek etkin sıcaklığa sahip yıldızlarda gözlenmektedir. $\log g$ - toplam puan grafiğine göre 4 puanlı profillerle $\log g \gtrsim 2,5$ olduğu durumlarda karşılaşılmaktadır. Mutlak parametrelerin, puan (P) aralıklarına göre dağılımı Tablo 1'de sunulmuştur.

Çizelge 1. Mutlak parametreler–Toplam puan dağılım çizelgesi

Aralık	N_M	$\langle \log M \rangle$	N_R	$\langle \log R \rangle$	N_L	$\langle \log L \rangle$	N_T	$\langle \log T \rangle$	$N_{\log g}$	$\langle \log g \rangle$
$P < 5$	54	$0,9 \pm 0,3$	51	$0,9 \pm 0,4$	51	$3,0 \pm 0,8$	54	$4,2 \pm 0,2$	49	$3,6 \pm 0,7$
$6 \leq P \leq 5$	102	$1,4 \pm 0,3$	102	$1,2 \pm 0,4$	102	$4,8 \pm 0,7$	102	$4,3 \pm 0,2$	102	$3,2 \pm 0,7$
$P > 10$	53	$1,6 \pm 0,2$	53	$1,4 \pm 0,2$	53	$5,5 \pm 0,3$	53	$4,5 \pm 0,1$	49	$3,2 \pm 0,4$

Ortalamalar; P-Cygni profilini görme ihtimalinin çok düşük olduğu $P < 5$ durumunu, ardından olası profil yapılarını içerebilecek $6 \leq P \leq 10$ aralığını ve en az bir çizgisinde P-Cygni profiliyle karşılaşılan $P > 10$ durumunu kapsar. 209 yıldızın 53'ünün en az bir tayf çizgisinde baskın P-Cygni profiliyle karşılaşılmıştır (bkz. Tablo 1).



Şekil 2. Yıldızların HR diyagramında dağılımları

Yıldızların HR diyagramında dağılımlarına bakıldığında (bkz. Şekil 2) doymuş P-Cygni profili gösteren dolayısıyla yoğun zarf yapılarına sahip yıldızların çoğunun ZAMS ile TAMS (Sınır yaş anakolu) arasında kaldıkları seçilebiliyor. HR diyagramı üzerinde baskınlıklara göre yapılacak bir değerlendirme, özellikle doymuş P-Cygni profili gösteren yıldızların diyagramın en sol üst köşesinde anakol ve süperdev yıldızların içiçe girdiği bölgede yoğunlaştığını ve bu ayrımın giderek azaldığını söylüyor. Yıldızların evrim yollarına, ZAMS'a ve yarıçaplara bakıldığında profilleri genç, ortalama $49\,M_{\odot}$ kütlesinde ve ortalama $25\,R_{\odot}$ yarıçapını aşmayan büyüklükteki yıldızlarda görmekteyiz. Baskın P-Cygni profili gösteren yıldızlarda Hα çizgilerinin yapıları, çoğunlukla salma, merkezi dalgaboyunda salma veya soğurma ve asimetrik soğurma olarak karşımıza çıkmaktadır. Hα çizgisinde HD210839 (O6I(n)f) ve HD188209 (O9.5Iab) yıldızlarında P-Cygni profili, HD30614 (O9.5Ia) ve HD47240 (B1Ib) yıldızlarında P-Cygni benzeri yada iç soğurma görülen salma

yapıları dikkat çekmektedir. P Cygni profillerinin yıldızlarda tayf türü geriledikçe baskınlığını yitirdiğini söyleyebiliriz. Yıldızların toplam ışınım gücü arttıkça profiller, çok daha baskın olmaya başlıyor. Diğer bir ifadeyle yıldızların kütleleri, ışınım güçleri ve etkin sıcaklıkları azaldıkça rüzgâr belirteçleri de azalmaktadır. Buna bağlı olarak geç B tayf türü ve A tayf türü yıldızlarda rüzgârın kanıtlarını bulmak zorlaşmaktadır. Sonuç olarak yapılan inceleme, ışınım basıncının sürdüğü
rüzgârlar kuramını istatistiksel olarak doğrulamaktadır.

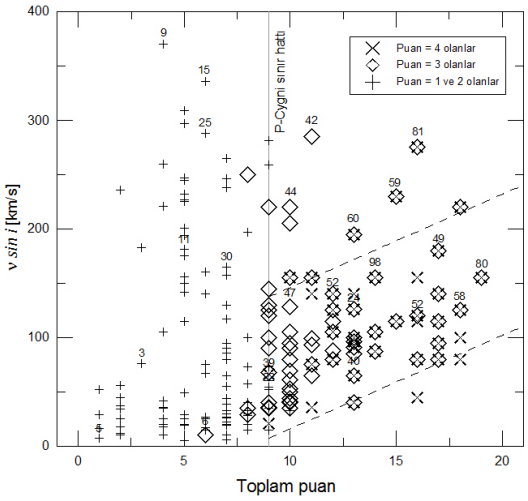
5 P-Cygni Profilleri ve Yıldızların Dönme Hızları

C IV çizgisine göre oluşturulan grafiklerde bu çizginin özellikle O-tür ve bazı erken B-tür yıldızlarda baskın bir çizgi olduğu; fakat tayf türü geriledikçe baskınlığının azaldığı söylenebilir. Aynı durum nispeten Si IV çizgisi için de geçerli denilebilir. O tür yıldızlarda Si IV çizgisi, C IV çizgisine kıyasla daha küçük puanlarda dağılım gösteriyor. Grafikler, P-Cygni profili gösteren yıldızların O-tür birkaç yıldız hariç yüksek hızlarla dönmediklerini, hızlarının yaklaşık 150 km/s'nin altında kaldığını söylüyor.

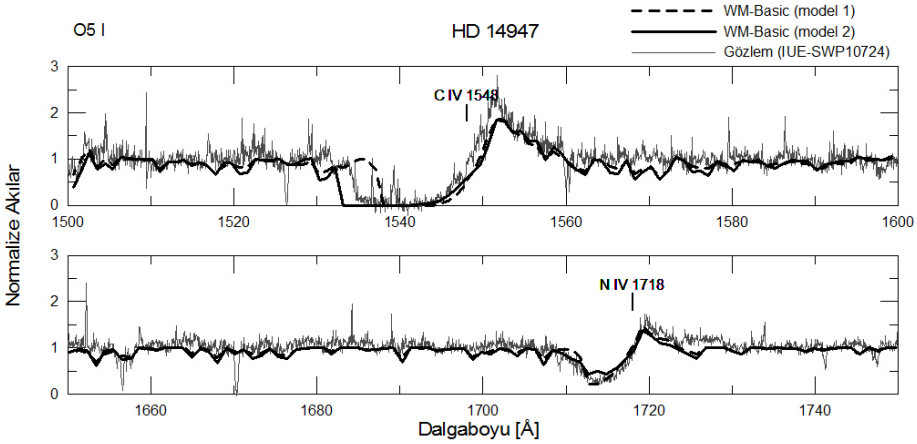
Çizelge 2. Dönme hızı–Toplam puan dağılım çizelgesi

Aralık	N_{vsini}	$\langle v \sin i \rangle$
$P < 5$	49	107
$6 \leq P \leq 5$	90	91
$P > 10$	46	98

Dönme hızının toplam puana göre dağılımını veren şekilde (bkz Şekil 3) yüksek puanlı yıldızların bir çoğunun dönme hızlarının 20 ile 150 km/s arasında dağıldığı dikkati çekiyor. Şekilde noktalı çizgilerle gösterilen doğrular, "P-Cygni sınır hattı"nın ötesine, özellikle 10 ve üstü puanlara gidildikçe hızlarının yaklaşık doğrusal bir eğimle arttığını gösteriyor. Puanı 10'dan büyük olan 51 yıldızın 5'i 150 ile 300 km/s arasında dönmektedirler. Hızlı dönen bu yıldızların – HD 303308 (O4V((f+)), HD 66811 veya bilinen ismiyle ζ Pup (O4I(n)f), HD210839 (O6I(n)f), HD101436 (O6.5V) ve HD175754 (O8II((f))) – ortak özellikleri salma gösteren yıldızlar olmasıdır ki bu yıldızların içinde sadece HD210839 yıldızının Hα çizgi yapısına, ELODIE arşivinde (Moultaka ve ark. 2004) ulaşılabildiği için bakılabilmiş ve P-Cygni profili benzeri yapıyla karşılaşılmıştır. Grafikte her bir simgenin üzerine yıldızın kütlesi yazılmıştır. Bu grafikte yıldızların evrimsel durumlarının da dahil edildiği dönme hızı ve P-Cygni profil baskınlığı ilişkisi hakkında yorum yapmanın mümkün olmadığını görmekteyiz.



Şekil 3. Dönme hızı–puan dağılımı grafiği



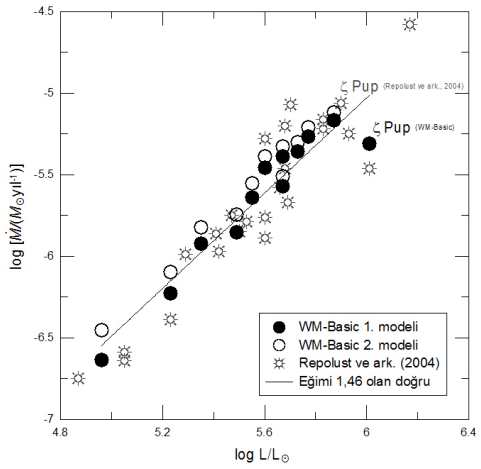
Şekil 4. HD 14947 yıldızı için yapılan WM-Basic çözümleri

6 P-Cygni Profilleri ve Atmosfer Model Uygulamaları

Atmosfer modeli uygulaması için Pauldrach ve ark. (1998) tarafından sıcak yıldızlarda genişleyen atmosferleri örneklemek amacıyla geliştirilen WM-Basic yazılımı seçildi. Mutlak parametrelerin sabit tutularak çizgi şiddeti parametrelerinin değiştirildiği iki ayrı model için çözüm yapıldı. Çözümler için girdi olarak He sayısı oranı: $N(\mathrm{He})/N(\mathrm{H}) = 0,10$, ağır element bolluğu: $Z/Z_{\odot} = 1$, sıcaklık: $T_e = 36261\,K$, yüzey çekim ivmesi: $\log g = 3,56$, yarıçap: $R_* = 19,6\,R_{\odot}$ ve çizgi şiddeti parametreleri 1. ve 2. model için sırasıyla $k_1 = 0,188$ ve $k_2 = 0,140$; $\alpha_1 = 0,599$ ve $\alpha_2 = 0,670$; $\delta_1 = 0,100$ ve $\delta_2 = 0,095$ alınmıştır. O5 I yıldızı HD 14947'e uygulanan her iki WM-Basic çözümünün, gözlemi temsil ettiği görülmektedir (bkz. Şekil 4). Modeller arasındaki farklılıklar çizgi şiddeti parametrelerinden kaynaklanmaktadır. Modeller, farklı yıldızlara da uygulanmıştır. Uygulamaya alınanan yıldızlarda WM-Basic tarafından girdi parametrelerine göre hesaplanan kütle kaybı oranlarının 10^{-6} mertebesinde kaldığı görülmektedir. Sonuçlar karşılaştırıldığında 2. modelin belirlediği kütle kaybı oranları ve terminal hızlar, 1. modelin sonuçlarından daha büyüktür. Şekil 5'te kütle kaybı oranlarının ışınım gücüne bağlı değişimi yer almaktadır. Modeller için noktalardan geçen en iyi doğru oluşturulmuş ve aşağıdaki bağıntıya ulaşılmıştır:

$$\log \dot{M}/M = 1,46 \times \log L/L_{\odot} - 13,79$$

Sonucun rüzgâr momentum–ışınım bağıntısına uyduğu görülmüştür. Repolust ve ark. (2004)'nın çözümlerinin de benzer dağılıma sahip olduğunu görülebilmektedir (bkz. Şekil 5). Modeller arasında farklılıklar ve yetersizliklerin olduğu ortaya çıkmaktadır.



Şekil 5. Rüzgâr momentum–Işınım Değişimi

Teşekkür. Bu çalışma, Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi BAP birimi tarafından 2009/05 no'lu proje ile desteklenmiştir.

Kaynaklar

Snow T. P., Lamers H. J., Lindholm D. M. ve Odell A. P.: An Atlas of Ultraviolet P Cygni Profiles. The Astrophysical Journal Supplement Series, **95** (1994) 163-299.

Pauldrach A. W. A., Lennon M., Hoffmann T. L., Sellmaier F., Kudritzki R.-P. ve Puls J.: Realistic Models for Expanding Atmospheres. Boulder-Munich II: Properties of Hot, Luminous Stars, ASP Conference Series, **131** (1998) 258.

Martins F., Schaerer D. ve Hillier D. J.: A new calibration of stellar parameters of Galactic O stars. Astronomy and Astrophysics, **436(3)** (2005) 1049-1065.

Straizys V. ve Kuriliene G.: Fundamental stellar parameters derived from the evolutionary tracks. Astrophysics and Space Science, **80** (1981) 353-368.

Repolust T., Puls J., ve Herrero A.: Stellar and wind parameters of Galactic O-stars. The influence of line-blocking/blanketing. Astronomy and Astrophysics, **415** (2004): 349-376.

Moultaka J., Ilovaisky S. A., Prugniel P., ve Soubiran C.: The ELODIE Archive. The Publications of the Astronomical Society of the Pacific, **116(821)** (2004) 693-698.

Ötegezegen Geçiş Gözlemleri

Gözde SARAL, Zahide TERZİOĞLU ve Ethem DERMAN

Ankara Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Ankara
saralgozde@gmail.com

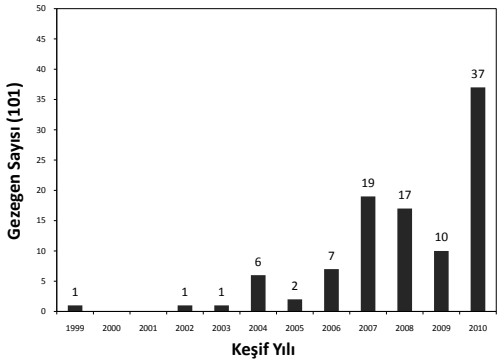
Özet Bu çalışmada Ankara Üniversitesi Gözlemevi´nde (AUG) ötegezegen geçiş gözlemlerine ilişkin elde edilen ilk sonuçlar sunulmaktadır. AUG´de ilk ötegezegen gözlemleri 2009 yılı Ağustos ayında geçiş gözlemi projesi ile yürütülmeye başlanmıştır. Kullanılan aletler 16" Schmidt-Cassegrain Meade LX200GPS teleskop ve Apogee ALTA U47 CCD kameradır. Işık eğrisi analizinde Wilson-Devinney yöntemine dayanan Phoebe 0.29d kodu kullanılmıştır. Elde edilen sonuçlar, geçiş gözlemlerinde elde edilen ışık eğrilerinin analizinde Phoebe 0.29d´nin uygun bir kod olduğunu göstermektedir.

1 Giriş

Son yıllarda gökbilimin en önemli başarılarından biri Güneş dışındaki diğer yıldızların çevresinde dolanan gezegenlerin (ötegezegen) keşfedilmesi olmuştur. İlk ötegezegen PSR1257+12 (Wolszczon and Frail, 1992) bir atarca çevresinde keşfedildikten üç yıl sonra bir anakol yıldızı çevresinde dolanan 51 Peg (Mayor and Queloz, **?**) keşfedilmiştir. Transit (geçiş) gösterdiği bilinen ilk ötegezegen ise HD 209458´dir (Charbonneau et al. 2000). Ötegezegenlerin gözlenmesi sonucu bu gezegenlerin fiziksel özellikleri (kütle, yarıçap, yörünge dış merkezliği, yörünge eğimi, vb.) ile birlikte atmosferleri de incelenmeye başlanmıştır. Bu çalışmalar gezegen oluşum kuramı ve evrimi ile ilgili çok değerli bilgiler edinmemizi sağlamaktadır.

27 Ağustos 2010 tarihi itibariyle keşfedilmiş ötegezegen sayısı 490´dır ve bunlardan 101 tanesinin geçiş gösterdiği bilinmektedir (http://exoplanet.eu). Küçük teleskoplarla (10- 14") geçiş gözlemlerinin yapılmaya başlanmasının yanısıra, yer tabanlı gezegen araştırma projeleri ve uzay teleskoplarıyla yapılan gözlemler geçiş gösterdiği bilinen ötegezegenlerin sayısını hızla artırmaktadır. Öyle ki 2007 yılında sadece 9 tane geçiş gösteren gezegen olduğu bilinirken 6 ay sonrasında bu sayı 14´e ve 3 yıl sonrasında 101´e ulaşmıştır (Şekil 1).

Geçiş yöntemiyle ötegezegen keşfinin kısa sürede hızlanmasının en önemli nedenlerinden biri kuşkusuz yerden yapılan keşif programlarının artmasıdır. Yer tabanlı keşif programlarına örnek olarak WASP (Pollacco et al. 2006), HATNet (Bakos et al. 2004), TrES, XO (McCullough et al. 2005) verilebilir. Ötegezegenlerin çoğu bu projelerin ismini taşımaktadır. Yer tabanlı gözlemlerin yanısıra uzay



Şekil 1. Keşif yıllarına göre geçiş gösteren ötegezegenlerin sayısı. Veriler exoplanet.eu internet sitesinden alınmıştır (Schneider 1995).

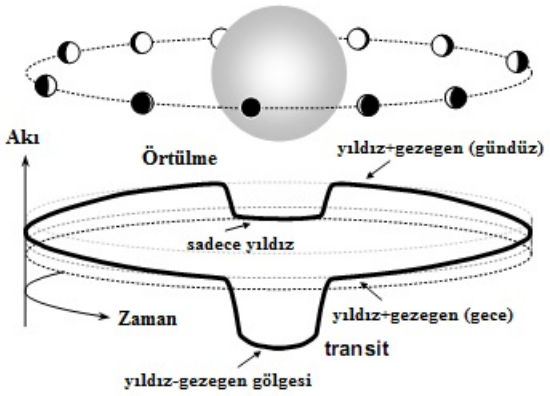
teleskopları ile (CoRoT, Kepler) yapılan gözlemler sistemdeki başka cisimlerden kaynaklanabilen geçiş zamanı değişimlerinin yüksek duyarlılıklarla çalışılmasına da izin vermektedir. Bunun sonucunda sistemdeki diğer gezegenlerin hatta uyduların bulunmasını sağlayacak daha duyarlı ışık eğrileri elde edilebilmektedir. Ayrıca daha sönük yıldızlar çevresinde dolanan gezegenlerin keşfedilmesi de uzay teleskopları sayesinde mümkün olmaktadır.

2 Geçiş Yöntemi ve Getirileri

Bir ötegezegenin çevresinde dolandığı yıldızın önünden geçişi sırasında yıldız ışığının bir kısmı engellendiğinden gelen akıda bir miktar düşüş olur. Geçişin sona ermesinin ardından akı yükselir ve ardından gezegen yıldız tarafından örtüldüğünde akı tekrar düşer (Şekil 2).

2.1 Fotometrik Çalışmalar

Geçiş gösteren gezegen gözlemleriyle birlikte geçiş fotometrisi adıyla yeni bir alan doğmuştur. Geçiş fotometrisi ile ötegezegenin yıldız diski önünden geçişinin başlama ve bitiş zamanları hesaplanır, geçiş geometrisi ve örtülmenin derinliği konusunda bilgiler elde edilir. Bu bilgiler ile ışık eğrileri modellenerek geçiş gösteren sistemin bazı gezegen parametreleri elde edilir. Bunlar, gezegen-yıldız yarıçap oranı (R_g/R_y), yıldız yarıçapı biriminde yarı büyük eksen uzunluğu (a/R_y), yörünge eğimi i, kenar kararması parametreleri, transit zamanı (T_0), giriş ve



Şekil 2. Geçiş ve örtülme olaylarının gösterimi (Winn 2010)

çıkış evreleri ve transit süresi. Geçiş gözlemleri ile elde edilen geçiş zamanı ve dönem değerleri tayfsal veya astrometrik verilerden elde edilenlerden daha duyarlıdır (Winn 2010), dolayısıyla bu çalışmalar çok değerli bilgiler sağlar.

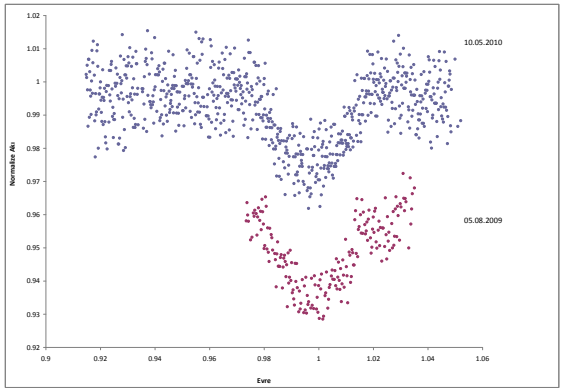
Geçiş olaylarını gözlemenin temel nedenlerinden biri gezegenin kütlesini ve yarıçapını belirlemektir. Ancak tek bir ışık eğrisi ile bu mümkün değildir. Işık eğrisi gezegen yarıçapını değil gezegen-yıldız yarıçap oranını (R_g/R_y) verir, buna karşılık kütlesi hakkında birşey söylemez. Gezegenin kütlesini öğrenmek için ışık eğrisine ek olarak yıldızın dikine hız gözlemi gereklidir. Fotometrik gözlemlerden gezegenin yarıçapı, dikine hız gözlemlerinden ise kütlesi elde edildiğinde gezegenin yoğunluğuna gidilerek iç yapısı modellenebilir. Böylece gezegen oluşum ve evrim modelleri çalışılabilir.

Geçiş zamanı değişimleri başka gezegen ve uyduların hatta gezegen halkalarının varlığını ortaya çıkarabilir. Fotometrik olarak yapılabilecek bir diğer çalışma da geçiş sırasında gezegenin farklı filtrelerde gözlenmesidir. Burada amaç gezegen yıldızın önünden geçtiği süre boyunca kenar kararması fonksiyonunu elde etmektir. Geçiş geometrisinin ve yıldızın kenar kararmasının çalışılması sistemin oluşumu ve evrimi çalışmaları için önemlidir.

2.2 Tayfsal Çalışmalar

Tayfsal çalışmalar ötegezegenlerin atmosferleri hakkında bilgi sağlar. Geçiş sırasında yıldız ışığının bir kısmı gezegenin üst atmosferi içinden geçer. Bu sırada atmosferdeki atom ve moleküllerin özelliklerine bağlı olarak alınan tayfta soğurma çizgileri görülür. Bu çizgiler gözlemciye ötegezegen atmosferinin bileşimi hakkında bilgi verir. Diğer taraftan ötegezegen, yıldız diskinin arkasına geçerken yani örtülme olayı gerçekleşirken yapılan gözlemler gezegenin parlaklık dağılımı ve

yüzey sıcaklığı hakkında bilgi verir (Winn 2010). Gezegen atmosferi tarafından oluşturulan tayfsal değişimlere ek olarak yıldız diskine bağlı olarak meydana gelen değişimler de vardır. Bunlardan en göze çarpanı yıldızın dönmesinden kaynaklanan bir etki olan Rossiter-McLaughlin Etkisidir. Yıldız diskinin gözlemciye yaklaşan tarafındaki ışık maviye kayar, uzaklaşan tarafındaki ise kırmızıya kayar. Böylelikle yıldızın soğurma çizgilerinin biçimi bozulur. Geçiş sırasında yapılan gözlemlerle sistemin dikine hızlarını inceleyerek gezegen oluşum ve göçlerine ilişkin çalışmalar yapılabilir.



Şekil 3. TrES-3b ötegezegeninin AÜG´de elde edilen ilk geçiş ışık eğrileri

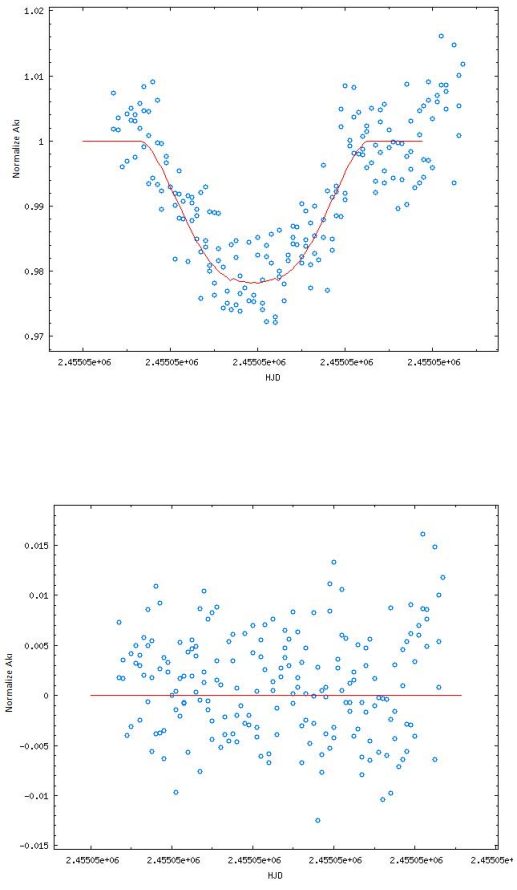
3 Ankara Üniversitesi Gözlemevi Geçiş Gözlemleri

AUG´de ilk ötegezegen gözlemleri 2009 yılı Ağustos ayında geçiş gözlemi projesi kapsamında yürütülmeye başlanmıştır. Gözlemlerde 16" Schmidt- Cassegrain Meade LX200GPS teleskop ve Apogee ALTA U47 CCD kamera kullanılmaktadır. Gözlenen ötegezegenler TrES-3b, HATP-1b, XO-2b, XO-4b, WASP-3b, WASP-12b, WASP,13b, WASP-21b ve WASP-33b´dir. Bu çalışmada TrES-3b ötegezegenine ait 5 Ağustos 2009 ve 10 Mayıs 2010 tarihli ışık eğrilerinden (Şekil 3) elde edilen sonuçlar sunulmaktadır.

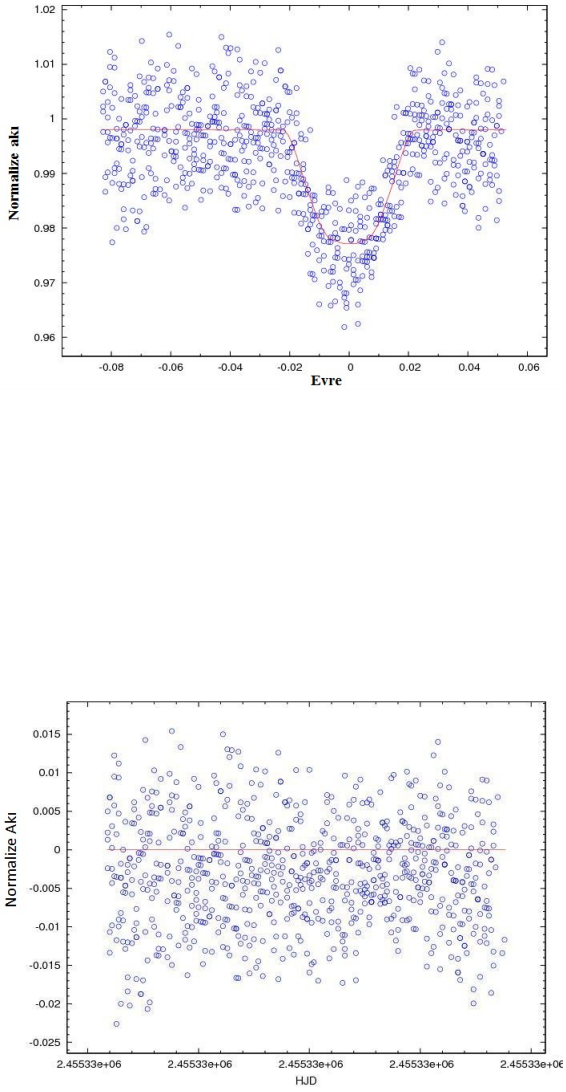
5 Ağustos 2009 tarihli geçiş gözleminde poz süresi 25 s olmak üzere iki saat süreyle R bandında 203 görüntü elde edildi. 10 Mayıs 2010 tarihli geçiş gözleminde poz süresi 15 s olmak üzere R bandında 1103 görüntü elde edildi. Kullanılan mukayese ve denet yıldızları sırasıyla GSC 3089 995 ve GSC 3089 741´dir. Işık eğrisi minimum zamanı, Parabolik fit, Tracing Paper, Bisectors of Chords,

Kwee and van Woerden, Fourier fit ve Sliding Integrations yöntemlerini kullanan Minima 25d (Nelson 2005) programı kullanılarak elde edildi. Geçiş ortası zamanı 05.08.2009 tarihinde 2455049.29922±0,00013 ve 10.05.2010 tarihinde 2455327.51024-0.00184 olarak bulundu.

Tüm CCD görüntüleri standart IRAF yöntemleri ile indirgendi ve farklı açıklıklarda ışık ölçümü DAOPHOT paketi kullanılarak yapıldı. 05.08.2009 tarihine ait geçiş ışık eğrisine yapılan teorik fit O-C farklarıyla birlikte Şekil 4´te, 10.05.2010 tarihine ait geçiş ışık eğrisine yapılan teorik fit O-C farklarıyla birlikte Şekil 5´te görülmektedir.



Şekil 4. TrES-3b ötegezegeninin 05.08.2009 tarihli ışık eğrisine yapılan teorik fit ve O-C farkları



Şekil 5. TrES-3b ötegezegeninin 10.05.2010 tarihli ışık eğrisine yapılan teorik fit ve O-C farkları

Geçiş gösteren gezegenleri çalışanlar ışık eğrisi analizi için kendi yazdıkları kodları kullanmayı tercih etmektedirler. Bu çalışmada, genellikle örten çift yıldızların ışık eğrilerini çalışanların iyi bildiği Wilson-Devinney yöntemine (Wilson and Devinney, 1971) dayanan Phoebe 0.29d kodu (Prsa and Zwitter, 2005) kullanılmıştır. Phoebe kodu ile yapılan benzer bir çalışma daha vardır (Poddany 2008). Phoebe ile ışık eğrisi analizi yapmak için girilmesi gereken başlangıç parametreleri vardır. Söz konusu bir çift yıldız değil de bir yıldız ve bir gezegen olunca kullanılması gereken parametreler de değişmektedir. Gezegen sıcaklığı 3500 K´nın altında olduğu için yıldız atmosfer modeli yerine kara cisim modeli kullanılmıştır. Yıldızın sıcaklığına bağlı olarak albedo ve çekim kararması değerleri sırasıyla 0.5 (Rucinski 1969) ve 0.32 (Lucy 1968) olarak alınmıştır. Yarı büyük eksen uzunluğu, yörünge dönemi ve yıldız sıcaklığı için sırasıyla 0.02283 AB, 1.306 gün, 5650 K alınmıştır (Southworth 2010).

Başlangıçta kütle oranı 0.1 ve i yörünge eğikliği 88° alınmıştır. Sentetik ışık eğrileri gözlenen ışık eğrisi ile uyumlu olana kadar farklı kombinasyonlar denenmiş ve en uygun fitler yapılmıştır. Elde edilen sonuçlar, son yayınlar ile karşılaştırmalı olarak Tablo 1´de verilmektedir. Bu sonuçlara dayanarak Phoebe kodunun ötegezegen geçiş ışık eğrilerinin analizi için uygun bir kod olduğunu söyleyebiliriz.

Çizelge 1. PHOEBE Analizi sonucu bulunan sistem parametreleri ve son yayınlarla olan karşılaştırması

Parametreler	AUG 05.08.2009	AUG 10.05.2010	Sozzetti vd 2009	Southworth 2010
Yıldız Yarıçapı ($R_\odot$)	0.760	0.820	$0.829^{+0.015}_{-0.022}$	$0.818^{+0.011}_{-0.013}$
Gezegen Yarıçapı (R_j)	1.168	1.168	$1.336^{+0.031}_{-0.036}$	$1.305^{+0.027}_{-0.025}$
Eğiklik	82°.60	82°.28	81°.85±0.16	82°.07±0.17
Yıldız Kütlesi ($M_\odot$)	0.926	0.892	$0.928^{+0.028}_{-0.048}$	$0.929^{+0.014}_{-0.013}$
Gezegen Kütlesi (M_j)	2.095	2.096	$1.910^{+0.075}_{-0.080}$	$1.910^{+0.060}_{-0.070}$

4 Tartışma ve Sonuç

Geçiş gösterdiği bilinen gezegenlerin yerden küçük teleskoplarla yapılan gözlemleri, yeterli fotometrik doğruluk değeri elde edene kadar fotometrik analiz yöntemlerinin de geliştirilmesi yoluyla ilrde yeni gezegen bulma çalışmalarında yer almak

için önemli ve kaçınılmaz bir ilk adımdır.

Geçiş zamanları bilinen gezegenlerin çok sayıda ışık eğrisi elde edilerek, daha duyarlı sonuçlar elde edilebilmektedir. Bu nedenle analiz yöntemlerinin geliştirilmesi geçiş gözlemlerinin en önemli adımlarından biridir.

TrES-3 b ötegezegenine ait yaptığımız ilk geçiş gözlemi sonuçları Phoebe 0.29d´nin geçiş eğrisi analizine uygun bir kod olduğunu göstermektedir. Bu doğrultuda AÜG´de devam etmekte olan geçiş gözlemleri ile elde edilen ışık eğrilerinin analizine Phoebe 0.29d kodu ile devam edilecektir, aynı zamanda alternatif çözüm yöntemleri de denenecektir.

Kaynaklar

Bakos, G., Noyes, R.W., Kovacs, G., Stanek, K.Z., Sasselov, D.D. and Domsa, I.: Wide-Field Millimagnitude Photometry with the HAT: A Tool for Extrasolar Planet Detection. PASP **116** (2004) 266–277

Charbonneau, D., Brown, T.M., Latham, D.W. and Mayor, M.: Detection of Planetary Transits Across A Sun-Like Star. ApJ **529** (2000) 45–48

Hudgins, W.D. and Filipovic, M.D.:Photometric Techniques Using Small College Research Instruments for Study of the Extrasolar Planetary Transits of HD 209458. PASA **19** (2002) 443-447

Lucy, L.B.: The Structure of Contact Binaries. ApJ **151** (1968) 1123L

Major, M. and Queloz, D.: A Jupiter Mass Companion to a solar-type star. Nat **378** (1995) 355M

McCullough, P.R., Stys, J.E., Valenti, J.A., Fleming, S.W., Janes, K.A. and Heasley, J.N.: The XO Project: Searching for Transiting Extrasolar Planet Candidates. PASP **117** (2005) 783–795

Nelson, R.H.: Web Sitesi. http://members.shaw.ca/bob.nelson/software1.htm (2005)

Poddany, S.: How to use the Phoebe code to solve transiting exoplanet light curve. OEJV **95** (2008) 81P

Pollacco, D., Skillen, I., Cameron, D., Christian, J., Irwin, T., Lister, R., Street, R., West, W., Clarkson, W., Evans, N., Fitzsimmons, A., Haswell, C., Hellier, C., Hodgkin, S., Horne, K., Jones, B., Kane, S., Keenan, F., Norton, A., Osborne, J., Ryans, R. and Wheatley, P.: The WASP Project and SuperWASP Camera. AP&SS **304** (2006) 253-255

Prsa, A. and Zwitter, T.: A Computational Guide to Physics of Eclipsing Binaries. I. Demonstrations and Perspectives. ApJ **628** (2005) 426–438

Rucinski, S.M.:The Proximity Effects in Close Binary Systems. II. The Bolometric Reflection Effect for Stars with Deep Convective Envelopes. AcA **19** 245

Schneider, J.: Web Sitesi. exoplanet.eu (1995)

Southworth, J.:Homogeneous studies of transiting extrasolar planets - III. Additional planets and stellar models. MNRAS **408** (2010) 1689

Wilson, R.E.,Devinney, R.J.: Realization of Accurate Close-Binary Light Curves: Application to MR Cygni. ApJ **166** (1971) 605

Winn, J.N.: Transits and Occultations. arXiv **1001** (2010) 2010

Wolszczon, A. and Frail, D.A.: A planetary system around the millisecond pulsar PSR1257+12. Nature **355** (1992) 145–147

XVII. Ulusal Astronomi Kongresi VI. Ulusal Öğrenci Astronomi Kongresi
31 Ağustos - 4 Eylül 2010, Adana

FF AQUARII SİSTEMİNİN SOĞUK BİLEŞENİ ÜZERİNDEKİ LEKELER VE AKTİF BOYLAMLAR

Esin SİPAHİ*, Serdar EVREN

Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, İzmir

Özet FF Aqr sistemi bir bileşeni sıcak altcüce diğer bileşeni ise kırmızı bir dev olan yıldızlardan oluşur. Bu çalışmada sistemin 2002-2009 yılları arasında Ege Üniversitesi Gözlemevi'nde V süzgecinde elde edilen sekiz yıllık fotometrik verisi kullanılarak ışık eğrilerindeki uzun dönemli değişimler tartışıldı. Sistemin baş minimumunda tam tutulma görülür. Tam tutulma sırasında belirlenen soğuk bileşenin tayf türü ve ışıtma sınıfı G5III'dür. Tutulma içi parlaklığın değişimi ortalama parlaklık değişimine benzerdir yani 2002 yılından 2009 yılına kadar tutulma içi parlaklık azalır. Bu azalma miktarı V renginde $0^m.5$'dir. Tutulma içindeki parlaklıkta yıllar içerisinde görülen bu değişim dev bileşenden kaynaklanır. Tutulma içi renk değişimlerinde de 2002-2009 yılları arasında sistem tüm renklerde sürekli daha kırmızı olma eğilimindedir. Bu durum, dev yıldızdaki aktivite yapılarının daha ziyade karanlık lekeler olduğunu gösterir. Sisteme ilişkin belirlenen uzun dönemli parlaklık değişimleri $\sim$10 yıllık bir aktivite çevrimi gösterir. Tutulma dışı değişimin minimum olduğu evreler $\sim$5 yıllık süreler içerisinde 180° farklı evreye kayar.

1 Giriş

FF Aqr bir sıcak altcüce OB yıldızı ile G8-K0III bileşeni içerir (Dworetsky et al. 1977, Marilli et al. 1995). Sistemin fotometrik gözlemleri ilk defa Dworetsky et al. (1977) tarafından yapılmıştır. Bu çalışmada tutulma dışı ışık değişiminde, maksimum ışık değişimi 0.55 evre civarında görülür. Dorren et al. (1982) sistemin IUE uydusu ile moröte gözlemlerinden sdOB bileşenin sıcaklığını $T_e \approx 35\,000$ K olarak vermiştir. Dorren et al. (1983)'de sistemin 1977-1978 yıllarına ilişkin Strömgren b, v, y süzgeçlerinde gözlemleri yapılmış ve elde edilen ışık eğrilerinde tutulma dışı değişimin maksimum olduğu anın 0.72 evrede oluştuğu görülmüştür. Baliunas et al (1986) tarafından da sistemin IUE tayfı alınmış ve tam tutulma evrelerinde kuvvetli NV, CIV and CII çizgilerinin varlığı görülmüştür. Sistemin UBV fotometrisi ve H_α tayf çalışması Marilli et al. (1995) tarafından da yayınlandı. Diğer bir çalışma Vaccaro & Wilson (2003) tarafından yapılmış ve sistemin elde edilen ışık eğrileri soğuk bileşen üzerindeki soğuk lekeler ile modellenmiştir.

* e-mail:esin.sipahi@mail.ege.edu.tr

FF Aqr sisteminin 2002-2009 yılları aralığında fotometrik gözlemlerini yaptık. Gözlemler ikinci bölümde verildi. Bölüm 3'te ise sistemin baş minimumda tam tutulma içindeki parlaklık ve renk değişimleri tartışıldı. Tutulma dışı ışık değişimlerinin minimum olduğu evrelerin (θ_{min}) yıllara göre değişimi ise Bölüm 4'te verildi. Son olarak elde edilen sonuçlar Bölüm 5'te değerlendirildi.

2 Gözlemler

FF Aqr sisteminin fotometrik gözlemleri Ege Üniversitesi Gözlemevi'nin 48-cm çaplı teleskobuna bağlı yüksek hızlı üç kanallı Vilnius fotometresi ve 30-cm çaplı Meade teleskobuna bağlı SSP-5 fotometresi ile yapıldı. Gözlemlerde geniş band Johnson UBVR süzgeçleri kullanıldı. BD -03° 5361 mukayese ve GSC 5227 208 denet yıldızı olarak seçildi. Gözlem zamanları güneş merkezine indirgendi. Diferansiyel parlaklıkların standart parlaklıklara dönüştürülebilmesi için sistem bazı gecelerde Landolt (1992)'den seçilen BD +00° 4766 (V=10^m.004, U-B=-0^m.001, B-V=0^m.0454, V-R=0^m.281) ve BD +00° 4767 (V=10^m.306, U-B=0^m.844, B-V=1^m.058, V-R=0^m.570) yıldızları ile birlikte gözlendi. FF Aqr için 2003 yılı ışık eğrilerinden tam tutulma anı için V=$9^m.349 \pm 0.006$ ve B-V=$1^m.079 \pm 0.020$ olarak hesaplandı. Tam tutulma anı için gözlenen renkler (U-B)-(B-V) renk-renk diyagramında yerleştirilip kızıllaşmamış renkler $(U\text{-}B)_0=0^m.460$ ve $(B\text{-}V)_0=0^m.820$ olarak elde edildi. Tam tutulma anı için bulunan kızıllaşmamış renkler bir G5III yıldızınınkine karşılık gelir (Allen 2000).

Sistemin ışık eğrilerinde baş minimumda tam tutulma görülürken yan minimum görülmez. Sistemin baş minimumu 2002-2009 gözlem sezonlarındaki tüm yıllar için elde edilmiştir. Sistem BVR süzgeçlerinde elde edilen ışık eğrilerinde tutulma dışı dalga benzeri değişim gösterir ve bu ışık değişiminin genliği yıldan yıla değişir. Sistem 2002, 2003, 2004 ve 2005 yıllarında maksimum ışığa yaklaşık 0.0 evre civarında ulaşırken ∼0.5 evrede minimum yapar. 2006 yılı ve sonraki yıllarda ise ışık eğrilerindeki değişim oldukça farklıdır. Sistem maksimum ışığa ∼0.50 evre civarında ulaşırken 0.0 evre civarında önceki yıllara göre çökme görülür. Sistemin ışık değişimleri, bileşenlerin evrim durumları ve sisteme ilişkin leke aktivite yapıları Sipahi (2008)'de verilmiştir.

3 Tutulma Dışı Işık Değişimlerinin Minimum Olduğu Evrelerin (θ_{min}) Değişimi

Sistemin soğuk bileşeninin leke aktivitesi üzerine ayrıntılı bir çalışma literatürde bulunmamaktadır. Işık eğrileri aktif bölgelerin enlemi üzerine herhangi bir bilgi vermez. Fakat aktif bölgelerin boylamı üzerine güvenilir bilgi ışık eğrilerinden sağlanabilir. RS CVn sistemleri ışık eğrilerinde iyi belirlenebilecek bir ya da iki dalga benzeri bozulma minimumu gösterir. Bu minimumların evreleri (θ_{min}) doğrudan baskın etki gösteren aktif bölgenin boylamını verir (Raveendran & Mohin 1995). FF Aqr sisteminin eldeki ışık eğrilerinde soğuk bileşen üzerindeki aktif bölgelerden kaynaklı değişimler tek minimumlu olarak görülür. Bu minimumlara karşılık gelen evreler θ_{min} olarak belirlendi ve Çizelge 1'de verildi.

RS CVn türü sistemlerin ışık eğrilerindeki dalga benzeri bozulmanın minimum olduğu evrelerin yıllar içerisinde değişimi, dönme ve dolanma hareketi arasındaki eşdönmenin tam olmadığını gösterir. Bu eş olmayan dönme dalga minimumlarının evreye göre göç etmesine neden olur (Hall 1992). FF Aqr için belirlenen minimum evrelerin yıllara göre değişimi Şekil 1'de görülür.

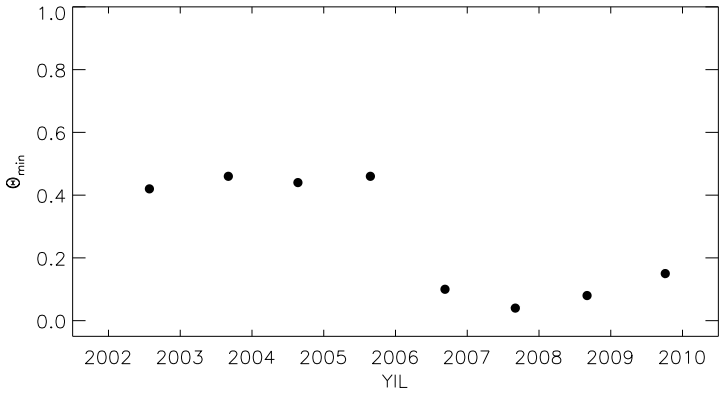
Çizelge 1. FF Aqr sisteminin ışık eğrilerinde belirlenen tutulma dışı dalga benzeri bozulmanın minimum olduğu evreler (θ_{min}).

Yıl	θ_{min}
2002.57	0.42
2003.67	0.46
2004.64	0.44
2005.65	0.46
2006.69	0.10
2007.67	0.04
2008.67	0.08
2009.76	0.15

Şekil 1'de tutulma dışı ışık değişiminin minimum evrelerinin yıllara göre değişimi incelendiğinde belirgin iki gruba ayrılma görülür. Bu durum soğuk bileşen üzerinde iki ayrı seçilmiş aktif boylamın varlığını açıkça gösterir. 2006 yılında flip-flop olayı gerçekleşmiştir ve 180° farklı boylamda yer alan aktif boylam etkin olmaya başlamıştır.

4 Baş Minimumda Tam Tutulma İçindeki Parlaklık Değişimi

Olson & Etzel (1995) tarafından soğuk alt dev ya da dev bileşene sahip ve tam tutulma gösteren Algol türü sistemlerde uzun dönemli ışıkölçümden belirlenen değişimlerin birçok RS CVn türü çifte benzer olduğu ve bu tür değişimlerin Algoller'deki soğuk bileşenler üzerindeki aktif bölgelerin varlığından kaynaklanabileceği belirtildi. Fakat bu tür bir çalışma için oldukça az sistem ve gözlem bulunur. Bu düşünce ile FF Aqr sistemi için 2002-2009 yılları arasındaki baş minimum gözlemlerinden tam tutulma içindeki ortalama parlaklıklar ve renkler belirlenerek Çizelge 2'de verildi. V rengi için tutulma içi parlaklığın ve U-B, B-V, V-R renklerinin yıllara göre değişimi Şekil 2'de verildi. Tutulma içi parlaklığın gözlem aralığı boyunca değişimi de ortalama parlaklık değişimine benzerdir yani 2002 yılından 2009 yılına kadar tutulma içi parlaklık azalır. Baş minimum tam tutulma biçiminde olduğundan minimum tabanında sadece dev bileşeni görürüz. Dolayısı ile parlaklıkta yıllar içerisinde görülen azalma dev bileşenden kaynaklanır. Sisteme ilişkin 2002 yılından 2006 yılına kadar 0.5 evrede bir çökme olduğundan bahsettik. Fakat ilerleyen gözlem yıllarında dev yıldızın bize bakan



Şekil 1. Sistemin ışık eğrilerinden belirlenen leke minimum evrelerinin (θ_{min}) yıllara göre değişimi.

yüzeyindeki aktif boylam etkin olur. Baş minimumda yıldızın sönükleşmesine neden olarak tutulma içi parlaklık ve rengini azaltır.

Çizelge 2. FF Aqr sisteminin baş minimumda belirlenmiş tam tutulma sırasındaki (tutulma içi) V parlaklıkları ve renkleri.

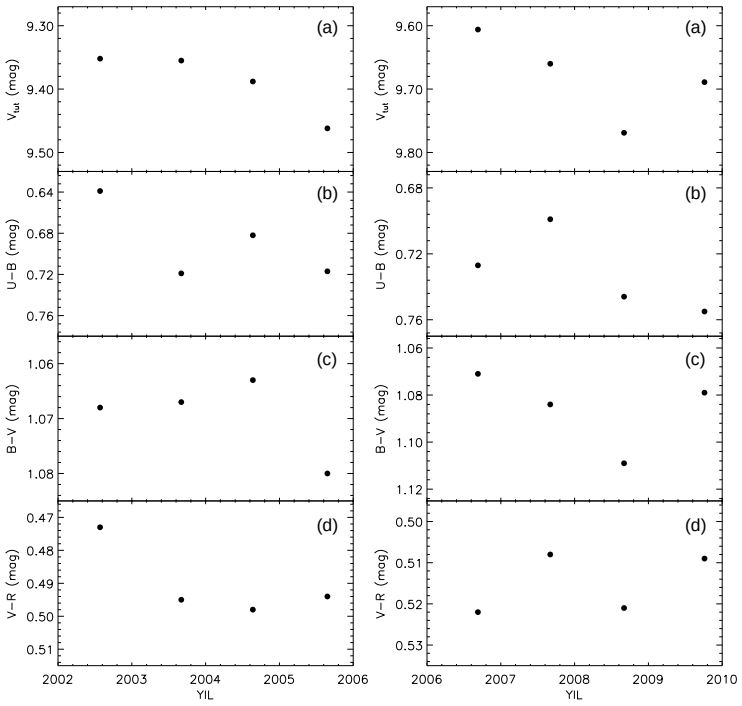
Yıl	V (mag)	U-B (mag)	B-V (mag)	V-R (mag)
2002.57	9.352	0.639	1.117	0.473
2003.67	9.355	0.719	1.067	0.495
2004.64	9.388	0.682	1.063	0.498
2005.65	9.462	0.717	1.080	0.494
2006.69	9.606	0.727	1.071	0.522
2007.67	9.660	0.699	1.084	0.508
2008.67	9.769	0.746	1.109	0.521
2009.76	9.689	0.755	1.079	0.509

Tutulma içi renk değişimlerini incelediğimizde 2002-2009 yılları arasında sistem tüm renklerde sürekli daha kırmızı olma eğilimindedir. Sistemin yıllar içinde daha sönükleşirken tüm renklerin daha kırmızı olacak şekilde değişmesi dev yıldızdaki aktivite yapılarının karanlık lekeler olduğunu destekler.

5 Tartışma

Çalışmamızda FF Aqr sisteminin ışık eğrilerinde tam tutulma içindeki parlaklık ve renk değişimlerini inceledik ve tutulma içi parlaklığın zamanla değiştiğini belirledik. Sistemin V süzgeci için 2002 yılından 2009 yılına kadar elde edilen tutulma içi parlaklığı $\sim 0^m.42$ kadar azalma gösterir. Sistemin V rengindeki verileri üzerinden tutulma içi parlaklığın ve U-B, B-V, V-R renklerinin yıllara göre değişimini inceledik. Sistemin tutulma içi parlaklığı tıpkı sistemin ortalama parlaklığı gibi yıllar içerisinde sürekli söner. Ortalama parlaklık sisteme ilişkin bilgi verirken tutulma içi parlaklık soğuk bileşenin aktivite özelliklerini yansıtır. Tutulma içi renk değişimlerine bakıldığında 2002-2009 yılları arasında tüm renklerde sürekli kırmızılaşma görülür. Sistemin ortalama parlaklığı tüm yıllarda azalmaya devam ederken renklerin daha kırmızı olması aktivite yapılarının karanlık lekeler olduğunu gösterir.

2002-2005 yıllarında elde edilen ışık eğrilerinde tutulma dışı değişimin ∼0.5 evre civarında minimum yaptığını görmekteyiz. 2006 yılından sonra ise bu durum değişmiş, tutulma dışı ışık değişimi ∼0.5 evre civarında maksimum olurken ∼0.0 evre civarında minimum olmuştur. Bu durum yıldızın üzerinde iki farklı seçilmiş aktif boylamın varolduğunu ve 2006 yılında diğer aktif boylamın etkin olmaya başladığını gösterir. İki aktif boylam ve flip-flop olayı yıldız aktivitesinin tipik göstergeleridir (Berdyugina 2006). RS CVn yıldızlarına ek olarak FK Com yıldızlarında da görülür (Jetsu et al. 1993, Korhonen et al. 2002). Tutulma dışı değişimin minimum olduğu evreler ∼5 yıllık süreler içerisinde 180° farklı evreye



Şekil 2. Sistemin V süzgecindeki ışık eğrilerinden baş minimumda belirlenen tutulma içi parlaklık (a) ve renk değişimleri (b, c, d).

kayar. FF Aqr sisteminin soğuk bileşeni üzerinde kalıcı iki aktif boylamın varlığı sözkonusudur. Bir aktif boylam ∼5 yıllık bir süre içerisinde etkinliğini kaybederken diğer 5 yıl ise ikinci aktif boylam etkin olur. Bu tür yapılar diğer RS CVn sistemlerinde de belirlenmiştir (Örn. II Peg, Berdyugina 1998).

Örtme gösteren aktif çift sistemler yıldız aktivitesi çalışmalarında önemlidir. Bileşenler arasındaki karşılıklı çekim nedeniyle hızlı dönme sistemlerin yaşamları boyunca aktivite düzeylerinin yüksek olmasına neden olur. RS CVn sistemleri manyetik aktivitenin araştırılmasında önemli bir yere sahiptir. FF Aqr örten çifti de bu tür yıldızlara iyi bir örnektir. Sistemin aktivite doğasını daha iyi ortaya koyabilmek için fotometrik gözlemlerinin devam ettirilmesi gerekir.

Kaynaklar

Allen, C.W., 2000, Astrophysical Quantites, p. 388
Baliunas, S.L., Loesser, J.G., Raymond, J.C., Guinan, E.F., Dorren, J.D., 1986, Proceedings of an International Symposium on New Insights in Astrophysics, p 185-187
Berdyugina, S.V., 2006, Highlights of Astronomy, Volume 14, Solar and Stellar Activity Cycles, 26th meeting of the IAU, Karel A. Van der Hucht, ed. p.275
Berdyugina, S.V., Berdyugin, A.V., Ilyin, I., Tuominen, I., 1998, A&A, 340, 437
Dorren, J. D., Guinan, E. F., Sion, E. M., 1982, IUE, 82, 517
Dorren, J.D., Guinan, E.F., Sion, E.M., 1983, IBVS No. 2305
Dworetsky, M.M., Lanning, H.H., Etzel, P.E., Patenaude, D.J., 1977, MNRAS, 181, 13
Hall, D.S., 1992, Robotic telescopes in the 1990s, Proceedings of the Symposium, p. 27-38
Jetsu, L., Pelt, J., and Tuominen, I., 1993, A&A, 278, 449
Korhonen, H., Berdyugina, S.V., and Tuominen, I., 2002, A&A, 390, 179
Landolt, A.U., 1992, AJ, 104, 340
Marilli, E., Frasca, A., Bellina-Terra, M., Catalano, S., 1995, A&A, 295, 393
Olson, E.C. ve Etzel, P.B., 1993, AJ, 106, 342
Raveendran, A.V. and Mohin, S., 1995, A&A, 301, 788
Sipahi, E., 2008, Doktora Tezi, Ege Üniversitesi, Fen Bilimleri Enstitüsü, İZMİR
Vaccaro, T.R. ve Wilson, R.E., 2003, MNRAS, 342, 564

oEA TÜRÜ BİR ÇİFT SİSTEM: BG PEG

Esin Soydugan[1,2⋆], Faruk Soydugan[1,2], T. Şenyüz[2], ve Filiz Kahraman[1,2]

[1] Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fizik Bölümü, Çanakkale
[2] Çanakkale Onsekiz Mart Üni., Astrofizik Araştırma Merkezi ve Gözlemevi

Özet Bu çalışmada δ Scuti bileşenli klasik Algol BG Peg'in yeni fotometrik gözlemleri sunulmaktadır. B ve V filtrelerindeki ışık eğrilerinin çözümüyle, bileşenlerin geometrik ve fiziksel parametreleri bulundu ve her bir ışık eğrisine ilişkin kuramsal eğriler oluşturuldu. Çiftten kaynaklanan yakınlık etkileri (yansıma, basıklık, tutulma etkileri) hesaplanan kuramsal eğrilerden, farkların alınmasıyla ortadan kaldırıldı. Artık verilere, frekans analizi yapılarak, BG Peg'in sıcak bileşeninin 0.039 and 0.047 gün dönemli iki modla zonklama gösterdiği bulundu. Zonklayan bileşenin bulunan modlara göre, küresel harmonik derecesi ($l = 2$) olarak hesaplandı. Buna göre, BG Peg'in sıcak bileşeni çapsal olmayan (non-radial) zonklama göstermektedir. Toplam zonklama genliği $0^m.045$'dir. Ayrıca sistemin, yörünge dönemi değişimi de incelendi. O-C analizi azalan bir parabolik değişim göstermektedir. Bu azalma miktarı oranı yüzyıl başına saniyede -5.5'tir. Bu değişim soğuk bileşenin manyetik aktivitesinden kaynaklanabilir. Sinüs benzeri değişimlerin nedeni de, sistemin çevresinde bulunan ve görünmeyen bir bileşen nedeniyle olabilir.

1 Giriş

BG Peg (SVS 286), 1.952443 gün yörünge dönemli Algol türü bir çift sistemdir. Sistemin toplam parlaklığı V filtresinde, $10^m.50$'dir (Samus et al., 2003). Brancewicz ve Dworak (1980), Svechnikov ve Kuznetsova ve Budding ve ark. (2004) yaklaşık olarak, bu sistemin salt parametrelerini ve sistemin baş bileşeninin tayf türünü A2 olarak vermişlerdir. Sistemin baş minimum derinliği, $1^m.10$'dir (Malkov, 2006). Soydugan ve diğ. (2006) tarafından bu sistemin sıcak bileşeni zonklamaya aday sistemler arasında gösterilmiştir. 2009 yılında BG Peg'in sıcak bileşeninin zonklamadan kaynaklanan parlaklık değişimleri gösterdiği Soydugan ve diğ. (2009) tarafından literatürde duyurulmuştur. Dvorak (2009), içerisinde BG Peg'in de bulunduğu dört tane Algol türü çift sistemin sıcak bileşeninde δ Scuti türü değişim belirledi. Sistemin ilk fotometrik çalışması Soydugan ve ark. (2011) tarafınfan yapılmıştır.

Bu çalışmada, yapılan fotometrik gözlemler bölüm 2'de, sistemin yörünge dönemi değişimi bölüm 3'te, ışık eğrisi çözümü ve sıcak bileşenin frekans analizi sırasıyla bölüm 4 ve 5'te, bulunan sonuçlar ve yorumlanması ise, son bölümünde yer almaktadır.

⋆ esoydugan@comu.edu.tr

2 Fotometrik Gözlemler

BG Peg 2008 gözlem sezonunda Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Gözlemevi'nde 13 gece ve yaklaşık olarak 56 saat gözlendi. TYC 1698-1052 ($V_T = 10^m.98$) and TYC 1698-1142 ($V_T = 12^m.18$) gözlemlerde sırasıyla mukayese ve denet yıldızı olarak seçildi. Gözlemler süresince B ve V filtrelerinde sırasıyla 1476 ve 1518 gözlem noktası elde edildi. Gözlem duyarlılığı her iki filtre için $\pm\ 0^m.01$'dir. Işık eğrisini evrelendirmek için, kullanılan $T_0 = 24\ 54749.4466$ (bu çalışmada elde edilen minimum zamanı), $P_b = 1.952441$ (Kreiner; 2004)'dir.

3 Yörünge Dönem Analizi

Yörünge dönem analizde kullanılan veri, Kreiner ve ark. (2001)'dan alındı. BG Peg'in yapılan gözlemlerinden bir minimum zamanı elde edildi. Bu veri de dönem analizinde kullanıldı.

80 minimum zamanı (55 görsel, 6 fotogörsel, 4 fotoğrafik, 2 fotoelektrik ve 13 CCD) 1931-2009 zaman aralığını kapsamaktadır. Dönem analizinde, Şekil 1a'da elips içerisinde kalan 14 görsel minimum zamanı, hatalı olduğu için kullanılmamıştır. O-C artıklarını hesaplamak için kullanılan doğrusal ışık elemanları Kreiner ve ark. (2001) tarafından hazırlanan O-C Atlasından alındı:

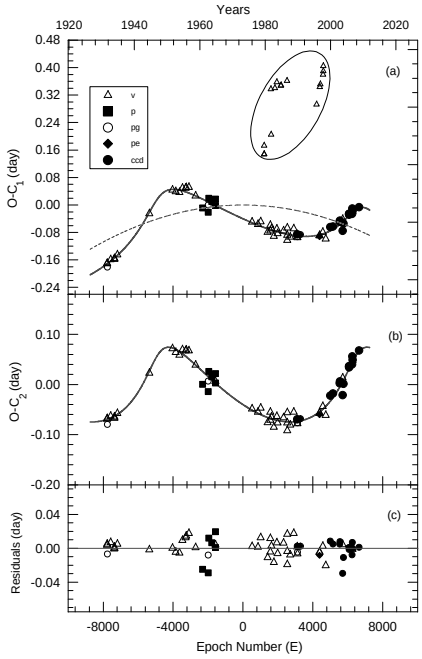
$$MinI(HJD) = 2441764.011 + 1.952444 \times E \qquad (1)$$

Tablo 1. BG Peg'in O-C analizinden elde edilen parametre değerleri.

Parametre	Değer	Standart sapma
T_0 (HJD)	2441764.0205	0.0075
P_{orb} (days)	1.952404	1×10^{-6}
Q (days)	-1.7×10^{-9}	2×10^{-10}
$a_{12}sini'$ (AU)	14.0	0.3
e'	0.53	0.04
ω' (deg)	223	5
T_3 (HJD)	2443193	237
P_3 (year)	60.8	1.2

O-C analizinde görsel veri 1, fotogörsel veri 2, fotoğrafik veri 3, fotoelektrik veri 8 ve CCD verisi 10 ağırlıkta kullanıldı. BG Peg'in O-C artıkları Şekil 1a'dan görüldüğü gibi parabolik ve çevrimsel değişim göstermektedir. Çevrimsel değişimin nedeni sistemde görülmeyen olası bir üçüncü cismin varlığı olabilir. Buna göre O-C verisi üçüncü cisim denklemi parabolik terim kullanılarak analiz edildi (bkz. Soydugan ve ark., 2011). Bulunan sonuçlar Tablo 1'de verilmektedir. Üçüncü cismin yörünge dönemi 61±1 yıl ve yörüngesinin yarı büyük eksen uzunluğu ise 14.0 ± 0.3 AB olarak bulunmuştur. Görünmeyen bileşenin kütle

fonksiyonu ise f(m_3)= 0.740 ± 0.054 $M_\odot$ olarak hesaplandı. 90, 70 ve 50 derecelik farklı yörünge eğikliği için, olası üçüncü cismin kütlesi 0.77, 0.92 ve 1.67 $M_\odot$ olarak bulundu. BG Peg'in parabolik değişiminden kaynaklanan dönemdeki azalma miktarı ise dP/dt= -3.3x10^{-7} yıl^{-1} olarak hesaplandı (bkz. Soydugan ve ark., 2011).



Şekil 1. BG Peg'in O-C değişimi ve teorik eğri fitleri a) Aşağı parabol üzerine binmiş sinüslü temsili b) Parabolden olan farklar c) En iyi kuramsal fitten kalan artıklar .

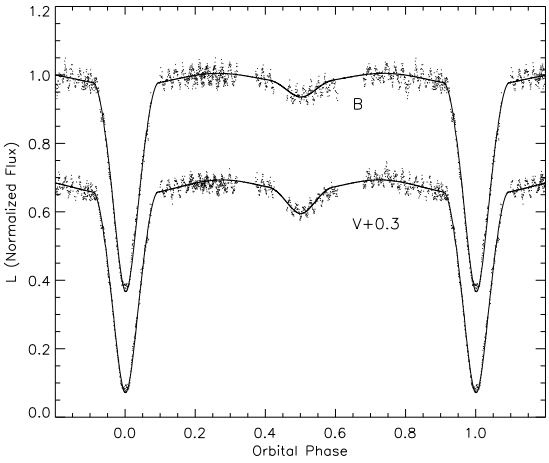
4 Işık Eğrisi Çözümü

BG Peg'in baş bileşeninin zonklama özelliklerini ortaya koyabilmek için, tutulma ve yakınlık etkilerini (yansıma, basıklık) gözlemlerden çıkarmak üzere kuramsal ışık eğrileri oluşturuldu. Kuramsal ışık eğrileri, Wilson & Devinney (W-D) programının (Wilson & Dewinney, 1971) 2003 sürümü (van Hamme & Wilson 2003) ile hesaplandı.

Bu çalışmada, sistemin ışık eğrisi çözümünde ayrık ve yarı-ayrık yaklaşım olmak üzere iki farklı çözüm denendi. Sistemin bileşenlerinin potansiyel değerlerine göre; literatürde de belirtildiği gibi, sistemin yarı-ayrık olduğuna karar verilerek, çözümlerde yarı-ayrık yaklaşım kullanıldı.

Tablo 2. BG Peg'in ışık eğrisi çözümünden elde edilen parametre değerleri.

Parametre	**B**	**V**	**B&V**
i(deg)	83.2(2)	83.9(2)	83.2(1)
T_1(K)	8770	8770	8770
T_2(K)	5271(200)	5125(200)	5155(200)
Ω_1	3.643(37)	3.557(29)	3.638(23)
Ω_2	2.304	2.284	2.313
Phase shift	+0.0021(1)	+0.0012(1)	+0.0012(1)
q (=M_2/M_1)	0.229(4)	0.219(4)	0.233(3)
l_3	0.0	0.0	0.0
e	0.0	0.0	0.0
x_1	0.761	0.660	0.761(B), 0.660(V)
x_2	0.852	0.800	0.852(B), 0.800(V)
g_1	1.0	1.0	1.0
g_2	0.32	0.32	0.32
L_1 /(L_1 + L_2)	0.956	0.931	0.962(B), 0.924(V)
L_2 /(L_1 + L_2)	0.044	0.069	0.038(B), 0.076(V)
r_1 (ort)	0.298(3)	0.303(3)	0.297(2)
r_2 (ort)	0.259(1)	0.256(1)	0.260(1)



Şekil 2. BG Peg'in B ve V filtrelerindeki ışık eğrilerinin kuramsal eğrilerle uyumu.

Çözüm sırasında bazı parametreler sabit bazıları da ayarlanabilir paramet-re olarak kabul edildi. Baş bileşenin sıcaklığı, A2 tayf türüne karşılık 8770 K olarak kabul edildi (Popper, 1980). Bolometrik albedolar ($A_{1,2}$) radyatif atmosferler (baş bileşen) için 1.0 ve konvektif atmosferler (yoldaş bileşen) için 0.5 olarak

Rucinski (1969)'den seçildi. Kenar kararma katsayıları ($g_{1,2}$) rad-yatif atmosferler için 1.0 olarak von Zeipel (1924)'den ve konvektif atmosferler için 0.32 olarak Lucy (1967)'den alındı. Klasik Algoller'in evrim durumlarından beklenildiği üzere, sistemin dairesel yörüngede (e=0) olduğu varsayıldı. Baş ve yoldaş bileşenin eş zamanlı dönme gösterdiği kabul edilerek dönme parametreleri ($F_h = F_c$) 1 olarak kabul edildi. Tablo 2'de hataları ile verilen parametreler çözüm sırasında serbest bırakılırken, diğer parametreler ise sabit olarak alındı (Soydugan ve ark., 2011).

Çözümdeki iterasyonlar, serbest parametrelere ilişkin düzeltme değerlerinin hata değerlerinden daha küçük olmasına kadar devam ettirildi. B ve V filtrelerindeki ışık eğrilerinin ayrı ayrı ve eş-zamanlı çözümünden elde edilen sistem ve bileşen parametreleri Tablo 2'de verilmektedir. Tablodaki çözüm parametreleri ile oluşturulan kuramsal eğrilerle, B ve V filtrelerinde elde edilmiş normalize ışık eğrileri Şekil 2'de gösterilmektedir.

5 Frekans Analizi

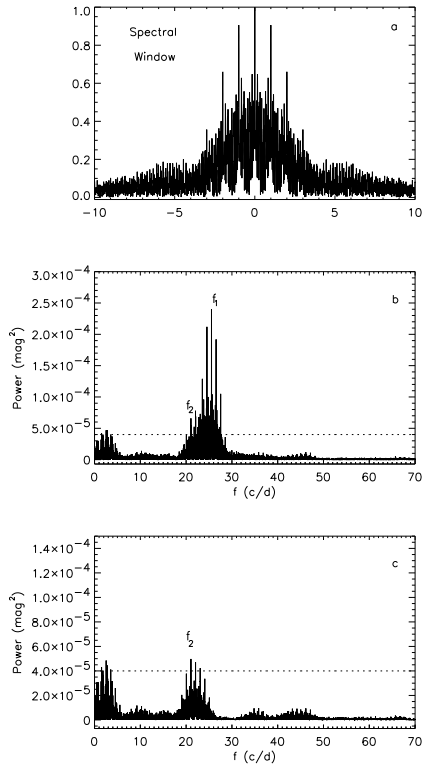
BG Peg'in örten çift olma özelliğinden yararlanılarak sistem ve bileşene ilişkin bazı parametreleri elde edilmiş ve çift özelliğinden kaynaklanan ışık değişimleri modellenmiştir. Frekans analizine başlamadan önce oluşturulan bu kuramsal eğrilerle gözlem noktalarının farkları alınarak çift olmadan kaynaklanan etkiler ortadan kaldırılmış ve sadece sıcak bileşenin zonklamasından kaynaklanan değişimler elde edilmiştir. B ve V filtreleri için oluşturulan bu fark değerleri, frekans analizi yapmak üzere; PERIOD04 (Lenz & Breger 2005) programında kullanıldı. Buna göre, BG Peg'in sıcak bileşeni V filtresinde iki modla zonklamaktadır. Frekans değerleri f= 25.54 c/d and f= 21.05 c/d'dir. B filtresinde de aynı frekans değerleri elde edilmiştir. Breger ve ark. (1993)'nın koyduğu ölçüte göre (S/N) ≥ 4 olan tüm frekanslar anlamlıdır. B filtresinde, ikinci frekansın S/N oranı 3.89'dur. Bu nedenle anlamlı kabul edilmemiştir.

En yüksek pik 25.54 c/d (yaklaşık 56 dakika) ve bu frekans değerine karşılık zonklama genliği B ve V filtrelerinde sırasıyla $0^m.036$ ve $0^m.031$'dir. Baskın frekans arandırıldıktan sonra, artıklara ikinci bir frekans analizi yapılmış, 21.05 c/d'lik (yaklaşık 68 dakika) bir frekans değeri elde edilmiştir. Bu frekans değeri duyarlılık sınırının üzerinde kaldığından anlamlı olarak kabul edilmiştir. İkinci frekans arındırıldıktan sonra artıklara bir kez daha frekans analizi yapılmış bulunan 2.83 c/d'lük frekans değeri, δ Scuti yıldızlarının frekans aralığında bulunmadığı için anlamlı olarak kabul edilmemiştir.

Tablo 3, B ve V filtreleri için, frekans analizinden elde edilen parametre değerleri içermektedir. Toplam zonklama genliği V filtresinde $0^m.45$'dir. Kuschnig ve ark. (1997)'na göre V filtresinde birinci ve ikinci frekanslar için, duyarlılık sınırı %99.9'dur. B filtresindeki ikinci frekans değeri için bu değer daha düşüktür. Frekans analizinden elde edilen sonuçlar kullanılarak V filtresi için tayfsal pencere (spectral window) ve güç tayfı (power spectrum) duyarlılık sınırı ve temel frekans arındırıldıktan sonra artıklara çizilen güç tayfı ve duyarlılık sınırı sırasıyla Şekil 3a,b ve c'de gösterilmektedir.

Tablo 3. BG Peg'in baş bileşeninin zonklama özellikleri.

Filtre	Frekans $(c/d)^{-1}$	Yarı Genlik (mag)	Evre (rad)
B	25.5438±0.0004	0.0180±0.0006	0.5398±0.0049
	21.0553±0.0009	0.0079±0.0006	0.3426±0.0107
V	25.5438±0.0004	0.0153±0.0005	0.5514±0.0050
	21.0553±0.0009	0.0072±0.0005	0.3187±0.0107



Şekil 3. a) Tayfsal pencere b)güç tayfı ve duyarlılık sınırı (yatay çizgi) c) baskın frekans arındırıldıktan sonra, güç tayfı ve duyarlılık sınırı (yatay çizgi).

Sıcak bileşene ilişkin zonklama sabiti, Petersen & Jørgensen (1972) tarafından verilen eşitliğe göre hesaplandı.

$$logQ = -6.454 + logP + 0.5logg + 0.1M_{bol} + logT_{eff} \quad (2)$$

Eşitlikte bulunan, zonklayan baş bileşenin bolometrik ışıtma değeri Svechnikov ve Kuznetsova (1990)'dan $1^m.35$ ve etkin sıcaklık değeri Popper (1980)'dan 8770

K olarak alındı. Çekim ivmesi Straizys ve Kuriliene (1981) tarafından veri-len eşitliğe göre hesaplandı.

$$logg = logM + 4logT_{eff} + 0.4M_{bol} - 12.49 \quad (3)$$

Bu eşitlikte baş bileşenin kütlesi 2.15 M⊙ değerinde Svechnikov & Kuznetsova (1990)'dan alındı. Bu değerleri kullanarak, *log* $g_1 = 4.24$ olarak hesaplandı. Zonklama sabiti, 25.5438 c/d ve 21.0553 c/d'lik frekans değerleri için sırasıyla 0.020 ∓ 0.004 ve 0.024 ∓ 0.005 olarak bulundu. FAMIAS programı (Frequency Analysis and Mode Identification for Asteroseismology) (Zima, 2008) kullanılarak, küresel harmonik derece $l = 2$ olarak belirlendi.

6 Tartışma ve Sonuçlar

BG Peg'in ilk defa yapılan yörünge dönem analizine göre, O-C dağılımı parabol üzerinde çevrimsel değişim göstermektedir. Çevrimsel değişimin nedeni, sistemde görülmeyen olası bir üçüncü cismin varlığından kaynaklanıyor olabilir. Analiz sonucunda üçüncü cismin yörünge dönemi 61±1 yıl ve yörüngesinin yarı büyük eksen uzunluğu ise 14.0 ± 0.3 AB olarak bulunmuştur. Olası görünmeyen bileşenin minimum kütlesi 0.77 $M_{\odot}$ olarak bulundu. BG Peg'in parabolik değişiminden kaynaklanan dönemdeki azalma miktarı da dP/dt = -3.3x10^{-7} yıl^{-1}'dir.

BG Peg'in B ve V filtrelerindeki eş zamanlı fotometrik çözümleri ilk defa yapılmış, çifte ilişkin sistem parametreleri ile, kuramsal ışık eğrileri hesaplanmıştır. Fotometrik çözümden, kütle oranı 0.233 olarak bulundu. Baş bileşenin kütlesi Svechnikov ve Kuznetsova (1990) tarafından verilen 2.15 M⊙ değerinde kabul edilerek, fotometrik çözümden bulunan 0.233 kütle oranı değerine göre, yoldaş bileşenin kütlesi 0.5 M⊙ olarak hesaplandı.

Baş bileşenin zonklama doğasını incelemek üzere, ışık eğrisinden yakınlık etkileri (yansıma, basıklık) arındırıldıktan sonra, tutulma etkileride çıkarılan veriye frekans analizi yapıldı. Buna göre, BG Peg'in baş bileşeni V filtresinde anlamlı iki frekans değeri vermektedir. Baskın frekans 25.5438 c/d ve ikinci frekans da 21.0553 c/d olup toplam genlik $0^m.045$'dir. B filtresinde de aynı sonuçlar bulunmuş olup, veri daha az duyarlı olduğu için, ikinci frekans değeri duyarlılık sınırının altında kalmıştır. Zonklama sabiti, 25.5438 c/d ve 21.0553 c/d'lik frekans değerlerine karşılık sırasıyla, 0.020 ∓ 0.004 ve 0.024 ∓ 0.005 gün olarak hesaplandı. Mod analizi sonucunda, zonklayan bileşenin küresel harmonik derecesi $l = 2$ olarak belirlendi.

7 Teşekkür

Bu çalışma TÜBİTAK - 107T634 Nolu proje ile desteklenmiştir.

Kaynaklar

Brancewicz, H. K. & Dworak, T. Z.:A catalogue of parameters for eclipsing binaries, AcA, **30**, (1980), 501-524

Breger, M., Stich, J., Garrido, R., et al.:Nonradial Pulsation of the Delta-Scuti Star Bu-Cancri in the Praesepe Cluster, A&A, **271**, (1993), p.482

Budding, E., Erdem, A., Çiçek, C., et al.:Catalogue of Algol type binary stars, A&A, **417**, (2004), 263-268

Dvorak, S.:Survey of Candidate Pulsating Eclipsing Binaries - I, Commun. Asteroseismol., **160**, (2009), p.64

Kreiner, J.M., Kim, C.-H, Nha, I.-S.:An Atlas of O-C Diagrams of Eclipsing Binary Stars, Parts 1-6, Cracow: Pedagogical University Press. (2001)

Kuschnig, R., Weiss, W.W., Gruber, R., et al.:Microvariability survey with the Hubble Space Telescope Fine Guidance Sensors. Exploring the instrumental properties, A&A, **328**, (1997), 544-550

Lenz, P., & Breger, M.:Period04 User Guide, Commun. Asteroseismol., **146**, (2005), p.53

Lucy, L.B.:Gravity-Darkening for Stars with Convective Envelopes, Z. Astrophys., **65**, (1967), p.89

Malkov, O. Yu., Oblak, E., Snegireva, E. A., & Torra, J.:A catalogue of eclipsing variables, A&A, **446**, (2006), 785-789

Petersen, J.O., & Jorgensen, H.E.:Pulsation of models in the lower part of the cepheid instability strip and properties of AI Velorum and delta Scuti stars, A&A, **17**, (1972), 367-377

Popper, D. M.:Stellar masses, ARA&A, **18**, (1980), 115-164

Rucinski, S. M.:The Proximity Effects in Close Binary Systems. II. The Bolometric Reflection Effect for Stars with Deep Convective Envelopes, AcA, **19**, (1969), p.245

Samus, N. N., Goranskii, V. P., Durlevich, O. V. et al.:An Electronic Version of the Second Volume of the General Catalogue of Variable Stars with Improved Coordinates, AstL, **29**, (2003), 468

Soydugan, E., Soydugan, F., Demircan, O., & İbanoğlu, C.:A catalogue of close binaries located in the δ Scuti region of the Cepheid instability strip, MNRAS, **370**, (2006), 2013-2024

Soydugan, E., Soydugan, F., Şenyüz, T., Püsküllü, Ç., Tüysüz, M., Bakış, V., Bilir, S., & Demircan, O.:Discovery of delta Scuti type oscillations in two Algol-type binaries: DY Aqr and BG Peg, Inf. Bull. Variable Stars, **5902**, (2009)

Soydugan, E., Soydugan, F., Şenyüz, T., Püsküllü, Ç., Demircan, O.:A comprehensive photometric study of the Algol-type eclipsing binary: BG Pegasi, NewA, **16**, (2011), 72-78

Straizys, V., & Kuriliene, G.:Fundamental stellar parameters derived from the evolutionary tracks, ApS&S, **80**, (1981), 353-368

Svechnikov, M. A., & Kuznetsova, E. F.: Catalogue of Approximate Photometric and Absolute Elements of Eclipsing Variable Stars, A.M. Gorky University of the Urals, Sverdlovsk, (1990)

van Hamme, W., Wilson, R. E.: Stellar Atmospheres in Eclipsing Binary Models, ASP Conference Proceedings, Edited by Ulisse Munari., **Vol. 298**, (2003), p.323

von Zeipel, H.:The radiative equilibrium of a rotating system of gaseous masses, MNRAS, **84**, (1924), 665-164

Wilson, R.E., & Devinney, R.J.:Realization of Accurate Close-Binary Light Curves: Application to MR Cygni, ApJ, **166**, (1971), p.605

Zima, W.:FAMIAS - A userfriendly new software tool for the mode identification of photometric and spectroscopic times series, Commun. Asteroseismol., **157**, (2008), p.387

Çok Bileşenli Bir Sistem: KZ Pav

Derya Sürgit[1⋆] Ahmet Erdem[1⋆⋆] ve Edwin Budding[2]

[1]Çanakkale Onsekiz Mart Universitesi, Fizik Bölümü, Çanakkale
[2]Carter National Observatory, PO Box 2909, Wellington, New Zealand

Özet Bu çalışmada çoklu sistem KZ Pav'ın (IDS 20490-7048 A-BC) yeni tayfsal, fotometrik ve astrometrik çözümlerinden elde edilen sonuçlar sunulmaktadır. Sistemin yüksek çözümlü tayfları, 2007 ve 2008'de Mt. John Üniversitesi Gözlemevinde (Yeni Zellanda) alınmıştır. KZ Pav A çift yıldızının dikine hız ölçümleri iki ayrı yöntem (çapraz eşleme ve KOREL tayfsal ayıklama) kullanılarak elde edilmiş ve modern yöntemlerle çözümlenerek çiftin tayfsal yörünge parametreleri hesaplanmıştır. Wilson-Devinney yönteminin 2007 versiyonu kullanılarak, çiftin dört fotometrik veri seti (1988-9 BV, 1998 V, Hipparcos ve 2006 $BVRI$) ile yeni dikine hız eğrileri eşzamanlı analiz edildi ve böylece çiftin mutlak parametreleri hesaplandı: M_1=1.70 ± 0.02 $M_\odot$, M_2=1.09 ± 0.03 $M_\odot$, R_1=1.74 ± 0.01 $R_\odot$, R_2=1.94 ± 0.02 $R_\odot$, L_1=5.86 ± 0.81 $L_\odot$ and L_2=2.32 ± 0.40 $L_\odot$. KZ Pav'ın uzaklığı, yıldızlararası soğurma dikkate alındığında, 115 ± 8 pc olarak bulunmuştur.

1 Giriş

Bir Güney Yarımküre yıldızı KZ Pav (BV 482= HD 199005= HIP 103542, V=7.75 mag)'ın değişen doğası, Hoffmeister (1949) tarafından keşfedilmiş ve klasik algol (EA) türü bir çift yıldız olarak sınıflandırılmıştır. Fotografik gökyüzü - düzlem (Sky patrol plate) yöntemiyle belirlenen, sistemin ilk ışık elemanları, Strohmeier (1967) ve Strohmeier ve Knigge (1969) tarafından yayınlanmıştır. Sistemin yörünge dönemi bir güne (0.9499 gün) yakın bulunmuştur. KZ Pav'ın ilk fotometrik gözlemleri UBV renklerinde Shaw (1970, 1971) tarafından yapılmış ve KZ Pav örten çiftinin HJ5231 A-BC (= IDS 20490-7048) çoklu sistemin parlak A bileşeni olduğu bulunmuştur. Walker ve Budding (1996), KZ Pav A'nın fotometrik gözlemlerini Auckland Gözlemevinde 50 cm'lik bir Edith - Winstone teleskopu ve Williams Mark I fotometrisi kullanarak yapmıştır. KZ Pav A'nın bir sonraki fotometrik gözlemleri, Budding, Marsden ve Slee (2001) tarafından Güney Queensland Mount Kent Gözlemevi'nde 40 cm'lik Webb teleskobu ve buna takılı SBIG ST6 CCD kamera kullanılarak yapılmıştır. Slee ve ark. (1987), KZ Pav'ın da dahil olduğu 153 aktif soğuk yıldızın 4.8 ve 8.4 GHz bölgesindeki radyo salması ölçümlerini kaydetmişlerdir. Stewart (1989) da benzer radyo salması ölçümlerini hesaplamıştır. Sistemin bir zayıf X-ışını kaynağı olduğu - Schwope ve ark. (2000) tarafından kaydedilmiştir. Wendker

⋆ Yazar Altyazı Metni
⋆⋆ Yazar Altyazı Metni

(1995) ve Budding ve ark. (1998) sistemin radyo salması üzerine çalışmışlardır. Nördstrom ve ark. (2004), yaklaşık 14000 adet F ve G tayf türünden yıldızların metal bolluklarını, dönme hızlarını, kinematik yaşlarını ve salt parlaklıklarını belirlemişlerdir. Bu katalog çalışmasında, KZ Pav A bileşeninin logaritmik Fe/H bolluğu, uzaklığı ve yaşı sırasıyla -0.24 dex, 85 pc ve 2.3 Gyr olarak verilmiştir.

2 Tayfsal gözlemler

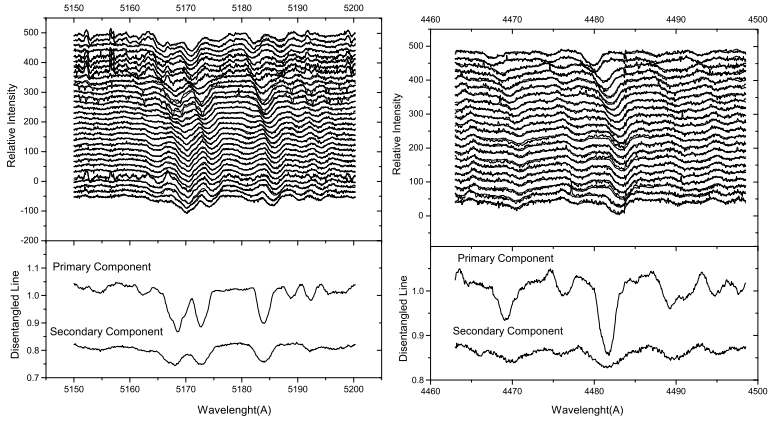
KZ Pav'ın tayfsal gözlemleri, 2007 - 2008 yaz dönemlerinde, Mt John Üniversitesi Gözlemevi'nde, 1-m McLennan teleskobu ve buna bağlı HERCULES (High Efficiency and Resolution Canterbury University Large Echelle Spectrograph) tayfçekeri kullanılarak yapılmıştır. Tayf çekerle ilgili detaylı bilgiler Heranshaw ve ark. (2002) tarafından yapılan çalışmalardan elde edilebilir. KZ Pav için, 2007-2008 gözlem sezonlarında toplam 33 adet tayf elde edilmiştir. Yapılan gözlemlere ilişkin bilgiler, Tablo 1'de sunulmuştur. Ayrıca yıldızların tayf türüne göre HD 36079 ve HD 693 olmak üzere iki standart yıldız gözlenmiştir. Gözlemlerin indirgenme aşamasında Canterbury Üniversitesi Fizik ve Astronomi Bölümü için geliştirilen Hercules İndirgeme Yazılım Paketi (HRSP, Hercules Reduction Software Package, versiyon 3, Skuljan ve Wright, 2007) kullanılmıştır. İndirgeme sırasında, echelle tayflar için yapılan standart yöntem kullanılmıştır.

Tablo 1. KZ Pav'ın tayfsal gözlemleri ile ilgili bilgiler.

No	Görüntü	HJD (+2450000)	S/N	Poz Süresi (s)
1	w4349003	54348.82705	54	1467
2	w4349005	54348.84952	51	1613
3	w4349055	54349.24164	72	1503
4	w4351002	54350.83390	98	1000
5	w4351004	54350.84821	88	1000
6	w4351027	54351.05835	95	1447
7	w4351040	54351.10469	103	1200
8	w4351055	54351.22982	90	1300
9	w4351057	54351.24786	92	1300
10	w4362027	54362.02426	111	1800
11	w4362029	54362.04794	98	1800
12	w4364020	54363.85441	100	1514
13	w4364022	54363.87632	93	1600
14	w4364044	54364.04430	80	2000
15	w4364046	54364.06372	73	2100
16	w4375014	54374.90991	98	1800
17	w4805013	54804.94628	70	1200
18	w4806006	54805.87012	105	1290
19	w4806008	54805.88768	93	1200
20	w4806010	54805.90494	116	1200
21	w4806012	54805.92295	116	1200
22	w4806014	54805.93943	111	1200
23	w4806016	54805.95796	113	1200
24	w4806018	54805.97515	122	1200
25	w4806020	54805.99323	121	1200
26	w4806022	54806.01009	113	1200
27	w4806024	54806.02660	84	1148
28	w4806025	54806.04432	112	1200
29	w4806027	54806.06113	99	1094
30	w4806029	54806.07957	107	1200
31	w4806031	54806.10097	102	1200
32	w4806033	54806.11756	123	1200
33	w4806035	54806.13633	113	1200

Tablo 2. KZ Pav'ın dikine hız ölçümlerinde kullanılan tayf dizileri ve tayf çizgileri.

Dizi No	Dalgaboyu Aralığı (Å)	Baskın Tayfsal Çizgiler
88	6435-6460	FeI (6430.844)
		WI (6435.24)
		CaI (6439.075)
		VI (6452.34)
		CaII (6456.87)
93	6102-6142	CaI (6102.72)
		CaI (6122.22)
		FeI (6137.694)
108	5265-5280	Ca I (5265.56)
		FeI (5266.555)
		CaI (5270.27)
		TiIII (5278.12)
110	5151-5188	MgI (5167.3216)
		MgI (5172.6843)
		MgI (5183.6042)
115	4918-4958	SiII (4932.80)
		FeI (4957.597)
127	4480-4490	MgI (4481.130)
		FeI (4489.739)



Şekil 1. 110 ve 127 nolu tayf dizilerine yapılan KOREL fitleri ve bileşenlere ilişkin ayrıştırılmış tayflar.

Tablo 3. KZ Pav A'nın yörünge elemanları.

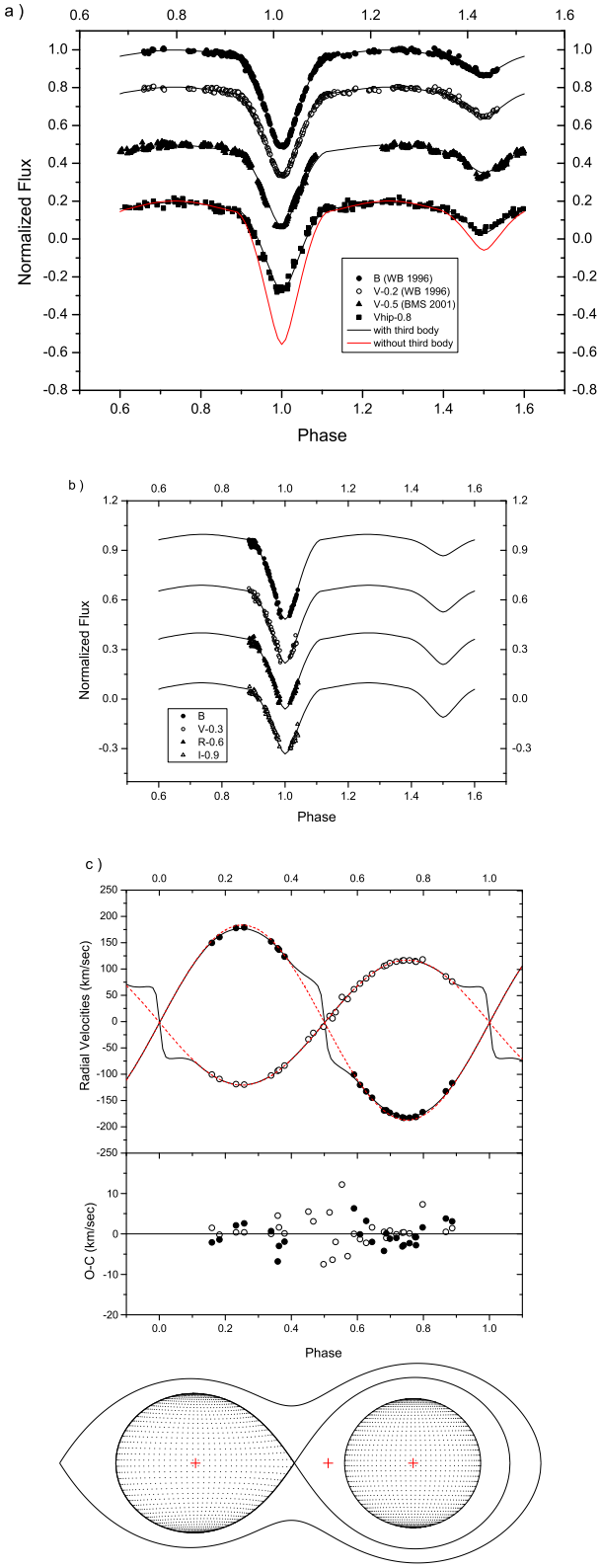
Parameter	**Value**
P_{orb} (gün)	0.9498802 (sbt)
T_0 (HJD)	54361.8036±0.0007
V_γ (km s^{-1})	-1.85±0.42
q	0.65±0.01
K_1 (km s^{-1})	118.39±0.72
K_2 (km s^{-1})	181.06±0.73
$a_1 \sin i$ (AU)	0.0103±0.0001
$a_2 \sin i$ (AU)	0.0158±0.0001
$M_1 \sin^3 i$ ($M_\odot$)	1.598±0.006
$M_2 \sin^3 i$ ($M_\odot$)	1.045±0.006

KZ Pav'ın dikine hız ölçümlerinin belirlenebilmesinde, dalga kalibrasyonu ve normalizasyonu yapılan tayflara çapraz eşleme (cross-correlation) ve Fourier ayıklama (Fourier disentangling, KOREL, Hadrava, 2004) olmak üzere iki farklı yöntem kullanılmıştır. Dikine hızların belirlenmesinde kullanılan yöntemler ve elde edilen sonuçlara ilişkin bilgiler ayrıntılı olarak Sürgit ve ark.(2010)'nın çalışmasında sunulmuştur. Dikine hızlarının okunması sırasında gürültünün en az olduğu ve çizgilerin net olarak seçildiği tayf dizileri tercih edilmiştir. Seçilen tayf dizileri 88, 93, 108, 110, 115 ve 127 nolu diziler olup bu tayf dizilerinde görülen en belirgin tayf çizgilerine ilişkin bilgiler Tablo 2'de verilmiştir. Sistemin yörünge parametrelerinin belirlenmesinde ELEMDR77 (Teodor Pribulla, 2008; özel haberleşme) yazılımı kullanılmıştır. KOREL iterasyonları sonucunda elde edilen yörünge elemanları, Tablo 3'te verilmiş; tayflara uygulanan en iyi teorik fitler ve bileşenlerin ayıklanmış tayfları, Şekil 1'de gösterilmiştir.

3 Işık ve dikine hız eğrilerinin eşzamanlı çözümü

KZ Pav'ın WB 1988-9 BV ışık eğrileri, BMS 1998 V ışık eğrisi ve bu çalışmadan elde edilen 2006 BVRI fotometrik ışık eğrileri ile dikine hız eğrileri, van Hamme ve Wilson (2007) tarafından güncellenen Wilson-Devinney (WD) (Wilson ve Devinney 1971) programının 2007 versiyonu kullanılarak eş zamanlı olarak analiz edildi. İterasyonlar sırasında serbest bırakılan ve sabit alınan parametrelere ilişkin bilgiler Sürgit ve ark. (2010)'nın çalışmasında ayrıntılı olarak belirtilmiştir.

KZ Pav çoklu bir sistem olduğu için üçüncü ışık katkısı ($l_3/(l_{top})$), WD programı çalıştırılırken, serbest bırakılmıştır. İterasyonlar sırasında ilk olarak ayrık çift yıldızlar için olan Mode 2 kullanılmıştır. Fakat iterasyonlar ikinci bileşenin Roche lobunu doldurduğunu göstermesi üzerine Mode 5 geçilerek nihai çözüme ulaşılmıştır. Çözüm sonuçları, Tablo 4'te verilmektedir. Gözlemler ile gözlemleri en iyi temsil eden teroik eğriler, Şekil 2(a),(b) ve (c)'de gösterilmiştir. Şekil 2(a)'da Hipparcos ışık eğrisi için üçüncü ışık olmadan elde edilen teorik ışık eğrisi



Şekil 2. (*a*) Best WD fits to the 1988-9 BV light curves, 1998 V light curve and the HIPPARCOS light curve, (*b*) best WD fits to 2006 $BVRI$ light curves, (*c*) best WD fits to the radial velocity curves. Solid black line for the RVs includes proximity effects, while the dotted line is for the Keplerian orbit. (*d*) Roche geometry of the system.

ayrıca örnek olarak sunulmuştur. Şekil 2(d)'de sistemin Roche konfigürasyonu da çizdirilmiştir. KZ Pav çoklu sistemin A-BC bileşenlerinin $BVRI$ renklerindeki parlaklıkları hesaplanmış ve hataları ile birlikte Tablo 5'te verilmiştir.

Tablo 4. KZ Pav A çift yıldızının ışık ve dikine hız eğrilerinin eşzamanlı çözümünden elde edilen parametreler ve hataları (van Hamme & Wilson 2007).

Parameter	Value
$a(R_\odot)$	5.72±0.02
$Phase\ shift$	0.0006±0.0001
V_γ (km s^{-1})	-1.85±0.45
$q_{corr} = m_2/m_1$	0.641±0.003
i (deg)	86.29±0.21
T_1 (K)	6820
T_2 (K)	5116±9
Ω_1	3.989±0.021
Ω_2	3.139
$L_1/L_{tot}\ (B)^1$	0.506±0.004
$L_1/L_{tot}\ (V)^1$	0.456±0.003
$L_1/L_{tot}\ (V)^2$	0.414±0.004
$L_1/L_{tot}\ (V_{Hip})^3$	0.454±0.004
$L_1/L_{tot}\ (B)^4$	0.505±0.005
$L_1/L_{tot}\ (V)^4$	0.455±0.006
$L_1/L_{tot}\ (R)^4$	0.441±0.005
$L_1/L_{tot}\ (I)^4$	0.409±0.006
$L_3/L_{tot}\ (B)^1$	0.369±0.003
$L_3/L_{tot}\ (V)^1$	0.379±0.003
$L_3/L_{tot}\ (V)^2$	0.429±0.004
$L_3/L_{tot}\ (V_{Hip})^3$	0.372±0.005
$L_3/L_{tot}\ (B)^4$	0.368±0.004
$L_3/L_{tot}\ (V)^4$	0.366±0.005
$L_3/L_{tot}\ (R)^4$	0.353±0.005
$L_3/L_{tot}\ (I)^4$	0.359±0.005
$r_1(mean)$	0.304±0.002
$r_2(mean)$	0.340±0.001
$\Sigma W(O-C)^2$	0.1698

[1] WB 1988-9 BV light curve, [2] BMS 1998 V light curve, [3] HIPPARCOS and [4] 2006 $BVRI$ photometric data.

4 Sonuçlar ve Tartışma

KZ Pav A çift yıldızının 2007-2008 yaz sezonunda elde edilen yüksek çözünürlüklü - tayfları, iki farklı yöntem (çapraz eşleme=cross-correlation ve KOREL programı (Hadrava, 2004)) kullanılarak analiz edildi ve sistemin tayfsal

Tablo 5. KZ Pav (A-BC) sisteminde yıldızların $BVRI$ filtrelerindeki parlaklıkları ve ortalama hataları.

magnitudes	B	V	R	I	Err.
m_1	8.88	8.60	8.28	8.07	0.02
m_2	10.38	9.62	9.11	8.69	0.03
m_3	9.22	8.52	8.52	8.21	0.03

yörünge elemanları hesaplandı. KZ Pav A çiftinin WB 1988-9 BV, BMS 1998 V, Hipparcos V ve bu çalışmadan elde edilen 2006 $BVRI$ ışık eğrileri ile bu çalışmadan elde edilen dikine hız eğrileri, Wilson-Devinney kodunun 2007 versiyonu kullanılarak, eşzamanlı çözüldü ve çift sistemin mutlak parametreleri güvenilir bir şekilde elde edildi. Sonuçlar ve hataları, Tablo 6'da verilmektedir. 4 ayrı fotometrik veri seti ve 2 dikine hız veri setinin eşzamanlı çözümü, KZ Pav A'nın klasik Algol türü (yar-ayrık) bir çift sistem olduğunu ve birinci bileşenin de Roche lobunun 80%'ini doldurduğunu göstermektedir. KZ Pav A çiftinin uzaklığı belirlenirken; Schegel ve ark. (1998)'nın yıldızlararası madde/tozun kızılötesi ışınım salma modelinden renk artığı $E_\infty(B-V)$=0.049 olarak tahmin edildi. Bu değere göre Bahcall ve Soneria (1980)'nın yönteminden $E_d(B-V)$=0.023 renk artığı belirlendi ve sistemin V renginde yıldızlararası sönümlemesi, $A_V = 3.1E_d(B-V)$ olarak hesaplandı. Böylece yıldızlararası soğurmayı gözönüne alarak, aşağıdaki uzaklık modülü formülünden KZ Pav A çiftinin uzaklığı 115±8 pc olarak belirlenmiştir.

Tablo 6. KZ Pav A çift yıldızının mutlak parametreleri

Parameter	**Primary**	**Secondary**
M ($M_\odot$)	1.70±0.02	1.09±0.03
R ($R_\odot$)	1.74±0.01	1.94±0.02
Log g (cgs)	4.19±0.02	3.90±0.01
T (K)	6820±200	5116±209
M_{bol}	2.83±0.15	3.84±0.19
L ($L_\odot$)	5.86±0.81	2.32±0.40
M_V	2.83±0.15	4.05±0.19
M_V ($system$)	2.52±0.15	
d (pc)	115±8	

KZ Pav A çiftinin, Popper (1998)'ın tutulma yöntemine, ilk Hipparcos paralaksına (ESA, 1997) ve yeni Hipparcos paralaksına (van Leeuwen, 2007) göre uzaklığı, sırasıyla, 125±11 pc, 99±55 pc ve 133±66 pc çıkmaktadır. Muhtemelen KZ Pav'ın çoklu sistem olmasından dolayı Hipparcos paralaksı oldukça büyük hataya sahiptir. Dolayısıyla bu çalışmada elde edilen uzaklık değeri (115±8 pc),

farklı yöntemlerle bulunan uzaklık değerleri arasında kabul edilebilir gözükmektedir.

Kaynaklar

Bahcall J. N., Soneira R. M., 1980, ApJS, 44, 73
Budding E., Marsden S. C., Slee B., 2001, PASA, 18, 140
Budding E., Slee O. B., Jones K., 1998, PASA, 15, 183
ESA, 1997, The Hipparcos and Tycho Catalogues, ESA SP-1200. ESA, Noordwijk
Hadrava P., 2004, ASPC, 318, 86
Hearnshaw J. B., Barnes S. I., Kershaw G. M., Frost N., Graham G., Ritchie R., Nankivell G. R., 2002, ExA, 13, 59
Hoffmeister C., 1949, Astron. Nachr., 12, No.1
Nordström B. et al., 2004, A&A, 418,989
Popper D. M., 1998, PASP, 110, 919
Strohmeier W., 1967, IBVS, 184
Strohmeier W., Knigge R., 1969, MNSSA, 28, 75
Shaw J. S., 1970, PhD thesis, University of Pennsylvania
Shaw J. S., 1971, BAAS, 3, 403
Slee O. B., Nelson G. J., Stewart R. T., Wright A. E., Innis J. L., Ryan S. G., Vaughan, A. E., 1987, MNRAS, 227, 467
Schlegel D. J., Finkbeiner D. P., Davis M., 1998, ApJ, 500, 525
Schwope A. et al., 2000, AN, 321, 1
Skuljan J., Wright D., 2007, "HRSP Hercules Reduction Software Package", vers. 3, Univ. Canterbury, New Zealand
Stewart R. T., 1989, PASAu, 8, 60
Sürgit D., Erdem A. ve Budding E., 2010, MNRAS, 407, 497.
van Hamme W., Wilson R.E., 2007, ApJ, 661, 1129
van Leeuwen F., 2007, A&A, 474, 653
Walker W. S. G., Budding E., 1996, Obs, 116, 149
Wendker H. J., 1995, A&AS, 109, 177
Wilson R. E., Devinney E. J., 1971, ApJ, 166, 605

DEFPOS-RTT150 İle Yapılan H-alpha Çalişmalari

Muhittin Şahan[1⋆], Nazım Aksaker[2] ve İlhami Yeğingil[3]

[1] Osmaniye Korkut Ata Üniversitesi, Fen Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, Osmaniye
[2] Çukurova Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, Adana
[3] Çukurova Üniversitesi, Teknik Bilimler Meslek Yüksekokulu, İktisadi ve İdari Programlar Bölümü, Adana

Özet Samanyolu gökadasının yıldızlararası ortamındaki yayılı durumdaki iyonize olmuş gazdan gelen galaktik Hα (6563 Å) çizgisini ölçmek amacıyla geliştirilen DEFPOS tayfölçeri, RTT150 teleskopunun (f/48) coudé odağına yerleştirilmiş (TUG, Antalya) ve gerekli test çalışmaları tamamlanarak, 2007 yılından itibaren galaktik Hα gözlemleri yapmaya başlamıştır. 7.5 cm çaplı, çift etalonlu DEFPOS tayfölçeri, 200 km/s (4.4 Å) tayf aralığında, $4'$ açısal görüş alanına ve 30.0 km/s hız çözünürlüğüne (tayfsal ayırma gücü ≈10000) sahiptir (Şahan ve ark., 2009). DEFPOS görüş alanı ve hız çözünürlüğü nedeniyle oldukça özel bir tayfölçerdir.Tayfölçerin dalga boyu kalibrasyonu Hidrojen-Döteryum tayfsal lambası kullanılarak yapılmış ve her bir tayfsal element 4 km/s (0.0874 Å) olarak belirlenmiştir. Parlaklık ayarlaması ise NGC7000 bulutsusunun dokuz farklı bölgesinden farklı poz sürelerinde (300 s ile 1200 s) elde edilen veriler kullanılarak yapılmıştır. Bu bölgeden alınan tayflar, Morgenthaler ve arkadaşları (2001) tarafından elde edilen sonuç ile karşılaştırılmış ve 1 ADU değerinin 2337.4 R parlaklık değerine karşılık geldiği bulunmuştur (Aksaker ve ark., 2009). 23 Mayıs 2007-27 Eylül 2008 tarihleri arasında HII bölgelerinden ve gezegenimsi bulutsulardan galaktik Hα yayınım çizgileri gözlenmiş ve 59 farklı kaynaktan toplam 130 Hα tayfı elde edilmiştir. Alınan tüm verilerin analizleri yapılarak her verinin parlaklık, LSR'a göre hız ve çizgi genişlik ($FWHM$) değerleri belirlenmiştir. Analizleri tamamlanmış sonuçlar, önceden elde edilen sonuçlarla karşılaştırılmış ve uyumlu olduğu görülmüştür. Açısal genişliği yaklaşık $4'$ olan gezegenimsi bulutsular ve HII bölgelerinin radyal hız, çizgi genişliği ve parlaklığı gibi bazı özellikleri içeren bir katalog çalışması devam etmektedir. Bu çalışmada DEFPOS ile yapılan araştırmalar anlatılacaktır.

1 Giriş

Evren, en küçük atomaltı parçacıklardan gezegenlere, yıldızlara, gökadalara ve hatta en büyük galaktik süperkümelere kadar var olan her şeyi içine

⋆ Muhittin Şahan: muhittinsahan@osmaniye.edu.tr

alır. Genişliği tam olarak bilinmemekle birlikte, evren, her biri ortalama 100 milyar yıldız içeren yaklaşık 100 milyar gökada içerdiğini tahmin edilmektedir. Gökadalar, yıldızlar, yıldızlararası gaz ve tozdan meydana gelmektedir. Samanyolu gökadasında merkezinden itibaren yaklaşık 8.5 kpc (1pc=3.086 x10^{13} km) genişliğe sahip son derece zayıf ve her yere dağılmış yayılı bir disk içinde yaklaşık 100 milyar yıldız bulunduğu tahmin edilmektedir. Samanyolu Gökadasındaki yıldızlar, genel olarak yıldızlararası ortam (Interstellar Medium) olarak adlandırılan son derece zayıf ve yayılı bir ortam içinde bulunmaktadır. Yıldızlararası ortamdaki maddenin yaklaşık %99'u gazlardan (atomlar, moleküller, iyonlar, elektronlar ve kozmik ışınlar) ve geri kalanı (% 1) ise tozlardan, gezegenlerden, kuyruklu yıldızlardan, asteroitlerden, manyetik alanlardan ve kozmik ışın olarak adlandırılan yüklü parçacıklardan oluşmaktadır. Samanyolu gökadasındaki yıldızlararası ortam çok geniş bir alanı kapsamasına rağmen, gökada kütlesinin sadece çok küçük bir kısmını ($\approx$ % 10-15) oluşturduğu tahmin edilmektedir. Bununla birlikte, gökada ekosistemi içindeki fiziksel ve kimyasal oluşumların büyük bir kısmında oldukça önemli rol oynamaktadır (Ferriere, 2001)

Yıldızlararası ortamdaki gaz, çoğunlukla hidrojenden (%90 H) ve helyumdan (%10 He) oluşmaktadır. Helyumdan daha ağır elementlerin tamamı (%0.1) ise Karbon (C), Silisyum (Si), Demir (Fe) gibi ağır elementlerden oluşmaktadır. Ortamdaki bu gaz havuzu ağır elementli karbon (C), azot (N), oksijenli (O) yıldız rüzgârları ve süpernovalar tarafından sağlanan şok dalgalarla zenginleştirilmiştir. Yıldızlararası ortamdaki hidrojen: moleküler (H_2) (T$\approx$ 10-20 K), atomik (HI) (T$\approx$ 100 K) ve iyonlaşmış (HII) (1000K) olmak üzere üç farklı şekilde bulunmaktadır. Gökadamızdaki iyonlaşmış hidrojenin (H^+) varlığı eskiden beri bilinmekte ve gazın iyonlaşma nedeni Strömgren küreleri ya da klasik HII bölgeleri olarak adlandırılan sıcak yıldızların çevresindeki parlak iyonize olmuş bölgelerle ilişkilendirilmekteydi (Strömgren, 1939; Mozt and Anneta,1977). Fakat, daha sonradan yapılan çalışmalarda, klasik HII bölgelerinin gökadada içindeki iyonize olmuş hidrojenin sadece %10'unu oluşturduğu, geri kalan %90'nı ise gökada diskinin 2-3 kpc'lik bir kalınlıktaki tabakasının %20'sini dolduran sıcak (10^4 K), düşük yoğunluklu ($\approx$ 0.1 cm^{-3}) ve yaklaşık tamamı iyonlaşmış hidrojen bölgelerinde oluştuğu görülmüştür. Sıcak İyonize Olmuş Ortam (Warm Ionized Medium: WIM) ya da Reynolds Layers olarak adlandırılan yayılı durumdaki bu iyonize olmuş gaz, yıldızlararası ortamın en önemli ve en büyük bileşenini oluşturmaktadır (Reynolds , 1988). Gökada düzlemine dik bir çizgi boyunca iyonize olmuş hidrojenin sütun yoğunluğu 2x10^{20} cm^{-2} 'dir ve atomik (HI) hidrojenin 1/3'ü kadardır (Reynolds, 1984). Yıldızlararası ortamın yayılmış, sıcak (10^4 K), düşük yoğunluklu ve hemen hemen tamamı iyonlaşmış hidrojenin bileşenin genel özellikleri Tablo 1'de özetlenmiştir.

Yıldızlararası ortamdaki hidrojeni iyonlaştıran mekanizmanın kaynağının ne olduğu henüz tam olarak bilinmemekle birlikte, iyonlaşma mekanizması hakkında değişik modeller ileri sürülmüştür. Bu modeller; O tipi yıldızlar

Çizelge 1. Yıldızlararası ortamın sıcak (10^4 K) iyonlaşmış bileşeninin genel karakteristikleri

HII Yüzey	$N_H{}^+ \approx 2\text{x}10^{20}$ cm^{-2}	**Yayınım Ölçümü**	≈ 4.5 cm^{-6} pc
Yoğunluğu	$\approx$ 1kpc	**Skala Yüksekliği**	$\approx$ 1000 pc
Orta düzlemden yüksekliği	$\approx$ 1kpc	**Skala Yüksekliği**	$\approx$ 1000 pc
İyonlaşma Oranı	$\approx 5\text{x}10^6$ sn^{-1} cm^{-2}	**elektron yoğunluğu**	≈ 0.03 cm^{-3}
Radyal hızı	$\approx$ 12-30 km/s	**Dolum Kesri**	$>$ %20
Yayınım Ölçümü	≈ 4.5 cm^{-6} pc	**Kütlesi**	1/3 H$^\circ$
Skala Yüksekliği	$\approx$ 1000 pc	**Sıcaklığı**	T$\approx 10^4$ K

tarafından ortama bırakılan UV ışınımın yıldız çevresindeki gazın iyonlaşması (HII bölgelerini), gökadamızdaki manyetik rüzgârların etkisi gibi egzotik nedenler, kozmik ışınlardan kaynaklanan elektronların etkileri ve karanlık maddenin bozunmasına kadar değişik nedenler ileri sürülmektedir (Reynolds, 1993 ,1997; Reynolds vd., 2002). Yıldızlararası ortamın McKee ve Ostriker (1977) modeline göre, sıcak (10^4 K), yayılmış iyonize hidrojen gazı soğuk HI bulutları ile çok sıcak (10^6 K), düşük yoğunluklu koronal gaz arasındaki geçiş bölgelerine yerleşmiştir ve çevrelerindeki O tipi yıldızlar ve süpernova kalıntılarından ortaya çıkan oldukça seyrek Lyman süreklilik akısı ile iyonlaştırılmaktadırlar. Fakat, iyonlaşmış hidrojenin çoğunun, gökada diskinin geleneksel yapısını belirleyen yıldız tabakalarının ve HI bulutlarının oldukça üst bölgelerinde olması gerçeğiyle bu teori tam olarak uyuşmamaktadır. Bu nedenle, bu gazın varlığı, yıldızlararası ortam ve gökadanın daha düşük halesinin birleşimi ve bunların içindeki ısınma ve iyonlaşmanın temel işlevlerini anlamamız açısından önemli ilişkiye sahiptirler (Reynolds ,1997).

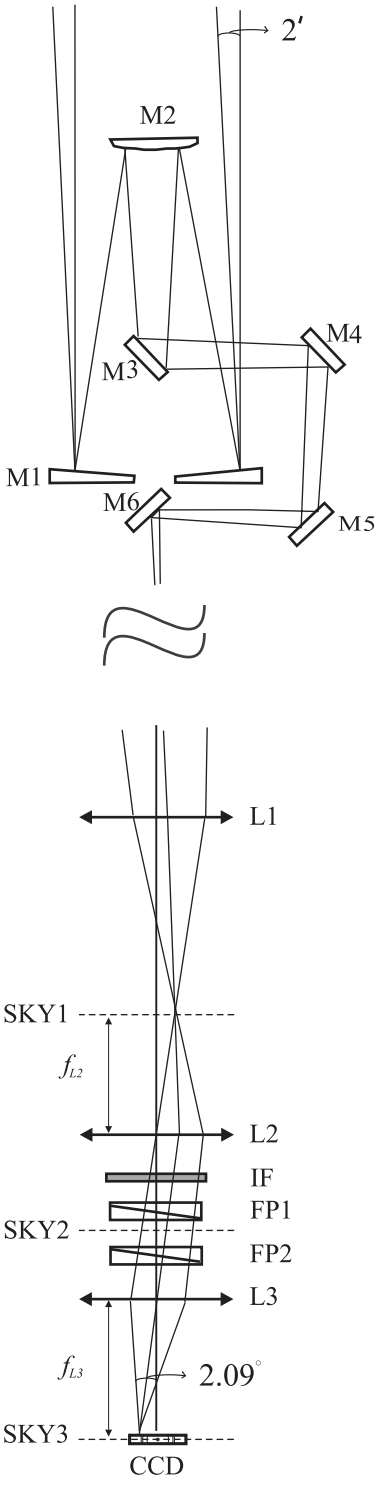
2 Materyal Ve Metod

Sıcak yıldızlararası ortamdaki elektronlar ile iyonize olmuş hidrojen yeniden birleştiğinde, görünür dalga boyunda (özellikle Hα'da: $\lambda_{H\alpha}$ =6563Å) ışınım yayınlanır. Hα ışınım çalışılmaları birçok çalışma için önemli bir araçtır. Hα tayflarını kullanarak bölgenin Hα haritaları hazırlanmakta ve bölgenin sıcaklığı, hızı gibi pek çok kinematik özellikleri incelenmektedir. Aynı zamanda, HII bölgelerinin hızlarının çalışılması gökadanın dinamiği hakkında detaylı bilgi sağlamaktadır. Yıldızlararası ortamda bulunan yayılı durumdaki sönük kaynakların yüksek çözünürlüklü tayfsal analizleri için Fabry-Perot tayfölçerleri oldukça uygun aletlerdir. Fabry-Perotlar yüksek tayfsal çözünürlükte yüksek açısal çözünürlüğe sahip olduklarından, yayılı kaynakların yüksek çözünürlüklü tayflarının belirlenmesinde oldukça uygun aletlerdir (Roesler, 1974). Gürültü seviyesi düşük, yüksek kuantum verimli CCD (Charged Coupled Deviced) kameralarının gelişmesiyle birlikte gökadamızın

yıldızlararası ortamındaki yayılı ve sönük kaynakların gözlenmesinde verimli çalışan Fabry-Perot tayfölçerlerinin önemi artmıştır (Reynolds vd., 1990).

İyonize olmuş gazın fiziksel yapısını, dağılımını ve hızını araştırmak amacıyla, TUBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde (TUG) bulunan RTT150 teleskopunun coudé çıkışında kullanılmak üzere 7.5 cm çaplı, çift etalonlu bir Fabry-Perot tayfölçeri geliştirilmiştir. DEFPOS (Dual Etalon Fabry-Perot Optical Spectrometer- Çift Etalonlu Fabry-Perot Optik Tayfölçeri) adı verilen tayfölçer, 150 cm ayna çaplı RTT150 teleskopunun coudé çıkışında kullanmak üzere geliştirilmiştir (Şekil 1) (Şahan vd., 2009). RTT150 teleskopu coudé gözlemleri için kullanıldığında odak uzaklığı 7200cm olduğundan 4 açı dakikalık çok dar (≈ 0.064Å) açıda gökyüzüne bakmaktadır. Eğer 7.5 cm çaplı etalonların tüm yüzeyini dolduracak şekilde, etendue korunumu da göz önünde bulundurarak, bu dar açı ile gökyüzünden Hα ışınımı taranırsa, teleskoptan gelen ışın demeti etalonlar arasına $0.67°$ ile odaklanır. Bu açı ise gökyüzündeki Hα'nın sadece 18 km/s'lik hız aralığında taranabileceğini göstermektedir. Oysa, Samanyolu gökadasından gelen Hα çizgisi yaklaşık 200 km/s (4.4$\mathring{A}$) hız aralığında değişmektedir. Galaktik Hα ışınımının tamamını tarayabilmek için gelen ışınımın Fabry-Perot etalonları arasına $2°.09$ açıyla odaklanması gerekmektedir (Şahan vd., 2009; Haffner vd., 2003; Tufte, 1997). Yani Doppler hız kaymasına göre gözlenen kaynakların yaklaşıp uzaklaşmalarına göre maviye ya da kırmızıya kayan hızların tamamı LSR (Local Standart of Rest) hızına göre 200 km/s hız aralığında değişmektedir. Bunun için teleskop ile tayfölçer arasına "etalon öncesi optik" olarak adlandırılan bir optik sistem yapılmıştır. Optik sistemde iki adet farklı mercek (L1: f_{L1}=430 cm, d_1=25 cm , and L2: f_{L2}=50 cm , d_2=10 cm) ve bir tane de düz optik ayna kullanılmıştır. Böylece etalonlara 4 açı dakikası ile gelen ışık etalonlar arasına $2°.09$ ile odaklanmıştır. DEFPOS tayfölçeri üst üste yerleştirilmiş 4 odacıktan oluşmaktadır. Yukarıdan aşağı doğru sırasıyla parazitli ışığı engellemek için kullanılan dar bantlı ($FWHM$:15 Å) Hα filtresi, düşük (100 μm) ve yüksek (200 μm) çözünürlüklü 75 mm çaplı etalon Fabry-Perot elatonları ve "etalon sonrası optik " olarak aynı özelliklere sahip iki adet mercekler (f_{eff}= f_{L2}=17 cm) kullanılmıştır. Etalon sonrası kullanılan optik, etalonlar arasında oluşan Fabry-Perot girişim saçağını aynı $2°.09$ açıyla CCD çipleri üzerine odaklamak amacıyla kullanılmaktadır Şahan vd., 2009).

Fabry-Perot etalonları tek renkli homojen bir ışık kaynağı ile aydınlatıldığında, aynı merkezli iç içe geçmiş ve birbiri ile örtüşmeyen dar halka desenleri meydana gelmektedir. Böylece, Fabry-Perot girişim saçaklarının dalga boyu optik eksene göre merkezden dışa doğru gidildikçe θ_t açısına bağlı olarak λ=$\lambda_0 cos\theta_t$ eşitliğine göre azalmaktadır. Burada, $\lambda_0; \theta_t = 0$ 'da optik eksen boyunca Fabry-Perot etalonlarından geçen dalga boyudur. Etalon sonrası optik kullanılarak etalonlarda oluşan bu halka görüntüleri CCD çipleri üzerine odaklanır. Etalon sonrası optiğe ve CCD ciplerinin boyutlarına bağlı olarak CCD üzerinde oluşan halka sayısı değişmektedir. Örneğin Şekil 3a'da verilen CCD görüntüsünde merkezde bir tane parlak görüntü ve görüntünün dış kısmına yakın, merkezdeki parlak görüntüye göre daha sönük olan ikinci bir halka daha



Şekil 1. RTT150 teleskopunun coudé çıkışına yerleştirilen DEFPOS tayfölçerinin basit optik çizimi.

vardır. Veri analizlerinde sadece merkezdeki parlak halka kullanılmaktadır.

CCD ile alınan verilerin analizleri yapılırken başlangıçta CCD ön indirgeme işlemleri yapılmaktadır. CCD ön indirgeme işlemleri kısaca şu şekilde özetlenebilir. Yüksek enerjili kozmik ışınlar bazı CCD piksellerinin üzerine düşerler ve bu piksellerin parlaklığını arttırırlar. Elektronik alet olan CCD'ler soğutulmasına rağmen (örneğin sıvı azot ile) ısınmakta ve CCD piksellerinin gürültü seviyesini arttırmaktadırlar. Ayrıca, teleskop ile CCD arasındaki optikten dolayı, CCD piksellerindeki parlaklık şiddeti her yerde aynı değildir. Vignetting olarak adlandırılan bu etkilerin düz alan görüntüleriyle düzeltilmektedir. Böylece CCD "Ön İndirgeme İşlemi" olarak adlandırılan bir yöntemle bu etkilerin veri analizleri yapılmadan önce CCD görüntülerinden temizlenmesi gerekmektedir. Bu amaçla, gözlemlerden önce ve sonra bilimsel karanlık alan ve ortalama piksel derinliği kadar düz alan görüntüleri düzenli olarak alınmakta ve standart CCD ön indirgemesi yapılmaktadır (Tufte, 1997).

CCD indirgemesi yapılan görüntülerin tayfa dönüştürülmesi için eşit alanlı halkaların eşit dalga boyu aralıklarına karşılık gelme prensibine dayanan halka toplama tekniği kullanılmaktadır. Halka toplama tekniği, Fabry-Perot tayfölçerinin ardışık girişim saçaklarını oluşturan $m = 2n_g cos\theta$ bağıntısına dayanmaktadır. Burada, $m = 0, 1, 2...$, Fabry-Perot girişim saçaklarının sıra numarası, etalonlardan geçen ışınımın etalon yüzeylerinin normali ile yaptığı açı ve n_g ile l ise sırasıyla etalonların arasındaki gazın kırılma indisi ve etalonlar arasındaki ayırıcıların kalınlığıdır. Halka toplama tekniği uygulanarak her görüntüsü tek boyutlu tayflara dönüştürülmektedir (Coakley vd., 1996;Şahan ,2004 ; Şahan vd., 2005).

Tayflar, ölçülen kaynağın hızı, sıcaklığı gibi kinematik özellikleri hakkında detaylı bilgi verdiğinden, elde edilen tayfların iyi analiz edilmesi ve parlaklık kalibrasyonlarının iyi yapılması gerekir. Parlaklık kalibrasyonu için parlaklık değeri uzun süre değişmeyen ve Fabry Perotların görüş alanlarını (FOV) dolduran kaynaklar (gezegenimsi bulutsu gibi) kullanılmaktadır (Haffner vd., 2003; Mierkiewicz vd., 2006; Scherb, 1981).

3 Araştırma Bulguları

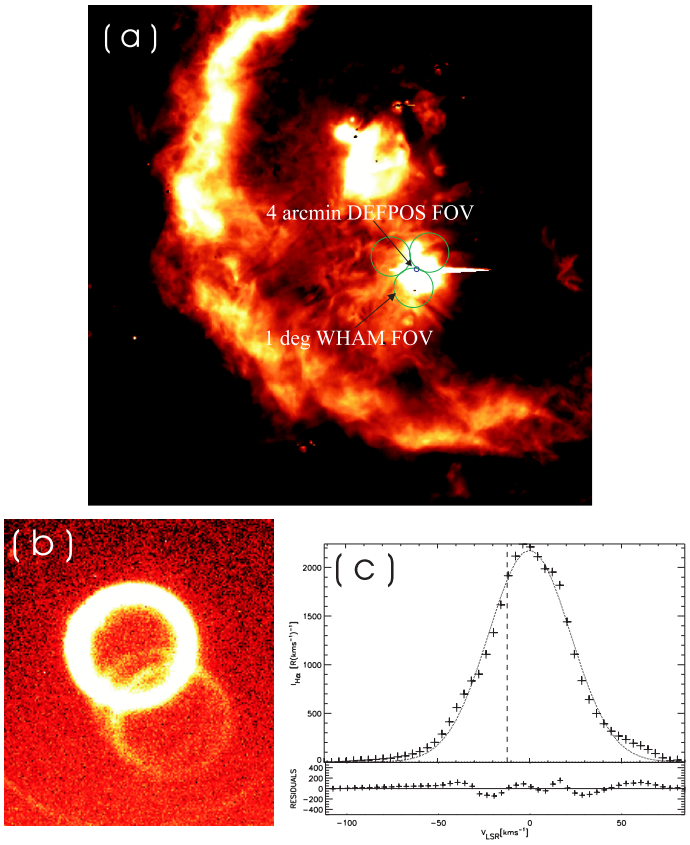
Gökadamızın yıldızlararası ortamındaki sıcak (10^4 K), düşük yoğunluklu ($\approx$ 0.1 cm^{-3}) ve yaklaşık tamamı iyonlaşmış hidrojen bölgelerinden (HII bölgeleri) ve bazı gezegenimsi bulutsulardan 4 açı dakikalık (görüş alanı: FOV: $4'$) açısal çözünürlükle detaylı olarak incelemek ve incelenen bölgelerin yapısı, sıcaklığı ve kinematiği hakkında detaylı bilgi edinmek amacıyla, TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde (TUG), (Antalya/Bakırlıtepe) bulunan 150cm çaplı RTT150 teleskopunun coudé çıkışında kullanılmak üzere bir Fabry-perot tayfölçeri yapılmıştır. DEFPOS (Dual Etalon Fabry-Perot Optical Spectrometer) adı verilen 75 mm çaplı, çift etalonlu Fabry-Perot tayfölçeri, teleskopun coudé

çıkışı kullanılmaya hazır hale getirilmiştir. 30 km/s (0.65 Å) hız çözünürlüğüne ve 11000 ayırma gücüne sahip olan DEFPOS tayfölçerin test çalışmaları tamamlandıktan sonra, 2007 tarihinden itibaren gökadamızın değişik ortamlarından Hα gözlemleri yapılmaya başlanmıştır (Şahan vd., 2009). Alınan CCD görüntüleri halka toplama tekniği kullanılarak bir boyutlu tayflara dönüştürülmüştür. Tayfölçerin parlaklık ayarlaması için NGC7000'in (North American Nebula: NAN) merkezinden (α_{2000} =$20^h58^m4^s$, δ_{2000}= 44°35′ 43 ″) alınan tayflar kullanılmıştır. Bu koordinatlar, 1°'lik WHAM görüş alanı içinden ve Scherb'in paraklık hesaplaması için kullandığı 49′ 'lık alan içinden seçilmiş dokuz farklı bölgeden oluşmaktadır. Bu bölgelerden bir tanesi özellikle Morgenthaler ve arkadaşlarının (Morgenthaler vd., 2001) 4′ 'lık görüş alanı için 900 R olarak hesaplanan bölge ile aynı seçilmiştir. Bu bölgeden değişik poz sürelerinde (60s ile 1200 s arasında) Hα tayfları alınmıştır. Alınan tayfların karşılaştırılması sonucunda, DEFPOS verileri için 1 ADU km/s değerinin yaklaşık 2337.4R'e karşılık geldiği bulunmuştur (Hα'da 1R=$10^6/4\pi$ photons $cm^{-2}sr^{-1}s^{-1}$). Daha sonra bu parlaklık değeri kullanılarak diğer 8 bölgeden elde edilen tayfların parlaklık değerleri rayleigh (R) biriminde hesaplanmıştır. Bulunan sonuçlar VTSS (Virginia Tech Spectral Survey) haritasındaki ve sayısallaştırdığımız Ishida ve Kawajiri (Ishida and Kawajiri, 1968) haritasındaki değerler ile karşılaştırılmıştır. Dalga boyu kalibrasyonu için de H ve H-D lambası kullanılmıştır. Elde edilen tayflar her biri 4 km/s hız aralığında toplam 50 tane tayfsal elementten oluşmakta ve 200 km/s (4.4 Å) hız aralığındaki tüm tayfları içermektedir (Şahan vd., 2009; Ishida and Kawajiri, 1968; Aksaker vd., 2009).

DEFPOS ile ölçülen HII bölgelerinden bir tanesi Şekil 2a'da SHASSA (The Southern H-Alpha Sky Survey Atlas) haritası ile verilen Orion Bulutsusunun Hα haritası üzerinde gösterilmiştir. En parlak bulutsulardan biri olan ve Messier 42, (M42 veya NGC 1976) olarak anılan Orion Bulutsusu, Orion kuşağının güneyine olup yaklaşık 15 ışık yılı çapındadır. DEFPOS ile Şekil 2a'de verilen harita üzerinde mavi halka ile gösterilen bölgeden Hα tayfı alınmıştır. Mavi halkanın koordinatları α_{2000} = $05^h35^m4^s$ δ_{2000}=-05°25′30″ ve çapı DEFPOS'un görüş alanı olan 4 ′ dakikası kadardır. Mavi halka yakınında daha geniş açısal çapa sahip olan üç adet yeşil halka ise WHAM-NSS haritası (Haffner vd., 2003) için alınan 1° açısal görüş alanına sahip olan en yakın WHAM verilerini temsil etmektedir. Orion bulutsusundan 300 s poz süresinde alınan H α görüntüsünün ham CCD görüntüsü Şekil 2b'de verilmiştir (Şahan vd., 2009). CCD görüntüsünün merkezindeki parlak halka, Orion bulutsusundan 4 ′ açı dakikasında alınan Hα tayfını temsil etmektedir. Merkezdeki halka görüntüden başka sağ alt köşede şiddetleri gerçek görüntünün şiddetinin %7 ve %4.5 'si kadar olan iki tane halka daha görülmektedir. Bu görüntüler etalonlar arasındaki camdan kaynaklanmaktadır ve veri analizleri yapılırken etkileri gerçek görüntülerden çıkartılmaktadır. Halka toplama tekniği kullanılarak (Coakley vd., 1996) CCD görüntüsü bir boyutlu tayfa dönüştürülmüştür (Şekil 2c). Hα tayfları yıldızlararası ortamdan gelen gazın dağılımı ve kinematiği hakkında detaylı bilgi içerdiğinden elde edilen tayfların şiddetlerinin hassas olarak belirlenmesi önemlidir. Şekil 2c'deki tayfın

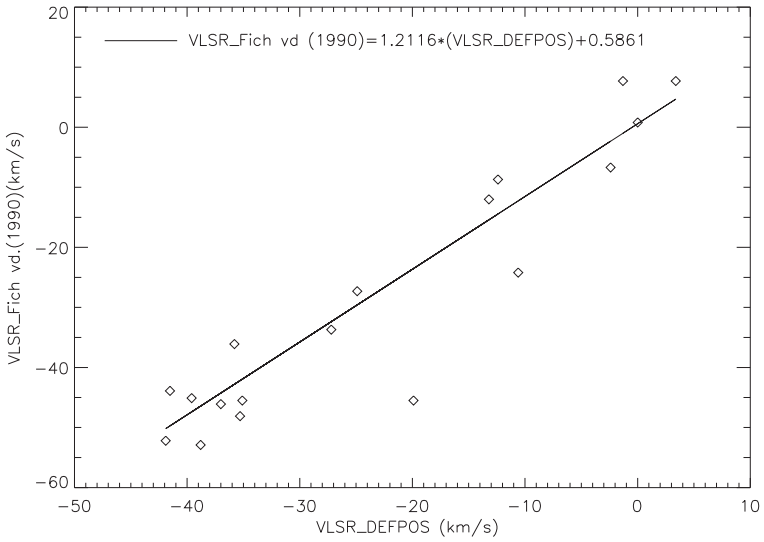
yarı genişliğini, hızını ve parlaklığını bulmak için tayfa en uygun bir Gauss eğrisi uydurulmuştur (Şahan vd., 2009). Şekil 2c'de verilen tayfların her biri 4 km/s (0.087Å) tayfsal aralığa (+ sembol) karşılık gelen 50 tane tayfsal elementten oluşmaktadır. Benzer şekilde noktalı olarak gösterilen çizgi verilere en uygun teorik gauss eğrisini göstermektedir. Uydurulan gauss eğrisinin uygunluğunu kontrol etmek amacıyla her tayfın alt tarafında uydurulan gauss eğrisinden gerçek değerler çıkarılarak elde edilen artık değerler (residual) çizdirilmektedir. Fabry Perot 'lar spektrometre olarak kullanıldığında, Hα tayfının saçak genişliği tayfsal çözme gücünü gösterir. Tayfın yeri ise LSR'a göre tayfın hızını gösterir (Mierkiewicz, 2002). LSR hızı -12.62 km/s 'ye sahiptir ve şekil üzerinde düşey kesikli çizgilerle gösterilmiştir. Şekil 2c'deki tayfın LSR'a göre hızı -5.47 $\pm$ 0.3 km/s'dir. Tayfın yarı genişliği ve parlaklığı ise sırasıyla 40.90 $\pm$ 0.3 km/s ve 18025 $\pm$ 1597.7 R olarak hesaplanmıştır. (Blitz vd., 1982). HII bölgesinin (α_{2000}=05 ^{h}34 ^{m}56 ^{s}.0, δ_{2000}=-05°27′.9″.9) hızını 8 $\pm$ 1.5 km/s olarak ölçerken Fich ve ark. (Fich vd., 1990) yapının yarı genişliğini ve hızını 38.8 $\pm$ 0.1 km/s ve 0.8 $\pm$ 0.1 km/s olarak ölçmüştür. Lockman (Lockman, 1990) ise radyo dalga boyunda HII bölgesinin (α_{2000}=05 ^{h} 35^m 15^s.9, δ_{2000}=-05°23′18″.3) hızını ve yarı genişliğini -2.3 $\pm$ 0.1 km/s ve 26.5 $\pm$ 0.1 km/s olarak ölçmüştür. Bally ve ark. (Bally vd., 1987) Orion bulutsusunun değişik 11 bölgesinden CO'de ölçümler yapmışlar ve bu bölgelerin hızlarını da elde etmişlerdir. Bunlardan bir tanesi de yaklaşık DEFPOS ile ölçülen koordinattır (α_{2000}=05^h 35^m 13^s.18, δ_{2000}=-05°22′41″.1). Bu koordinattaki tayfın hızı 3.7 km/s olarak ölçmüşler ve diğer hızlar da 1.0 km/s ile 3.8 km/s hız aralığında değişen değişik hızlarda ölçmüşlerdir. Ayrıca, değişik tarihlerde, DEFPOS Tayfölçeri ile yıldızlararası ortamdan farklı HII bölgelerinden Hα tayfları alınmıştır. Elde edilen tayfların özellikle yarı genişlik ve hız değerlerinin literatürde verilen Fich ve ark. (1990) tarafından elde edilen verilerin yarı genişlik ve hız değerleri ile karşılaştırmaları yapılmıştır. Fich ve ark. (1990) Leuschner Gözlemevi'nde bulunan 0.76m teleskopta takılı olan Fabry-Perot tayfölçeri kullanılarak sahiptir. 284 HII bölgesinden alınan 2 açı dakikalık ($'$) görüş alanlı H α tayflarını kullanarak tayların radyal hız (LSR'a göre) ve yarı genişlikleri belirlenmiştir. DEFPOS (FOV: 4$'$) ile Fich ve arkadaşlarının (1990) (FOV:2$'$) yaptıkları çalışmalarda elde edilen tayflar yaklaşık aynı görüş alanına (FOV) sahip olduklarından alınan tayfların hızları ve yarı genişlikleri karşılaştırılmış ve sonuçlar Şekil 3' de verilmiştir. Aynı şekilde DEFPOS ile elde edilen verilerin yarı genişlik ($FWHM$) değerleri de Fich ve ark. (1990) tarafından elde edilen verilerin tayflarının yarı genişlik değerleri karşılaştırılmıştır (Şekil 5). Şekil 4 ve Şekil 4'de yatay eksenler sırasıyla DEFPOS ile elde edilen verilerin hızlarını ve yarı genişlikleri km/s cinsinden, ve düşey eksenler ise Fich ve ark.(1990)' nin yaptığı çalışmadan aynı bölgeler için elde edilen verilerin hızları ve ve yarı genişlikleri km/s cinsinden göstermektedir.

LSR hızları için 18 HII bölgesinden alınan veriler karşılaştırılmıştır. Şekil 3 incelendiğinde, DEFPOS ile elde edilen değerlerin Fich ve arkadaşlarının (1990) tarafından elde edilen değerlere göre daha yavaş bulduğu görülmektedir. Fich ve arkadaşları (1990) yaptığı çalışmada farklı kaynaklara göre hız hatasının 1 km/s olduğunu bulmuştur. Dolayısıyla, DEFPOS verilerinin hız hatasının daha yüksek



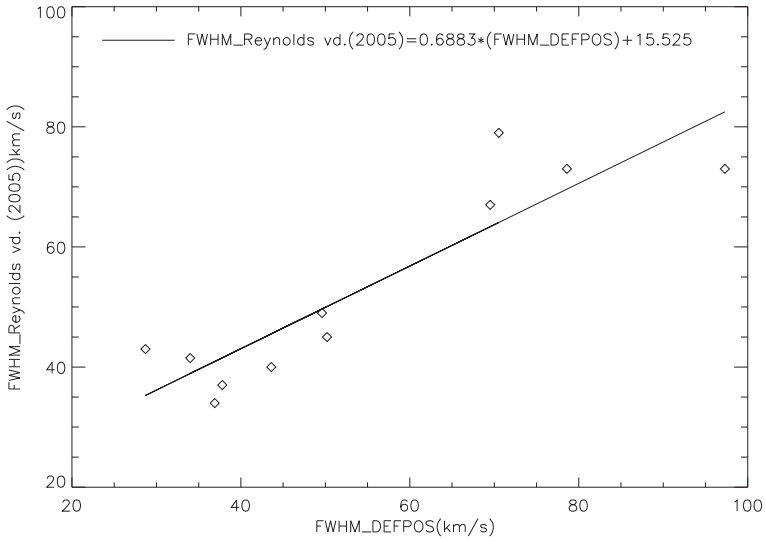
Şekil 2. a) RTT150 SHASSA (The Southern H-Alpha Sky Survey Atlas) ile elde edilen Orion Bulutsusunun Hα haritası. Mavi ve yeşil halkalar sırasıyla 4′ 'lık DEFPOS ve 1 'lik WHAM verilerini göstermektedir. b) Şekil 2a'da verilen Hα haritası üzerinde işaretlenen mavi halkalı bölgeden 600s poz süresinde alınan ham CCD görüntüsü. c) Şekil 2b'deki CCD görüntüsünden elde edilen Hα tayfı. Tayf her biri 4 km/s (0.087Å) tayfsal aralığa (+ sembol) karşılık gelen 50 tane tayfsal elementten oluşmaktadır.

olduğu düşünülmektedir. Şekil 3'de görüldüğü gibi HII bölgelerinden elde edilen hızlar karşılaştırma sonucunda DEFPOS ile elde edilen hızların Fich ve ark. (1990) tarafından elde edilen hızlara göre ± 5km/s fark olduğu görülmektedir. Veriler üzerinden bir eğilim çizgisi geçirilerek her iki hızlar arasındaki uyuma bakılmıştır. Geçirilen eğri hakkında bilgi grafiğin sol üst kısmında verilmiştir. DEFPOS tayfölçerinden ve Fich ve arkadaşları (1990) tarafından Fabry-Perot kullanılarak elde edilen verilerin VLSR hız değerlerinin karşılaştırması sonucu aralarında $0.4 < VLSR_{VLSRDEFPOS-FICH} < 1.4$ aralığında (ortalama 1.0) değişen bir ilişki olduğu görülmüştür. Verilerin karşılaştırılmasında standart hatanın da yine yaklaşık 1.0 olduğu görülmüştür. Böylece DEFPOS ile elde edilen verilerin hız değerlerinin uyumlu olduğu söylenebilir.



Şekil 3. DEFPOS ve Fich ve ark. (1990) tarafından yapılan çalışmalarda elde edilen VLSR değerlerinin karşılaştırılması.

Benzer olarak Şekil 4'de DEFPOS'un 11 gezegenimsi bulutsudan elde ettiği yarı genişlik (FWHM) değerleri ile WHAM'in elde ettiği sonuçlarla (Rerynolds vd, 2005) karşılaştırılmıştır. Yine aynı şekilde veriler üzerinden eğilim çizgisi geçirilmiş ve çizgi özellikleri grafiğin sol üst tarafında verilmiştir. Şekil 4 incelendiğinde DEFPOS verilerinin yarı genişlik değerlerinin 4 km/s 'den (yani 1 tayfsal element) daha büyük olduğu görülmüştür. DEFPOS ile WHAM tayfsal çözünürlükleri karşılaştırıldığında, WHAM tayfölçerinin çok daha hassas olmasına karşın DEFPOS ile yakın sonuçlara ulaşılmıştır. Buradan DEFPOS için tayfsal çözünürlüğün 4 km/s civarında olduğu görülmektedir.



Şekil 4. DEFPOS' un gezegenimsi bulutsular için elde ettiği yarı genişlik (FWHM) değerleri ile aynı kaynaklar için WHAM' in elde ettiği sonuçların (Rerynolds vd, 2005)karşılaştırılması.

4 Sonuçlar

Bu çalışmada, Samanyolu gökadamızın yıldızlararası ortamındaki sıcak (10 ^{4} K), düşük yoğunluklu (0.1cm $^{-3}$) ve yaklaşık tamamı iyonlaşmış hidrojen bölgelerini (HII bölgeleri) ve bazı gezegenimsi bulutsuları düşük açısal çözünürlükle (FOV: 4′) detaylı olarak incelemek ve incelenen bölgelerin yapısı, sıcaklığı ve kinematiği hakkında detaylı bilgi edinmek amacıyla bir tayfölçer yapılmıştır. DEFPOS adı verilen tayfölçer, TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde (TUG) (Alntalya/Bakırlıtepe) bulunan 150 cm'lik teleskopun (RTT150) coudé çıkışında kullanılmak üzere geliştirilmiş ve TÜBİTAK tarafından 104T252 nolu bu proje ile desteklenmiştir. Tayfölçer, teleskopun coudé odağında kullanıldığında, çok dar açıda (4 ′) gök yüzünden tayf ölçümleri yapmaktadır. 7.5 cm çaplı çift etalonlu Fabry-Perot tayfölçeri 4 açı dakikalık görüş alanı ve 30km/s tayfsal çözünürlükle 200 km/s hız aralığındaki Hα ışınımlarını ölçecek şekilde tasarlanmıştır.

Teleskop ile birlikte Gökadamızın yıldızlararası ortamından gelen sönük Hα ışınım çizgi tayfı ilk kez 23 Mayıs 2007 tarihinde almıştır. Bu ölçümlerde: tayfölçer için yeterli sinyalin alınabilmesi için gerekli olan en düşük poz süresi, Sinyal Gürültü oranı gibi bazı hassasiyet çalışmaları test edilmiştir. Tayfölçer, düşük görüş alanına sahip olduğundan yeterli sinyal alınabilmesi için gökadamızdaki Hα çizgi ölçümleri, kaynağın parlaklığına göre 300 s ile 2400 s arasında değişen poz sürelerinde gözlemler yapılmıştır. Gözlem-

lerde, HII bölgelerinden, gezegenimsi bulutsulardan farklı poz sürelerde CCD görüntüsü alınmıştır. Alınan ilk veriler kullanılarak tayfölçerin parlaklık ayarlaması, tayfların hız ve yarı genişliklerinin belirlenmesi, CCD'nin vuru gürültü oranının belirlenmesi, poz sürelerinin test edilmesi ve farklı hızlarda kullanılan farklı basınç değişimlerinin incelenmesi gibi ayrıntılı konuları araştırmak ve dolayısıyla tayfölçerin hassasiyetini test etmek açısından oldukça önemlidir. Yapılan ilk gözlemler, öncelikle hız ve yarı genişlik değerleri bilinen HII bölgeler ve gezegenimsi bulutsular seçilmiştir. HII bölgeleri için özellikle Fich ve arkadaşlarının (1990) Fabry-Perot (FOV: $2'$) kullanarak değişik HII bölgelerinin hız ve yarı genişliklerini belirledikleri kaynaklar seçilmiştir. Kullanılan tayfölçerin DEFPOS'un görüş alanına yakın olmasından dolayı alınan tayfların hızları ve yarı genişlikleri karşılaştırılması açısından oldukça önemlidir.

DEFPOS ile yayılı kaynaklar olan HII bölgeleri ile gezegenimsi bulutsuların gözlemlenmesine devam edilecektir. Yapılan gözlemler ile bu bölgelerin oluşum kaynakları, kinematiği hakkında bilgi edinilecektir. Farklı kataloglardan seçilen 5 açı dakikasından küçük HII bölgeleri ve gezegenimsi bulutsuların Hα çizgileri incelenerek kaynakların kinematiği ve bölgenin yapısı hakkında bilgiler elde edilecektir. Gözlemler sonucunda elde edilen veriler ile ölçülen kaynakların Hα ışınım çizgi özelliklerini (LSR hızlarını, $FWHM$ değerlerini ve parlaklıklarını) içeren kataloglar oluşturulması planlanmaktadır. Hazırlanması planlanan hız katalogları kullanılarak ölçülen kaynakların uzaklıkları ile birlikte gökadanın dinamiği hakkında bilgiler sağlayacaktır. Ayrıca, yarı genişlik değerleri kullanılarak kaynakların iyonlaşma, sıcaklık özellikleri gibi önemli fiziksel sonuçlar elde edilecektir. Planlanan diğer çalışmalar ise yıldızlararası ortamda bulunan parlak ve geniş HII bölgelerinin (Örn. NGC7000 Bulutsusu) her noktasından $4'$ görüş alanında alınan tayflar kullanılarak ölçülen kaynakların hız haritalarının hazırlanması planlanmaktadır. Bu nedenle, 4 açı dakikalık açısal ayırma gücüne sahip olan DEFPOS tayfölçeriyle yapılacak bu tür çalışmalar orijinal çalışmalar olacağı düşünüldüğünden ve HII bölgelerinin çalışmalarına bilimsel katkılar sağlayacaktır.

Şu anda, DEFPOS Türkiye'de yapılan tek tayfölçer olma özelliğini taşımakta ve bu tayfölçer ile önemli çalışmalar yapılmaktadır. Tayfölçerin test çalışmaları tamamlandığında ve bazı kısımlarını yenileyebildiğimizde (CCD gibi, uzaktan kontrol edilebilecek bir basınç kontrol sistemi yapılması gibi) ve sorunsuz çalışmaya başladığında değişik projeler için diğer gözlemcilerin de kullanımına açmayı planlamaktayız. Dolayısıyla, DEFPOS'un çalışması hem bizim açımızdan çok önemli hem de diğer türk araştırmacılar açısından oldukça önemlidir. DEFPOS'un düzgün çalışabilmesi için yeni bir CCD kamerasına ihtiyaç duyulmuş vardır. Yeni kamera alındığında DEFPOS ile daha detaylı çalışmalar yapılmaya başlanacaktır.

Bu çalışma TÜBİTAK tarafından 104T252 no'lu proje ile desteklenmiştir.

Kaynaklar

Aksaker N., Yeğingil İ., Şahan M., Intensity Calibration of DEFPOS Data, Experimental Astronomy. **24** (2009) 127

Bally, J. L., William, D., Stark, Antony A.; Wilson, Robert W.: Filamentary Structure In The Orion Molecular Cloud . The Astrophysical Journal. **312** (1987) L45-L49

Blitz, L., Fich, M., Stark, A. A.: Catalog Of Co Radial Velocities Toward Galactic H II Regions, Astrophysical Journal Supplement Series, **49** (I1982) 183-206

Coakley, M. M., Roesler, F.L., Reynolds, R. J., Nossal, S.: Fabry-Perot CCD Annular Summing Spectroscopy Study And Implementation For Astronomy Applications. Applied Optics.**35** 33 (1996).

Ferriere, K.M.: The Interstellar Environment Of Our Galaxy. Reviews Of Modern Physics. **73** (2001) 1031

Fich, M., Treffers, R. R., Dahl, G. P.: Fabry-Perot H-Alpha Observations Of Galactic HII Regions. Astronomical Journal, **99** (1990) 622

Haffner, L. M., Reynolds, R. J., Tufte, S. L., Madsen, G. J., Jaehnig, K. P., Percival, J. W.: The Wisconsin H-Alpha Mapper Northern Sky Survy. The Astrophysical Journal Supplement Series. **149** 405 (2003).

Ishida, K., Kawajiri, N.: Absolute Isophotometry Of Galactic HII Regions İn Hα Light. PASJ. **20** (1968) 95

Lockman, Felix J., A Survey Of Radio H II Regions İn The Northern Sky, Astrophysical Journal Supplement Series. **71** (1989) 469-479

Mierkiewicz, E.J., Fabry-Perot Observations Of The Hydrogen Geocorona. Phd Thesis, University Of Wisconsin, Madison (2002)

Mierkiewicz, E.J., Roesler, F.L., Nossal, S.M., Reynolds, R.J. Geocoronal hydrogen studies using Fabry-Perot interferometers, Part 1 Instrumentation, observations, and analysis. Journal of Atmospheric and Solar-Terrestrial Physics. **68** (2006) 1520

Morgenthaler, J. P., Harris, W. M., Scherb, F., Anderson, C. M., Oliversen, R. J., Doane, N. E., Combi, M. R., Marconi, M. L., Smyth, W. H.: Large-Aperture [O I] 6300 A. Photometry Of Comet Hale-Bopp: Implıcatıons For The Photochemıstry Of Oh, The Astrophysical Journal. **563** (2001) 451

Mozt, L. , Anneta, D.: Essential of Astronomy, Second Edition, Columbia University Press, New York, (1977).

Reynolds, R. J.: A Measurement Of The Hydrogen Recombination Rate In The Diffuse Interstellar Medium. The Astrophysical Journal, **282** (1984) 191

Reynolds, R. J.: An Extended, Low-Density HII Region Associated With XI Persei. The Astrophysical Journal. **96** (1988) 670

Reynolds, R. J., Roesler, F.L., Scherb, F., Harlander, J.: Fabry-Perot/Ccd Multi Channel Spectrometer For The Study Of Warm Ionized Interstellar Gas And Extragalactic Clouds, The International Society For Optical Engineering. Instrumentation In Astronomy (SPIE), VII, **610** (1990) 1235

Reynolds, R. J.: The Radiative Ionization of The Interstellar Medium, The Warm Ionized Gas. ASP Conference Series.**35** (1993).

Reynolds, R. J.: Ionizing the Galaxy.Science. **277** (1997)

Reynolds, R. J., Haffner, L.M., Madsen, G.J.: Tree-Dimensional Studies Of The Warm Ionized Medium In The Milky Way Using WHAM, Galaxies: The Third Dimension, ASP Conference Proceedings. Edited by Margarita Rosado, Luc Binette, and Lorena Arias, San Francisco: Astronomical Society of the Pacific, 31, **282** (2002).

Reynolds, R. J., Chaudhary, V., Madsen, G. J., Haffner, L. M., Unresolved Hα Enhancements At High Galactic Latitude In The Wham Sky Survey Maps, The Astronomical Journal, **129**, 2, (2005)927-934

Roesler F. L.: Fabry-Perot Instruments For Astronomy, Methods of Experimental Physics. Academic Press. Inc. **12** (1974).

Şahan, M.: DEFPOS Tasarımı, Özellikleri Ve İlk Sonuçlar , Doktora Tezi, Çukurova Üniversitesi, Adana, (2004).

Şahan, M., Yeğingil, İ., Kızıloğlu, Ü., Aksaker, N., Akyılmaz, M., DEFPOS and Its First Results Chin. J. Astronomy And Astrophys. (ChJAA), 5, 2, 211, (2005).

Şahan, M., Aksaker, N., Yeğingil İ.: Observation of the Geocoronal Balmer Alpha with DEFPOS. Terrestrial, Atmospheric And Oceanic Sciences (TAO). **18** 1 (2007).

Şahan, M., Yeğingil İ., Aksaker, N., Hα Measurements Using DEFPOS/RTT150 Telescope Instrumentation and Observations, Research in Astronomy And Astrophysics. 9 **2** (2009) 237

Scherb, F.: Hydrogen Production Rates From Ground-Based Fabry-Perot Observations Of Comet Kohoutec. The Astrophysical Journal. **243** (1981) 644

Strömgren, B. M.: The Physical State of Interstellar Hydrogen. The Astrophysical Journal. **89** (1939) 526

Tufte, S. L.: The WHAM Spectrometer Design, Performance Characteristics, and First Results, PhD. Thesis, University Of Wisconsin, Madison, (1997).

Bir Kataklismik Değişenin XMM-Newton ile X-ışın Veri Analizi

Mukadder İĞDİ ŞEN*, Gülnur İKİS GÜN ve Füsun LİMBOZ

[1] İstanbul Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, İstanbul, Türkiye
[2] Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fizik Bölümü, Çanakkale, Türkiye

Özet Bu çalışmada Kataklismik Değişenlerden biri olan WX Hyi nin, XMM-Newton uydusundan alınan gözlem verileri kullanılarak X-ışın tayf analizi yapılmıştır. XMM-Newton ile gözlem yapıldığı sırada sistem Normal patlamadan iniş sırasındadır, bunun kontrolü AAVSO'nun web sitesindeki optik dalgaboyundaki gözlem verileri alınarak çizdirdiğimiz ışık eğrisinden yapılmıştır. Eğer gaz sıcaklığı 10^7 K den büyükse, o optik olarak ince bir sistemdir ve Termal Bremsstrahlung X-ışın emisyonu yapmaktadır. Analizlerimizden X-ışın yayınlayan plazmanın sıcaklığı 31.1 keV (3.632×10^8 K) olarak hesaplanmıştır. Elde ettiğimiz X-ışın tayfına uyguladığımız XSPEC model fitlerimiz neticesinde, sistemin çok sıcaklıklı plazma emisyonu yaptığı, ayrıca Sınır tabakasında Beyaz Cüce üzerine çökerken, izobarik soğuma akışı ile soğuyan optik olarak ince plazma teorisi ile açıklanabileceği görülmüştür. Bolometrik X-ışın akı değeri $\sim$2.98 x 10^{-12} erg cm^{-2} s^{-1} olarak bulunmuştur. Sınır tabakasının X-ışın lüminosite değeri $\sim$5 x 10^{31} erg/s, Kütle yığılma oranı 4 x 10^{14} gr/s (6.3 x 10^{-12} $M_\odot$ /yıl) olarak hesaplanmıştır. Sistem normal patlamadan iniş sırasındadır ve durağan haldeki bazı Kataklismik değişenlerinkine yakın değerler vermektedir.

1 Giriş

Kataklismik Değişenler yarı-ayrık çift sistemlerdir. Birincil bileşen bir Beyaz Cücedir. İkincil bileşen ise Geç tipten bir Anakol yıldızıdır. Roche Lobunu doldurmuştur ve L1 Lagrange noktasından Birincil bileşene madde aktarmaktadır. SU UMA yıldızları Kataklismik Değişen Yıldızların alt grubu olan Cüce Novaların bir türüdür. Bunlar, iki süper patlama arasında daha az şiddetli birden fazla sayıda normal patlama göstermektedirler.

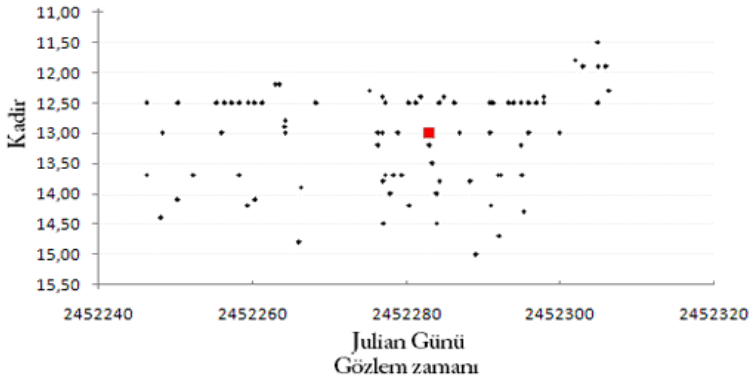
XMM-Newton uydusu üç X-ışını CCD'si (ikisi MOS (Metal Oxide Semiconductor), biri PN) taşımaktadır. Bu iki farklı tip CCD'nin (MOS ve PN) ebatları farklı olsa da görüş doğrultuları ve gözlem alanları aynıdır. EPIC kameraları, yarı yükseklikteki tam genişlik (FWHM) 6″ olan bir açısal ayırmaya sahiptir ve 0.15-15 keV enerji aralığında orta çözünürlüklü (E/ΔE= 20-50) X-ışın tayfı sağlar. Yörüngesel hedef net görüş süresi 40 saattir (http://xmm.vilspa.esa.es).

* mukaddderi@yahoo.com

WX Hyi, SU UMA türünden bir sistemdir. Yer'e 265 pc uzaklıktadır (Warner, 1987). Ekvatoral koordinatları $\alpha = 2^h\ 09^m\ 50.7^s$ ve $\delta =$ - $63^0\ 18'\ 40.1'$ dir. Sistemin eğimi 40 $\pm$ 10 dir. Yörünge periyodu 0.0748 gündür. Durağan haldeki minimum parlaklığı 14.9 kadirdir. Normal ve Süper patlama sırasındaki parlaklıkları, sırasıyla, 12.5 kadir ve 11.4 kadirdir. Normal patlama periyodu 11 gün, Süper patlama periyodu ise 180 gündür. Beyaz Cücenin kütlesi 0.90 $\pm$ 0.30 $M_\odot$,İkincil yıldızın kütlesi ise 0.16 $\pm$ 0.05 $M_\odot$ (Ritter ve Kolb,1997). Kütle oranı $q(M_2/M_1)$ 0.178 $\pm$ 1.50 dir.

2 Gözlemler

WX Hyi nin X-ışın gözlem verisi XMM-Newton'un internet arşivinden alınmıştır. Gözlem 2002-01-08 03:37:52 UT de başlamış ve 15197 s (4 saat 13 dakika) (JD 2452282.651− 2452282.826990741) sürmüştür. Gözlem detayları Tablo 1 de görülmektedir. AAVSO'nun internet arşivinden sistemin 60 günlük optik dalgaboyundaki gözlem verisi alınarak Şekil 1 deki ışık eğrisi çizdirilmiş ve XMM-Newton ile yapılan gözlem sırasında sistemin 12.4 kadirlik normal patlama durumundan (18 saat 45 dakika sonraki) durağan hale inişte olduğu görülmüştür. Sistem XMM-Newton'un gözleminin bitişinden 3 saat 16 dakika sonra 13 kadirlik parlaklık değerinde, 1 gün 3 saat 10 dakika sonra ise 14.5 kadirlik durağan halindedir. Sistemin XMM-Newton'un gözleminden 22 gün sonra 11.5 kadirlik parlaklık değeri ile Süper patlamanın zirvesinde olduğu ışık eğrisinden görülmektedir.



Şekil 1. WX Hyi'nin AAVSO (www.aavso.org) dan alınan optik ışık eğrisi. Şekil XMM-Newton ile yapılan gözlem zamanını da içermektedir. Bu sırada sistemin parlaklığı 12.4 kadirdir ve şekil üzerinde kare ile gösterilmiştir.

Çizelge 1. WX Hyi nin XMM-Newton gözlem detayları.

Sistem	Gözlem No	Devir	Poz süreleri (ks)			
			MOS	PN	RGS	OM
WX Hyi	0401	381	9.8	7.5	10.3	12.9

3 Yöntemler

WX Hyi nin gürültüden temizlenerek elde edilen tayfına uygulanan eşleştirmeler XSPEC paketi ile yapılmıştır.

10^7 K üzerindeki sıcak gazlar, eğer optik olarak ince iseler Isısal frenleme mekanizmalı (termal bremsstrahlung) X-ışınları yayarlar. Bu çalışmada WX Hyi'nin filtrelenen verisinden elde edilen EPIC tayfına ısısal temelli olan ve olmayan bir ya da iki sıcaklıklı modeller uygulanmış ve ısısal frenleme mekanizmasını temel alan CEVMKL modelinin tayf ile iyi uyum sağladığı görülmüştür. Bu model, sıcak gazdan yayınlanan emisyon ölçümünü esas alan MEKA ve onun yeniden düzenlenmesi ile 1995 yılında oluşturulan MEKAL (Mewe-Kaastra-Liedahl) modelinden türetilmiştir. CEVMKL modelinde, karbondan (C) nikele (Ni) çok rastlanan 13 element için bolluk değerleri serbest olarak değişmektedir. Bu elementlere ait çizgilerin en belirginleri tayf üzerinde gösterilmiştir. Modellerle ilgili bazı temel bilgiler aşağıda verilmektedir, detaylı bilgi için İğdi Şen (2008)'e bakılabilir.

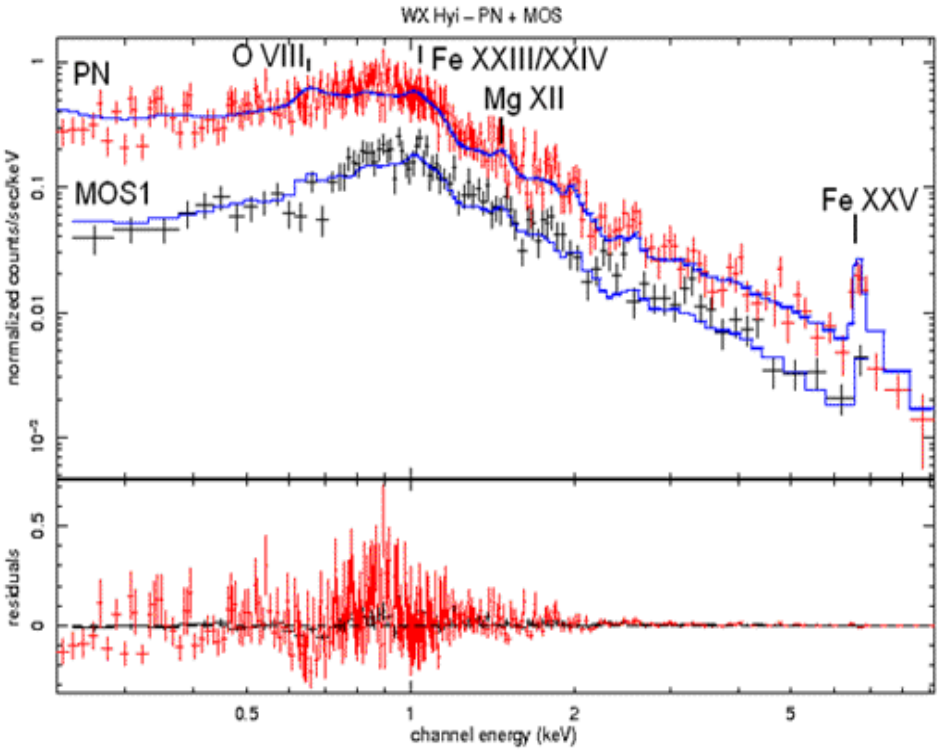
Akı birimi erg cm^{-2} s^{-1} dir. Bir cm^3 teki Nötr Hidrojen kolon yoğunluğu (Galaktik absorbsiyon) N_H ile gösterilmiş ve Kırmızıya kayma sıfır kabul edilmiştir. Sistemin uzaklığı (d) 265 pc = 8.173 x 10^{20} cm dir. Şekil 2 de görülen model fitinden elde ettiğimiz akı değeri (F_X = 2.98x 10^{-12} erg cm^{-2} s^{-1}) kullanılarak X-ışın lüminozite değeri hesaplanmıştır (L_X = L_{BL} =5 x 10^{31} erg / s). Sıcaklık (kT_{max}) 31.3 keV bulunmuştur. Yığılma oranı ($\dot{M}_{BL}$) Pandel ve ark.(2003) tarafından verilen aşağıdaki bağıntıdan hesaplanmıştır.

$$L_{BL} = \frac{5}{2} \frac{\dot{M}_{BL}}{\mu\, m_p} kT_{\max}$$

Burada moleküler ağırlık (μ) 0.6 dır (Pandel ve ark, 2003), Proton kütlesi (m_p) 1.672 x 10^{-24} gr dır. Tablo 2 de tayfa en iyi uyum sağlayan modelden elde edilen parametre değerleri görülmektedir.

Çizelge 2. Tayfa uygulanan modelden elde edilen parametre değerleri.

Dedektör ve XSPEC Model	Power law fonksiyon indeksi alfa	kT_{Max} (keV)	Akı (erg cm^{-2} s^{-1}) Bolometrik (0-12) keV	Galaktik absorbsiyon, N_H (10^22) ($1/cm^3$)
PN+MOS	0.73±0.3	31.3±2.2	2.98E-12	2.3±0.3E-2



Şekil 2. WX Hyi nin PN ve MOS1 verilerinden elde edilen X-ışın tayfı. Belirgin emisyon çizgileri şekil üzerinde işaretlenmiştir. Kalın çizgiler tayf ile en iyi uyum sağlayan model fitinden elde edilmiştir.

4 Sonuçlar ve Tartışmalar

Bu çalışmada, X-ışın yayınlanan plazmanın sıcaklığı kT_{max} ∼31.3 keV (3.632 x 10^8 K) olarak bulunmuştur. Tablo 2 de görülen model fitinden bolometrik X-ışın akı değeri ∼2.98 x 10^{-12} erg cm^{-2} s^{-1} olarak tespit edilmiştir. PN+MOS için hesaplanan Sınır tabakası lüminozite değeri ($L_{BL} = L_X$) ∼5 x 10^{31} erg / s dir. Tespit edilen plazma sıcaklığı için yığılma oranı ($\dot{M}_{BL}$) 4 x 10^{14} gr / s (6.3 x 10^{-12} $M_\odot$/yıl) olarak hesaplanmıştır.

Sistem XMM-Newton gözleminin başlangıcından ∼19 saat önce normal patlama sırasında 12.4 kadir ve XMM-Newtonun gözleminin bitişinden ∼2 saat sonra 13 kadir değerinde ve bundan ∼1 gün sonra ise 14.5 kadirlik durağan haldedir. Yani XMM-Newtonun gözlemi sırasında sistem normal patlamadan iniş sırasında bulunmaktadır. Chandra uydusu ile WX Hyi'nin 2002 de yapılan her iki gözlemi için yazarlar (Perna ve ark., 2003), sistemin durağan halde olduğunu belirtmelerine rağmen, ilk gözlemde sistem normal patlama halinde, diğerinde ise 13.8 kadirden küçük değeri ile normal patlamadan durağan hale iniş sırasında bulunmaktadır. Bu kontroller AAVSO'nun internet veri arşivinden alınan gözlem verileri kullanılarak tespit edilmiştir. Perna ve ark. (2003) nın bu gözlemler için yaptıkları analiz sırasında CHANDRA'nın analiz paketindeki mevcut modellerle yapının ortaya çıkarılamadığı belirtilmiş ancak, kararlı durum gerektiren, izobarik ve ışınımsal soğuma yapan yapıya uygun bir soğumalı akış modelini kullanarak yapılan tayf analizinden X-ışını yayınlayan plazmanın sıcaklığı 20 keV (2.32 x 10^8 K) ve diskten Beyaz cüce üzerine olan madde yığılma oranı için 2 x 10^{14} gr/sn (3.17 x 10^{-12} $M_\odot$/yıl) değerleri açıklanmıştır. Bu değerler bizim sonuçlarımıza bir miktar yakın görünmektedir. Ayrıca yazarlar 10^6K-10^8K sıcaklık aralığındaki akıştan beklenen iyonize emisyon çizgileri tespit ettiklerini belirtmektedirler. Bizim analizimiz sonucu da, sıcak ortamın bir kanıtı olan çeşitli elementlerin iyonize olmuş çizgileri tespit edilmiştir.

İkis Gün(2002) tarafından 1991 yılında sistem durağan halde iken ROSAT uydusu ile yapılan 15 tane gözlemin analizi sonucu, durağan hale uygun bir sıcaklık 1.69 keV (1.96 x 10^8 K) bulunmuştur. Ayrıca, sistemin 120 pc uzaklığı için bulunan X-ışın ışınım gücü (L_X) 9.2458 x 10^{30} erg / s dir. Bizim analizlerimizde bu sistem için kullandığımız 265 pc ((Ritter ve Kolb,1997) uzaklık için L_X değeri tekrar hesaplanarak 4.47 x 10^{31} erg / s değeri bulunmuştur. İkis Gün (2002) diskten Beyaz cüce üzerine olan madde yığılma oranı için 2.46 x 10^{14} gr/sn(3.9 x 10^{-12} $M_\odot$/yıl) değerini tespit etmiştir.

Pandel ve ark.(2003) XMM-Newton'un bizim analiz için kullandığımız aynı gözlem verisini kullanmış, ancak sistemin patlama durumunda olduğunu belirtmiştir. Ancak yukarıda detaylı olarak belirttiğimiz gibi sistem normal patlamadan iniş sırasında bulunmaktadır. Bu nedenle patlama için uygun modellere uyum sağlamamıştır. Pandel ve ark.(2003) durağan hal için çarpışmalı iyonize plazmayı esas alan uygun Mekal temelli modeli kullanarak, bizim sonuçlarımıza çok yakın değerler bulmuştur.

Teorik modeller diskten beyaz cüce üzerine olan madde yığılma oranı için 2 x 10^{16} gr s^{-1} (yani 3 x 10^{-10} $M_\odot$/yıl) değerini kritik değer olarak kabul ederler. Eğer kütle yığılma oranı bu değerden küçük ise oradaki madde optik olarak ince olacak ve ısısal frenleme mekanizması ile ışınım yayınlayacaktır. Bu sistem için tespit ettiğimiz madde yığılma oranı bu kritik değerden küçüktür, yani oradaki maddenin optik olarak ince olduğunu ve ısısal frenleme mekanizması ile ışınım yayınladığı söylenebilir. Ayrıca 10^7 K üzerindeki sıcak gazlar, optik olarak incedir ve Isısal Frenleme ışınımı yapmaktadır. Bu çalışmada veri noktaları ile en iyi eşleşmeyi veren model ısısal frenleme mekanizmasını temel alan bir modeldir. Bu teorik model, X-ışınlarını yayınlayan plazmanın optik olarak ince, çarpışmalı

iyonize yapısını ve sıcak ortamın bir kanıtı olarak çeşitli elementlerin iyonize olmuş çizgilerini de öngörmektedir. Tayftan elde edilen sıcaklık değeri ve tayftaki iyonize durumdaki çeşitli elementlere ait emisyon çizgilerinin çokluğu, sıcak ve optik olarak ince plazmanın göstergesidir.

Ayrıca bu modele göre, diskten buharlaşarak beyaz cüce etrafında sıcak bir korona oluşturan gaz kısmen beyaz cüce üzerine yığılmakta ve kısmen de rüzgarda kaybolmaktadır. Eğer koronadaki yoğunluk düşükse, X-ışın tayfında beyaz cüce üzerine çökerken soğuyan plazmanın emisyonu baskın olmaktadır ki bu çalışmada elde edilen tayf modeli de tam olarak bu soğumaya işaret etmektedir. Yani elde edilen X-ışın tayfı, sınır tabakasındaki koronada bulunan sıcak ve optik olarak ince plazmanın beyaz cüce üzerine çökerken soğuduğunu göstermektedir. X-ışın emisyonunun muhtemel kaynağı, beyaz cüce üzerine çökerken sınır tabakasında soğuyan plazmadır. WX Hyi nin XMM-Newton uydusu ile alınan X-ışın fotonlarının, analize uyum sağlayan bu model mekanizması ile açıklanabileceği söylenebilir.

Kaynaklar

Igdi Sen, M.: Yüksek Lisans Tezi (2008) Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Çanakkale, Türkiye

Ikis Gün, G.: Doktora Tezi. (2002) Boğazici Üniversitesi, İstanbul, Türkiye

Pandel, D., Cordova, F. A., Howell, Steve B.: X-ray and ultraviolet observations of the dwarf nova VW Hyi in quiescence. MNRAS **346** (2003) 1231

Perna, R., McDowell, J., Menou, K.: Chandra Observations of the Dwarf Nova WX Hydri in Quiescence. The Astrophysical Journal **598** (2003) 545

Ritter, H., Kolb, U.: Catalogue of Cataclysmic Binaries, Low-Mass X-Ray Binaries and Related Objects. Astronomy and Astrophysics **129** (1997) 83

Warner, B.:Systematics of dwarf novae. Astrophysics and Space Science. Astrophysics and Space Science **130** (1987) 3

Doppler Görüntüleme Tekniği Kullanılarak SW Lac'ın Yüzey Haritalarının Elde Edilmesi

Hakan V. Şenavcı[1⋆], Gaitee A.J. Hussain[2], Douglas O'Neal[3], John R. Barnes[4], Selim O. Selam[1], Berahitdin Albayrak[1] ve Cemal Aydın[1]

[1] Ankara Üniversitesi Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 06100 Tandoğan Ankara, Türkiye
[2] ESO, Karl-Schwarzschild-Str. 2, D-85748 Garching, Almanya
[3] Keystone College, Natural Science and Mathematics, La Plume, PA 18440, Amerika Birleşik Devletleri
[4] Center for Astrophysics Research, University of Hertfordshire, College Lane, Hatfield Herts AL109AB, İngiltere

Özet Bu çalışmada, sezonluk ışık değişimi gösteren W-türü W UMa örten çift sistem SW Lac'ın ilk yüzey parlaklık dağılımı haritaları elde edildi. Sisteme ilişkin tayfların S/N değerleri, en küçük kareler dekonvolüsyonu (Least Squares Deconvolution - LSD) kullanılarak Doppler Görüntüleme Tekniği için uygun hale getirildi. Sisteme ilişkin yüzey parlaklık dağılımı haritaları, Doppler Görüntüleme Tekniği kodu DoTS'un değen çift yıldızlar için uyarlanmış versiyonu kullanılarak elde edildi. Analiz sonuçları, SW Lac'ın, ışık değişimi manyetik aktivite kökenli olan ve ikinci bileşen üzerinde daha çok soğuk leke barındıran tipik bir W-türü W UMa olduğunu göstermektedir.

1 Giriş

Geç tayf türünden yakın çift yıldızlarda görülen ışık değişimi, örtme-örtülme, yörünge parametreleri ve şekil bozulması gibi geometrik olgular dışında manyetik aktivitenin varlığına da atfedilmektedir. Bu bağlamda manyetik aktivite kökeninin araştırılmasında kullanılan en önemli belirteçler, ışık eğrisi genliğinin değişimi, dönem değişimi karakteristiği ve tayfsal aktivite belirteci çizgilerdir.

Yıldızlarda kromosferik ve fotosferik aktivitenin varlığının belirlenmesinde kullanılan en etkili tekniklerden biri, tayfsal aktivite çizgilerine bağlı olarak gerçekleştirilen Doppler Görüntüleme Tekniği'dir. Yıldız yüzeyindeki soğuk bölgeler, daha sıcak olan fotosfere oranla şiddet olarak daha düşük bir sürekli akıya ve çevreleyen fotosfere nazaran daha farklı bir kimyasal bileşime sahiptirler. Dolayısıyla dönmeden dolayı genişlemiş bazı tayfsal çizgilerin profillerinin bozulmasına, yani bir asimetriye sebep olurlar. Bu asimetrinin dönme modülasyonu kaynaklı radyal hızı lekenin anlık konumunun bir göstergesi iken, radyal hızın büyüklüğü ise lekenin büyüklüğünün izdüşüm görüntüde kapladığı alanın bir ölçüsüdür. Yıldız döndükçe çizgi üzerindeki asimetri, lekenin enleminin belirlediği bir genlikle profil boyunca hareket eder. Dolayısyla bu teknik, bir zaman

⋆ email: hvsenavci@ankara.edu.tr

serisi olarak elde edilen tayfsal çizgi profillerindeki değişimlerle soğuk yıldızların yüzey parlaklık dağılımındaki anormalliklerin belirlenmesi ve fotosferik lekelerin yüzeydeki dağılımları ile zamana bağlı davranışlarının belirlenerek 2 – boyutlu yüzey haritalarının çıkartılmasında kullanılmaktadır.

Bu çalışmanın amacı dönemden döneme ışık değişimi gösteren ve literatürce birçok araştırmacı tarafından bu davranışı doğrulanan kısa dönemli (P $0^g.32$) W UMa türü bir çift sistem SW Lac ($V_{max}=8^m.99$, HD 216598, BD+37° 4717, HIP 113052) yıldızının uzun dönemli ışık değişiminin, yalnızca geometrik (tutulmalar, biçim bozulması) ve ışımasal (yansıma ve çekim kararması) olgulardan değil, aynı zamanda manyetik etkinliğin varlığı altında bileşen yıldızların yüzey parlaklık dağılımlarının homojen olmamasından kaynaklandığını, Doppler Görüntüleme Tekniği yardımıyla, ortaya çıkarmaktır.

1.1 SW Lac

Sistem, ışık eğrilerinde gösterdiği asimetriler ve karmaşık dönem değişim karakteristiği nedeniyle literatürde en çok gözlenen ve araştırılan değen çift yıldızlardan biridir. SW Lac'ın ışık eğrilerindeki kararsızlıklar, sistemin ilk fotometrik gözlemlerinden bu yana bilinmekte ve soğuk leke bölgelerinin varlığı gibi bileşenlerin yüzey parlaklık dağılımındaki düzensizliklere atfedilmektedir (Brownlee 1957, Albayrak et al. 2004, Gazeas et al. 2005 ve referansları).

SW Lac'ın IUE (International Ultraviolet Explorer) gözlemleri, sistemde kromosferik aktivitenin varlığını işaret etmektedir (Eaton 1983, Rucinski et al. 1984, Jeong et al. 1994). Jeong et al. (1994), sistemin MgII çizgi şiddetlerinin yörünge evresiyle değişimini inceleyerek kromosferik aktivitenin ışık eğrilerindeki değişimle uyumlu olduğunu belirlediler. Rucinski et al. (1984) tarafından yapılan çalışmada sistemin koronal X-ışın akısının varlığında bahsedildi ve ardından Cruddace & Dupree (1984) ve Stępień et al. (2001) sırasıyla Einstein ve ROSAT uyduları gözlemlerinden sistemin X-ışın akısını $L_{\rm x}/L_{\rm bol} = 3.31 \times 10^{-4}$ ve $L_{\rm x}/L_{\rm bol} = 4.07 \times 10^{-4}$ olarak hesapladılar.

Sistemin en güncel dikine hız çalışması Rucinski et al. (2005) tarafından gerçekleştirildi. Araştırıcılar sistemin tayfsal kütle oranını $q_{\rm sp} = 0.776 \pm 0.012$ olarak belirlediler ve hatanın bu denli yüksek olmasının sistemin yüzey aktivitesinden kaynaklandığını açıkladılar. Yine aynı çalışmada sistemin tayf türü G5V olarak belirlendi. Ancak araştırıcılar bu tayf türünün gözlenen (B-V) değerinden daha sıcak olduğunu ve G8V tayf türünün sistem için daha uygun bir değer olduğunu belirttiler.

SW Lac'da üçüncü bileşenin varlığına ilişkin ilk çalışma Hendry & Mochnacki (1998) tarafından yapıldı. İlave cismin varlığına ve bazı fiziksel parametrelerinin belirlenmesine ilişkin daha detaylı çalışmalar Canada-France-Hawaii Telskobu'nda Adaptive Optics (AO) yöntemi kullanılarak Pribulla & Rucinski (2006) ve Rucinski et al. (2007) tarafından gerçekleştirildi. İlgili çalışmalarda $1\farcs68$ ayrıklığa ve sistemle oluşturduğu ortak kütle merkezi etrafında 940 yıllık yörünge dönemine sahip bir ilave cismin varlığı belirlendi.

1.2 Gözlemler ve İndirgeme

Doppler Görüntüleme Tekniği, hedef cisme ilişkin tam bir yörünge dönemi boyunca elde edilmiş yüksek çözünürlüklü tayflara gereksinim duymaktadır. Hedef cismin parlaklığı da göz önünde bulundurulduğunda yöntem, en az 2.0 m ve üzeri teleskopların kullanılmasını gerekli kılmaktadır. Bu bağlamda SW Lac'ın faklı evrelerde ve tam bir yörünge dönemini kapsayan yüksek çözünürlüklü tayfları Amerika Birleşik Devletleri Texas Eyaleti'nde bulunan McDonald Gözlemevi'nde elde edildi. Gözlemler, 10 ve 13 Ağustos 2009 tarihlerinde, 2.1 m'lik Otto Struve Teleskobu'na bağlı Sandiford Eşel Tayfçekeri (SES) kullanılarak gerçekleştirildi ve SW Lac'a ilişkin 60000 çözünürlüklü ve 5435 - 6620Å dalgaboyu aralığında toplam 20 adet tayf elde edildi. İlgili tarihlerde SW Lac'a ilişkin tayfların yanısıra ön indirgeme adımlarında kullanılacak olan Flat ve Bias görüntüleri, dalgaboyu kalibrasyonunda kullanılacak olan ThAr lamba tayfları, radyal hız standardı HD 144579 yıldızının tayfı, aktif olmadığı bilinen HR 7345, HR 8729 ve HR 7462 yıldızlarının tayfları ile tellürik çizgilerin tayflardan arındırılmasında kullanılan teknik gereği hızlı dönen B tayf türünden HR 7906 ve HR 8579 yıldızlarının tayfları da elde edildi.

McDonald Gözlemevi'nde elde edilen tayfların ön indirgemesi (Flat – Bias düzeltmesi), kozmik ışınlardan arındırılması, dalgaboyu kalibrasyonu ve normalizasyon işlemi IRAF[5] (Image Reduction and Analysis Facility) programı ve ek paketleri (GUIAPPS) kullanılarak gerçekleştirildi. Tayfların tellürik çizgilerden arındırılması işlemi ise yine IRAF programı ve Keystone Üniversitesi'nden Dr. Douglas O'Neal tarafından geliştirilen ve IDL[6] (Interactive Data Language) programlama diliyle yazılmış olan "normdry" kodu yardımıyla gerçekleştirildi.

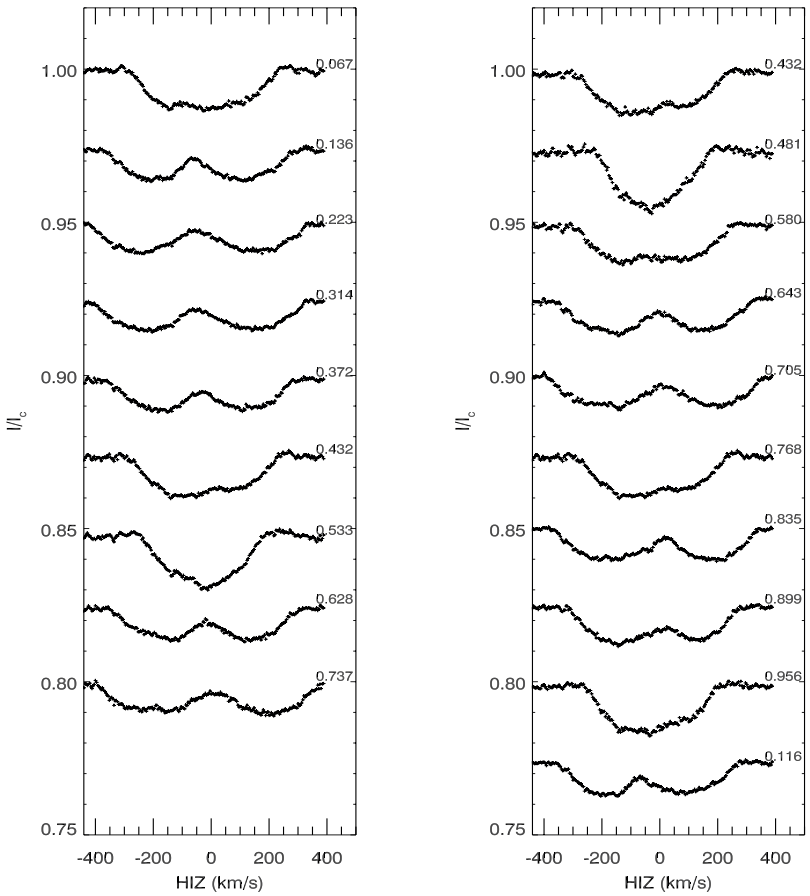
1.3 En Küçük Kareler Dekonvolüsyonu - LSD

En küçük kareler dekonvolüsyonu (Least Squares Deconvolution – LSD) gelişmiş bir çapraz – korelasyon (cross – correlation) yöntemi olup binlerce tayf çizgisinden eş zamanlı olarak ortalama bir profil elde etmek amacıyla kullanılmaktadır. Dekonvolüsyon işlemi ile Doppler görüntüleme tekniğine uygun, oldukça yüksek S/N oranına sahip profiller elde edilebilmektedir. Teknik ilk kez Donati et al. (1997) tarafından uygulandı.

SW Lac 'ın farklı evre aralıklarında gözlenen yüksek çözünürlüklü tayflarından yüksek S/N oranına sahip hız profilleri elde etmek amacıyla, Donati et al. (1997) tarafından yazılan LSD kodu kullanıldı. Analizler esnasında ortalama 325 fotosferik çizgi kullanıldı. Sistemin McDonald Gözlemevi'nde elde edilen yüksek çözünürlüklü tayflarının S/N oranı 44.84 – 107.23 arasında değişmekte iken ilgili tayfsal veriler kullanılarak elde edilen LSD profillerinin S/N oranları 700 – 900 arasında değişmektedir. Dolayısıyla bu değerler ile sisteme ilişkin elde edilen tayfsal veriler Doppler görüntüleme Tekniği için uygun hale getirilmiş oldu. Sistemin 10 ve 13 Ağustos gözlemsel verileri kullanılarak elde edilen hız

[5] http://iraf.noao.edu
[6] http://www.ittvis.com/ProductServices/IDL.aspx

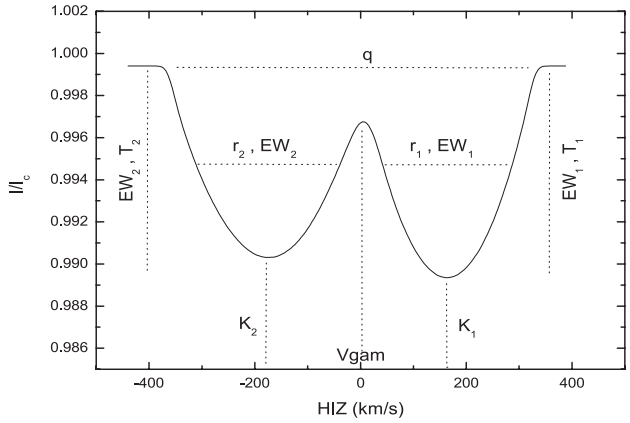
profilleri Şekil 1'de verildi. Şekilde verilen her iki güne ilişkin profillerde, özellikle 0.6 – 0.8 evreleri civarında 2. bileşen üzerindeki leke kaynaklı hörgüç yapıları görülebilmektedir. Buna ek olarak bu hörgüç yapıların değişen evre ile yıldız üzerindeki hareketi de yine ilgili şekilde kolaylıkla görülebilmektedir. Buna ek olarak 1. bileşen üzerindeki hörgüç yapısı da özellikle 0.136 ve 0.899 evrelerinde net bir şekilde görülmektedir.



Şekil 1. 10 ve 13 Ağustos gözlemleri kullanılarak elde edilen LSD profilleri

2 Sistem Parametreleri, Yüzey Parlaklık Dağılımı Haritaları ve Sonuç

McDonald Gözlemevli'nden alınan tayflardan elde edilen hız profilleri, ayrıntıları Collier Cameron (1992) ve Barnes et al. (2004) tarafından yapılan çalışmalarda verilen DoTS kodu ile modellenerek SW Lac 'a ilişkin yüzey parlaklık dağılımı haritaları elde edildi. Doppler görüntüleme tekniği ile bir yakın çift yıldızın yüzey parlaklık dağılımı haritalarını elde etmenin yanısıra sisteme ilişkin bazı fiziksel parametreler de belirlenebilmektedir. Bu, lekelerden kaynaklanan sistematik hataların da belirlenebilmesi bakımından önemli bir avantajdır. Tek yıldızlar için, özellikle yörüngesel ve geometrik özelliklerin tanımlanması açısından kullanılan parametrelerin azlığı, bu tür yıldızlarda modellemeyi çift yıldızlarınkine nazaran daha kolay kılmaktadır. Çift yıldızlarda ise sistemi fiziksel ve geometrik açıdan tarif eden parametrelerin fazlalığı ve birbirlerinden olan beğımsızlığı, modelleme aşamasını zorlaştırmaktadır. Şekil 2'de örnek bir LSD profili ve bazı temel parametrelerin profil üzerindeki etkisi verildi.



Şekil 2. Örnek bir LSD profili ve bazı parametrelerin etkisi

SW Lac 'a ilişkin sistem parametrelerinin belirlenmesi esnasında ilk yaklaşım olarak sistemin yörünge parametreleri (q, $K1$, V_{gam}) belirlendi. Bunun için Rucinski et al. (2005) tarafından ilgili parametreler için belirlenen değerler, başlangıç parametre seti olarak kullanıldı. Sistemin bir W-türü WUMa olması, büyük kütleli bileşenin 1. minimum esnasında gözlemciye daha yakın olması anlamına gelmektedir. Bu bağlamda, analizler esnasında, q kütle oranının 1'den büyük değeri kullanıldı. Analizler esnasında q, $K1$ ve Ω parametreleri için 3-boyutlu parametre uzayında çözüm taraması gerçekleştirildi. Bir başka çözüm taraması, bu kez 2-boyutlu parametre uzayında olmak üzere, sırasıyla çizgi şiddetleri ($EW_{1,2}$) ve etkin sıcaklık ($T_{\rm eff1,2}$) parametreleri için gerçekleştirildi.

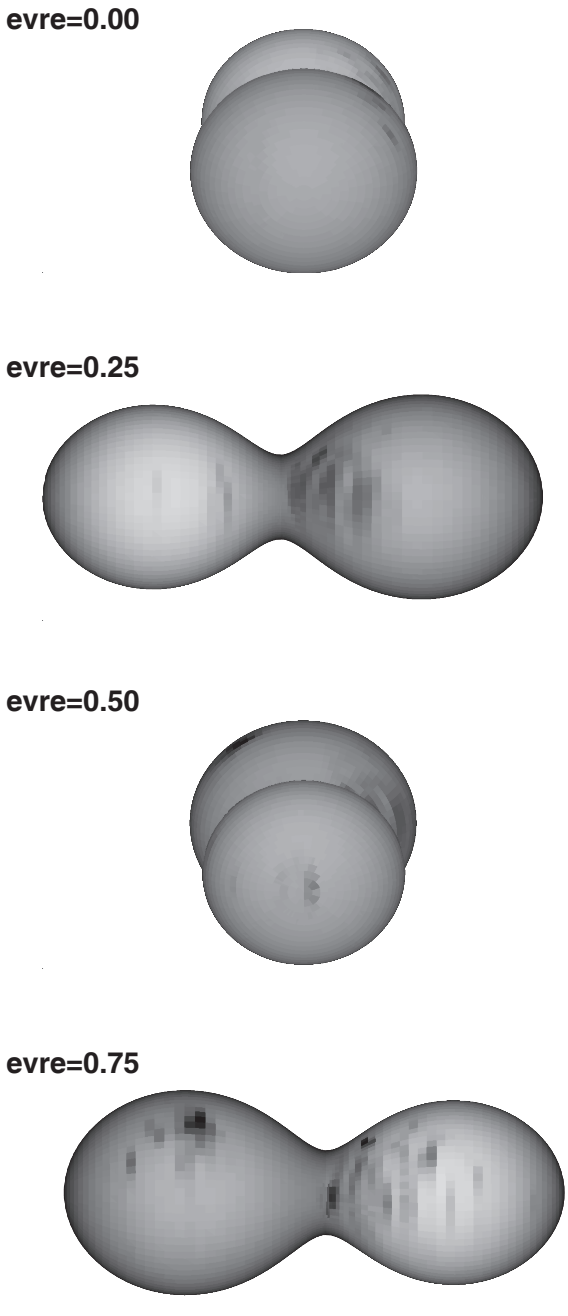
Etkin sıcaklık parametreleri için 2-boyutlu parametre uzayında gerçekleştirilen çözüm taraması sonucunda en iyi çözümün elde edildiği sıcaklıklar 1. ve 2. bileşen için sırasıyla $T_1 = 5390$ K ve $T_2 = 5170$ K olarak hesaplandı. Sistemin i yörünge eğimi, bu çalışma kapsamında gerçekleştirilen ışık eğrisi analizleri sonucu hesaplanan değer kullanıldı. Yansıma etkisi ($A_{1,2}$) ve çekim kararma katsayıları ($g_{1,2}$) için gerçekleştirilen çözüm taramasında, konvektif zarfa sahip yıldızlar için, başlangıç değerleri sırasıyla 0.5 (Rucinski 1969) ve 0.08 (Lucy 1967) olarak alındı. Lineer kenar kararma katsayıları ($X_{1,2}$) bileşenlerin etkin sıcaklıklarına bağlı olarak PHOENIX model atmosferlerinden (Hauschildt & Baron 2005) alındı.

Parametrelerin hatalarının belirlenmesi ve en iyi model için global bir çözümün elde edilmesi amacıyla Downhill – Simplex (Amoeba) algoritmasına (Press et al. 1992) dayanan bir kod kullanıldı. Bu kod yardımıyla, SW Lac 'ın lekesiz bir fotosfer yaklaşımı altında, gözlemsel LSD profilleriyle en iyi uyumu sağlayan modeli oluşturan parametrelerin belirlenmesi aşaması sonuçlandırılmış oldu. Bu aşamadan sonra MEM (Maksimum Entropi Metodu) iterasyonları yardımıyla SW Lac 'ın yüzey parlaklık dağılımı haritaları DoTS kodu kullanılarak elde edildi. Çözüm sonucu elde edilen parametreler Tablo 1'de, kritik evrelerde çizilen yüzey parlaklık dağılımı haritaları ise Şekil 3'de verildi.

Çizelge 1. SW Lac'ın fiziksel parametrelerine ilişkin çözüm sonuçları ve hataları

Parametre	Değer ± Hata
$q=M_2/M_1$	1.280 ± 0.007
K_1 (km/s)	220.227 ± 1.207
K_2 (km/s)	172.052
V_{gam2} (km/s)	-12.500 ± 0.649
i	79.563 ± 0.876
değme oranı (f)	1.341 ± 0.004
T_0	55043.26175
P_{orb}	0.3207209
T_1	5390
T_2	5170
kenar $k._1$	0.09
kenar $k._2$	0.06
$albedo_{1,2}$	0.3

Bu çalışmada SW Lac 'ın literatürdeki ilk yüzey parlaklık dağılımı haritaları, S/N seviyelerini arttıran En Küçük Kareler Dekonvolüsyon (Least Squares Deconvolution – LSD) Tekniği ve Doppler görüntüleme için kullanılan DoTS (Doppler Tomography of Stars) kodu yardımıyla elde edildi. Oluşturulan haritalar her iki bileşende de leke yapılarının varlığını açıkça göstermektedir. Buna ek olarak, analiz sonuçları SW Lac 'ın, 2. bileşen üzerindeki leke oranının 1. bileşene nazaran %2 mertebesinde daha fazla olan tipik bir W-türü W UMa olduğunu gösterdi. Sonuç olarak bu çalışma ile SW Lac'ın uzun dönemli ışık değişiminin manyetik aktivite kökenli olduğu belirlendi.



Şekil 3. SW Lac 'ın 10 ve 13 Ağustos verileri toplamı kullanılarak elde edilen yüzey parlaklık dağılımı haritasının bazı kritik evrelerdeki gösterimi

Kaynaklar

Albayrak, B. and Djurašević, G., Erkapić, S., Tanrıverdi, T.: Modeling the changing spot features of SW Lacertae: A three year study. A&A **420** (2004) 1039–1045

Barnes, J. R., Lister, T. A., Hilditch, R. W., Collier Cameron, A.: High-resolution Doppler images of the spotted contact binary AE Phe. MNRAS **348** (2004) 1321–1331

Brownlee, R.R.: Photoelectric Observations of SW Lacertae. ApJ **125** (1957) 372-+

Collier Cameron, A.: Modelling Stellar Photospheric Spots Using Spectroscopy (Invited). in Surface Inhomogeneities on Late-Type Stars, Lecture Notes in Physics, Berlin Springer Verlag ed. P. B. Byrne & D. J. Mullan **397** (1992) 33-+

Cruddace, R. G., Dupree, A. K.: Contact binary stars. I - an X-ray survey. ApJ **277** (1984) 263–273

Donati, J.-F., Semel, M., Carter, B. D., Rees, D. E., Collier Cameron, A.: Spectropolarimetric observations of active stars. MNRAS **291** (1997) 658-+

Eaton, J.A.: Chromospheric emission of W Ursae Majoris-type stars and its relation to the structure of their common envelopes. ApJ **268** (1983) 800–806

Gazeas, K. D., Baran, A., Niarchos, P., Zola, S., Kreiner, J. M., Ogloza, W., Rucinski, S. M., Zakrzewski, B., Siwak, M., Pigulski, A., Drozdz, M.: Physical Parameters of Components in Close Binary Systems: IV. ACTAA **55** (2005) 123–140

Hauschildt, P. and Baron, E.: Cool stellar atmospheres with PHOENIX. Memorie della Societa Astronomica Italiana Supplementi **7** (2005) 140-+

Hendry, P. D., Mochnacki, S. W.: Detection of Tertiary Components in W Ursa Majoris Systems. ApJ **504** (1998) 978-+

Jeong, J. H., Kang, Y. W., Lee, W. B., Sung, E. C.: Analysis of the IUE satellite and the ground-based observations of SW Lacertae. ApJ **421** (1994) 779–786

Lucy, L. B.: Gravity-Darkening for Stars with Convective Envelopes. ZAP **65** (1967) 89-+

Press, W. H., Teukolsky, S. A., Vetterling, W. T., Flannery, B. P. in Numerical recipes in C. The art of scientific computing, Cambridge: University Press, —c1992, 2nd ed.

Pribulla, T., Rucinski, S. M.: Contact Binaries with Additional Components. I. The Extant Data. AJ **131** (2006) 2986–3007

Rucinski, S. M.: The Proximity Effects in Close Binary Systems. II. The Bolometric Reflection Effect for Stars with Deep Convective Envelopes. ACTAA **19** (1969) 245-+

Rucinski, S. M., Brunt, C. C., Pringle, J. E., Vilhu, O.: IUE observations of two extremes among contact binaries - AW Ursae Majoris and SW Lacertae. MNRAS **208** (1984) 309–321

Rucinski, S. M., Pych, W., Ogłoza, W., DeBond, H., Thomson, J. R., Mochnacki S. W., Capobianco, C. C.,Conidis, G., Rogoziecki, P.: Radial Velocity Studies of Close Binary Stars. X. AJ **130** (2005) 767–775

Rucinski, S. M. and Pribulla, T. and van Kerkwijk, M. H.: Contact Binaries with Additional Components. III. A Search Using Adaptive Optics. AJ **134** (2007) 2353–2365

Stępień, K., Schmitt, J. H. M. M., Voges, W.: ROSAT all-sky survey of W Ursae Majoris stars and the problem of supersaturation. ApJ **370** (2001) 157–169

İLKÖĞRETİM İKİNCİ KADEME ÖĞRENCİLERİNİN TEMEL ASTRONOMİ KAVRAMLARINI ANLAMA DÜZEYLERİ ÜZERİNE BİR DURUM ÇALIŞMASI

Aslı ŞENSOY[1⋆], Cumhur TÜRK[2], Mualla BOLAT[3] ve Hüseyin KALKAN[4]

Ondokuz Mayıs Üniversitesi, Eğitim Fakültesi, İlköğretim Bölümü Fen Bilgisi Eğitimi, 55200 Kurupelit/Samsun
[1]E-Posta: asli.sensoy@oposta.omu.edu.tr [2]E-Posta: cturk@omu.edu.tr
[3]E-Posta: mbolat@omu.edu.tr ve [4]E-Posta: kalkanh@omu.edu.tr

Özet Bu çalışmanın amacı ilköğretim ikinci kademe öğrencilerinin temel astronomi kavramlarını anlama düzeylerini ve kavram yanılgılarını belirlemektir. Araştırmada nicel yöntem kullanılmıştır. Çalışmada 14 soruluk "Temel Astronomi Kavramları Düzeyini Belirleme Testi" uygulanmıştır. Araştırmadaki kavramlar ilköğretim 6., 7., ve 8. sınıf programları incelenerek belirlenmiştir. Veriler bilgisayar ortamında analiz edilmiştir. Araştırmanın evrenini Samsun İlindeki tüm ilköğretim 6., 7. ve 8. sınıf öğrencileri oluşturmaktadır. Araştırmada olasılıklı örnekleme yöntemlerinden basit rastgele örnekleme yöntemi kullanılmıştır. Araştırma sonucunda öğrencilerin temel astronomi kavramlarını kavramada güçlük çektikleri; evrenin merkezi, mevsimler, dünyanın şekli ve güneş tutulması ilgili kavram yanılgısına sahip oldukları tespit edilmiştir. Çalışma sonucuna ilişkin bu kavramların öğretimine ilişkin bazı önerilerde bulunulmuştur.

Anahtar Kelimeler: Astronomi eğitimi, Fen Eğitimi, Temel Astronomi Kavramları

1 Giriş

Astronomi, geniş uygulama alanı ile diğer disiplinlerle bağlantısı olan çok önemli bir bilim dalıdır. Tunca (2002)'ya göre astronomi bilimi çok geniş bir uygulama laboratuarına sahiptir. Bu laboratuar, fen bilimlerinde geniş bir şekilde uygulama alanı olarak kullanılmaktadır. Astronomi ile fen bilimleri arasındaki en belirgin bağlılık bundan kaynaklanmaktadır. Astronomi; fizik, kimya, matematik, jeoloji ve meteoroloji gibi birçok farklı disiplinlerle de bağlantılıdır (McNally, 1982; akt: Tunca,2002). Astronomi çok eski bir bilim dalı olmasına karşın, astronomi eğitimi ile ilgili yapılan çalışmaların yeni olması dikkat çekicidir. Özellikle gelişmiş ülkeler astronomi eğitimi-öğretimine yatırım yaparak fen programlarını

⋆ Bildiriyi Sunan Yazar

geliştirme yoluna gitmişlerdir. Bu sayede öğrencilerinin fen ve matematik derslerine karşı olan tutumlarını artırmışlardır (Koçer ve ark., 2003).

Astronomi kavramları ilköğretim öğrencilerinin en çok öğrenmek istediği ve merak ettiği kavramlar arasında yer almaktadır (Bishop, 2003). Yapılan çalışmalarda (Mahoney, 1926; Baker, 1945) ilköğretim öğrencileri çoktan aza doğru "Elektrik, **yıldızlar,** radyo, ısınma, aydınlanma, **gezegenler, ay, güneş**, bitkiler, rüzgâr, yerçekimi, hava, uçak, **dünya,** kuşlar, hayvanlar" gibi konuları öğrenmek istedikleri belirtilmiştir (akt: Koçer ve Gülseçen, 2001). Çalışmadaki bir diğer sonuç ise yaş seviyesi yükseldikçe, öğrencilerin ilgisi biyolojiden astronomiye kayıyor olmasıdır.

İlköğretim çağı çocuklarının en çok ilgi duyduğu ve en çok soru sorduğu bilim dalı astronomi ve gök olayları (Mahoney,1926 ile Baker, 1945; akt: Koçer ve Gülseçen, 2001) olması bu bilim dalının çocuklar için ne kadar önemli olduğunu ortaya koymaktadır. Bu nedenle astronomi kavramlarının öğrenciler için bilişsel ve duyusal açıdan son derece kritik olan ilköğretim döneminde doğru ve gereği kadar öğretilmesi çok önemlidir.

Bu çalışma ilköğretim ikinci kademe öğrencilerinin güneş, evren, dünya ay gibi temel astronomi kavramlarını ve sistematiklerini anlama düzeyleri ile aynı kavramlar hakkındaki kavram yanılgılarını belirlemek amacıyla yapılmıştır.

2 Yöntem

Yapılan araştırma bir durum çalışmasıdır. Durum çalışması, araştırılan olguyu kendi yaşam çerçevesi içinde inceleyen, olgu ve içinde bulunduğu ortam arasındaki sınırların kesin hatlarla belirgin olmadığı ve birden fazla kanıt veya veri kaynağının mevcut olduğu durumlarda kullanılan bir araştırma yöntemidir (akt:Özçelik ve Yıldırım, 2002).

Ölçme aracı geliştirilirken ilköğretim 6., 7., ve 8. sınıf programları göz önüne alınmıştır. Araştırmada nicel yöntem kullanılmıştır. Başlangıçta 19 sorudan oluşan ölçekte pilot çalışmalar sonucunda alınan öğrenci tepkileri ve uzman görüşleri alınarak 14 soruya indirgenmiştir. Bu ölçeğin 10 sorusu birçok astronomi eğitimcisi tarafından kullanılmakta olan "Astronomi Teşhis Testi"nden (The Astronomy Diagnostic Test[1]) alınmıştır. Diğer 4 sorular ise öğrencilerin eğitim durumları göz önüne alınarak hazırlanmıştır. Veriler bilgisayar ortamında analiz edilmiştir.

Araştırmanın evrenini Samsun ilindeki tüm ilköğretim 6., 7. ve 8. sınıf öğrencileri oluşturmaktadır. Örneklem ise 2008-2009 eğitim-öğretim yılında Samsun ilindeki 3 okuldan olasılıklı örnekleme yöntemlerinden basit rastgele örnekleme yöntemi ile seçilen 234 öğrenciyi kapsamaktadır.

Veriler analiz edilirken sorular konularına göre aşağıdaki gibi gruplanarak irdelenmiştir.

[1] Zeilik, M., Schau, C., and Mattern,N.,1998. Misconceptions and their change in university-level astronomy courses. The Physics Teacher, 36 (2), 104-107.

Çizelge 1. Konularına göre soruların gruplanması

Gruplar	**Konular**	**Soru**
1	Dünya'nın kendi ekseni etrafında dönme hareketi	1,2
2	Ay'ın Dünya etrafındaki hareketi	3
3	Güneş Tutulması	4
4	Mevsimler	5,6
5	Dünyanın Şekli	7, 14
6	Büyüklük ve Uzaklık Kavramları	8, 9, 10, 13
7	Evrenin Merkezi ve Oluşumu	11, 12

3 Bulgular ve Tartışma

İlköğretim ikinci kademe öğrencilerine araştırmacılar tarafından alan yazın desteği ile düzenlenmiş olan 14 soruluk anket soruları yöneltilmiştir. Bulgular sırasıyla; Dünya'nın kendi ekseni etrafında dönme hareketi, Ay'ın Dünya'nın etrafındaki hareketi, Güneş Tutulması, Mevsimler, Dünyanın Şekli, Büyüklük ve Uzaklık Kavramları ile Evrenin Merkezi ve Oluşumu başlıkları altında sunulmuştur.

Çizelge 2'de 6., 7. ve 8. sınıf öğrencilerinin Astronomi Teşhis Testindeki gruplandırılmış soruların her birine verdikleri doğru cevap yüzdeliklerini ve bu yüzdeliklerin aritmetik ortalamasını göstermektedir.

Çizelge2'den de görüldüğü gibi doğru cevap yüzdeliklerinin aritmetik ortalaması 7. sınıfta daha büyük çıkmıştır. Ayrıca 7. Sınıf öğrencilerinin 14 sorudan 7'sine diğer sınıflara göre daha fazla doğru cevap verdikleri belirlenmiştir. 6. ve 8.sınıfta doğru cevap verme yüzdeliklerine soru soru bakıldığında genellikle paralel olurken, 7. Sınıfta bir artış olduğu belirlenmiştir. Sınıfların birbirine kıyasla doğru cevap yüzdelikleri irdelendiğinde, en yüksek doğru cevap yüzdeliğinin 7. Sınıfa ait olduğu'de görülmektedir.

4 Konulara Göre Soruların Analizi

Grup 1: Dünya'nın Kendi Ekseni Etrafında Dönme Hareketi Testin 1. ve 2. sorularında Dünya'nın kendi ekseni etrafındaki dönüşün algılanıp algılanmadığı araştıran sorulardır. Bu soruların doğru cevaplanma yüzdelikleri yüksektir. Yanılgıya düşülen cevaplara bakıldığında öğrencilerin dünyanın dönme yönünü karıştırdıkları (Türk, 2010) ve gece gündüz oluşum sebebinin Dünya'nın Güneş etrafındaki hareketi sonucu olduğunu söyledikleri (Baxter, 1989; Dunlop, 2000; Trumper, 2000, 2001c; Dove, 2002; Türk, 2010) belirlenmiştir.

Grup 2: Ay'ın Dünya Etrafındaki Hareketi Bu soruda ise ayın dünya etrafında bir tur dönmesinin ne kadar sürede tamamlanacağı sorularak zaman

Çizelge 2. 6.,7.ve 8. sınıf öğrencilerinin Astronomi Teşhis Testindeki gruplandırılmış soruların her birine verdikleri doğru cevap yüzdelikleri ve bu yüzdeliklerin aritmetik ortalaması

Gruplar	**Soru Sayısı**	**Doğru Cevap (%)**		
		6.sınıf	7.sınıf	8.sınıf
1	1	59.5	83,3	60.3
	2	38,5	46,2	39,7
2	3	23,1	23,1	19,2
3	4	21,8	32,1	24,4
4	5	23,1	29,5	23,1
	6	3,8	11,5	15,4
5	7	5,1	6,4	16,7
	14	33,3	51,3	38,5
6	8	23,1	23,1	29,5
	9	9,3	14,1	14,1
	10	29,5	33,3	33,3
	13	51,2	62,8	53,8
7	11	23,1	34,6	34,6
	12	11,5	41	13,8
Aritmetik Ortalama	**29,6**	**35,2**	**29,7**	

kavramı irdelenmektedir. Öğrencilerin yanılgıya düştükleri cevaplar daha çok bir gün ve bir hafta (Trumper, 2000 ; Türk, 2010; Kalkan ve Kıroğlu, 2007) olarak görülmektedir.

Grup 3: Güneş Tutulması Bu soruda Güneş tutulması anında Güneş, Dünya ve Ay'ın konumunu gösteren bir görsel kullanılmıştır. Kullanılan bu görselde ayın evresi sorulmuştur. Öğrencilerin en çok yanılgıya düştüğü cevap dolunaydır (Türk, 2010). Yani öğrenci Ay, Güneş ile Dünya arasında iken, Ay'ın Dünya'dan tamamen aydınlık görüleceğini düşünmektedir. Öğrenci bulunduğu yerden (Dünya'dan) uzaklaşıp tutulma durumundaki bu sistemi algılayamamaktadır.

Grup 4: Mevsimler Bu gruptaki 5. soru tamamen bilgiyi ölçmeye yönelik iken 6. Soru; bilgi sorusunun devamı niteliğinde düşünülmüş, kavramaya yönelik bir sorudur. Mevsimler konusu Milli Eğitim Programının birçok kademesinde işlenilmesine rağmen diğer soruların doğru cevaplanma yüzdeliğine görece daha az doğru cevaplanmıştır. Öğrenciler daha çok mevsimlerin yörünge sebebiyle oluştuğunu (Küçüközer, 2007), Güneş'e yaklaşıldıkça yaz mevsimi, uzaklaşıldıkça kış mevsiminin yaşandığını (Baxter, 1989; Dunlop, 2000;Sharp, 1996; Trumper, 2000, 2001a) düşünmektedirler.

Grup 5: Dünyanın Şekli Dünyanın şekli ile ilintili sorularda 14. Soru tamamen bilgi sorusu iken 7. Soruda daha çok kavramaya yöneliktir. Öğrenciler

dünyanın şekli olan geoidin aksine daha çok küre, daire veya elips cevaplarını vermişlerdir. Söz konusu sonuç da öğrencilerin aslında şekil ve boyut kavramını somutlaştırmadıklarının göstergesidir. Bunun sebebi 3 boyutlu nesnelerin 2 boyutla anlatılması olabilir (Parker ve Heywood, 1998; akt: Dove, 2002)

Grup 6: Büyüklük ve Uzaklık Kavramları Testte büyüklük ve uzaklık kavramına yönelik sorularda birkaç gök cismi verilip büyüklük, uzaklık sıralamaları yapmaları istenmiştir. Söz konusu gök cisimleri arasında dünya da bulunmaktadır. Öğrencilerin Dünya'nın Jüpiter'den daha büyük olduğunu düşünmeleri (Türk, 2010) çarpıcıdır. Bu durum öğrencilerin Dünya merkezcil düşünceden kurtulamadığını düşündürmektedir. Uzaklık ile ilgili verilen cevaplara bakıldığında ise öğrencilerin evrenin boyutunu algılayamadığı görülmektedir. Ayrıca verilen gök cisimlerinin büyüklük sıralaması yapılırken (Andromeda Gökadası, Güneş, Jüpiter, Kutup Yıldızı) en çok işaretlenen bir çeldirici bulunmamaktadır. Bu da öğrencilerin uzaklık kavramıyla ilgili doğru ya da yanlış bir eğilimin olmadığını düşündürebilir.

Grup 7: Evrenin Merkezi ve Oluşumu Evrenin merkezi hakkındaki soruda verilen cevaplar arasında en çok Güneş cevabı göze çarpmaktadır. Öğrencilerin Güneş Sistemiyle evreni özdeşleştirdiği ve evreni Güneş Sistemi olarak algıladıkları söylenebilir. Evrenin oluşumuna dair soruda yanılgıya çok fazla rastlanmamıştır (Türk, 2010). Öğrencilerin evrenin oluşumuna karşı ilgili olduğu düşünülmektedir.

5 Sonuç ve Öneriler

6,7 ve 8. Sınıflar ile yapılan bu araştırma sonucunda, öğrencilerin temel astronomi kavramlarını kavramada güçlük çektikleri ve incelenen kavramlara ilişkin birçok kavram yanılgısına sahip oldukları tespit edilmiştir. Çalışma sonucuna ilişkin öğretmenlere bu kavramların öğretimine ilişkin bazı önerilerde bulunulmuştur.

- 7. sınıfta 6. ve 8. sınıfa kıyasla astronomi ile ilgili kazanımlara daha çok yer verilmiştir.
- 6. Sınıfa kıyasla 7. Sınıftaki başarı eğitimin doğal sonucu olurken, 7. Sınıfa kıyasla 8. Sınıftaki başarı hemen hemen 6. Sınıf seviyesine düşmektedir. Temel astronomi kavramları öğretimi kavramadan çok ezbere yöneliktir. Bu sebeple eğitim sistemindeki konular anlatılırken kullanılan yöntem – teknikler tartışılmalıdır.
- 8. sınıfta verilmiş doğru cevap yüzdesinin 7. sınıfa görece daha düşük olması ezberci eğitim yapıldığını düşündürmektedir.
- Temel astronomi kavramlarıyla ilgili konularda öğretmenlerin yeterli donanıma sahip olmadığı düşünülmektedir (Kalkan ve Kıroğlu, 2007).
- Öğrenciler boyut ve uzaklık kavramlarını somut işlem döneminden soyut işlem dönemine geçmekte olduklarından dolayı kavramakta güçlük çektikleri düşünülmektedir.

- Öğrenciler bazı konulara (mevsimler) cevaplar verirken günlük tecrübelerinden yararlanmışlardır (Vosniadou, 1996; Kalkan, Ustabaş ve Kalkan, 2007). Bu tutum da onları yanlışa sürüklemiştir.
- Sınıf içi etkinliklerinde özellikle astronomi kazanımlarının olduğu konularda basit araç gereçler ile oluşturulmuş 3 boyutlu materyallerden yararlanılarak ders işlenebilir. Sınıf dışı etkinliklerinde ise astronomi konularının öğretiminde oldukça etkili olan planetaryum ve gözlemevleri ile desteklenmelidir (Türk, 2010; Kalkan, Türk ve Şensoy, 2009). Astronomi eğtiminin planetaryumlar, gözlemevleri ve bilim merkezleri ile desteklenmesi ile başarının artacağı düşünülmektedir.

6 Kaynaklar

Baxter, J.; Childrenâs Understanding of Familiar Astronomical Events. Int. J. Sci. Educ. **11** (1989) 502.

Bishop, J. E.: Pre-College Astronomy Education In The United States In The Twentieth Century. Information Handling In Astronomy Historical Vistas (2003) 207–231.

Dindar, H. ve Demir, M.: Beşinci Sınıf Öğretmenlerinin Fen Bilgisi Dersi Sınav Sorularının Bloom Taksonomisine Göre Değerlendirilmesi. Gazi Eğitim Fakültesi Dergisi. **26** (2006) 87–96.

Dove, J.: Does the man in the moon ever sleep? An analysis of student answers about simple astronomical events: a case study. International Journal of Science Educaion. **24** (2002) 823–834.

Dunlop, J.; How Children Observe the Universe Publ. - Astron. Soc. Aust. **17** (2000) 194.

Kalkan, H ve Kıroğlu, K.: Science and Non Science Students Conceptions of Basic Astronomy Concepts in Preservice Training for Education Teachers. Astronomy Education Review. **1** (2007).

Kalkan, H., Türk, C. ve Şensoy, A.: 2009 Dünya Astronomi yılında OMÜ Astronomi Merkezi Faaliyetleri. "2009 Dünya Astronomi Yılında Türkiye'deki Astronomi Faaliyetlerinin Değerlendirilmesi Sempozyumu. (20 Kasım 2009) İstanbul.

Kalkan, H., Ustabaş, R., Kalkan, S. : İlk ve Orta Öğretim Öğretmen Adaylarının Temel Astronomi Konularındaki Kavram Yanılgıları. OMÜ Eğitim Fakültesi Dergisi. **23** (2007). 1–11.

Koçer, D. Gülseçen, S.: Sekiz Yıllık Temel Eğitimde Astronomi Eğitim ve Öğretiminin Yeri. Sekiz Yıllık Eğitimde Fen ve Matematik Öğretimi Sempozyumu Bildiriler

Kitabı. Kültür Koleji Yayınları. (2001) 57–70.

Koçer, D., Tunca, Z., Limboz, F., Gülseçen, S. ve Gülseçen, H.: İlköğretimde ve Liselerde Astronomi Eğitim-Öğretiminin Önemi ve Gerekliliği Yaşadıkça Eğitimi. **79** (2003) 17–19.

Küçüközer, H.: İlköğretim Matematik Öğretmeni Adaylarının Bazı Astronomi Kavramlarına İlişkin Fikirlerine Öğretimin Etkileri. Ondokuz Mayıs Üniversitesi Eğitim Fakültesi Dergisi. **29** (2010) 105–124.

Özçelik, E. Ve Yıldırım, S. Web-Destekli Öğrenme Ortamlarında Bilişsel Araçların Kullanımı: Bir Durum Çalışması. Açık ve Uzaktan Eğitim Sempozyumu. (2002).

Trumper, R.: University Students' Conceptions of Basic Astronomy Concepts. Physics Educaion. **35** (2000) 9–15.

Trumper, R.: A cross-age study of junior high school studentsâ conceptions of basic astronomy concepts. International Journal of Science Educaion. **23** (2001a) 1111–1123.

Trumper, R.: A Cross-Age Study of Senior High School Studentsâ Conceptions of Basic Astronomy Concepts. Research in Science and Technological Education. **19** (2001b) 97–109.

Trumper, R.: A Cross-College Age Study of Science and Nonscience Studentsâ Conceptions of Basic Astronomy Concepts in Preservice Training for High-School Teachers. Journal of Science Education and Technology. **10** (2001c.) 189–195.

Tunca, Z: Türkiye'de İlk Ve Orta Öğretimde Astronomi Eğitim Öğretiminin Dünü, Bugünü. V. Ulusal Fen Bilimleri ve Matematik Eğitimi Kongresi, (2002). Ankara: Odtü Kültür Ve Kongre Merkezi.

Türk, C.: İlköğretim Temel Astronomi Kavramlarının Öğretimi. Ondokuz Mayıs Üniversitesi. (2010) Yayımlanmamış yüksek lisans tezi.

Sharp, J. G.: Childrenâs Astronomical Beliefâs: A Preliminary Study of Year 6 Children in South-West England. Int. J. Sci. Educ.. **18** (1996) 685.

Vosniadou, S.; Designing curricula for conceptual restructuring lessons from the study of knowledge acquisition in astronomy. Journal of Curriculum Studies **23** (1991) 219-237.

Astronomik Bir Alet Olan Usturlabın Kullanımı, Temel Prensipleri ve Tarihçesi

TAĞMAN S. Ertan[1⋆] ve UNAT Yavuz[2]

[1] Ankara Üniversitesi
[2] Kastamonu Üniversitesi

Özet Usturlab bilinen en eski astronomi aletlerinden biridir. Usturlabın en temel özelliği birçok işlemin yapılmasına olanak vermesidir. Gökyüzündeki yıldızların ve Güneş'in konumu ve zamanla ilgili problemlerin çözümünde kullanılmıştır. Usturlabın temel prensibi stereografik izdüşüm yöntemidir. Bu yöntemde gökyüzündeki yıldızlar ve Güneş usturlab üzerine resmedilmiştir. Usturlab gökyüzünün belirli bir zamanda ve yerde nasıl göründüğünü göstermekte kullanılır. Bu işlem, usturlab üzerinde yıldızların ve Güneş'in çizilmesi ve konumlarının işaretlenmesi ile yapılır. Usturlabın tarihi iki bin yıl öncesine kadar gitmektedir. Usturlabın temel prensibi olan izdüşüm yöntemi M.Ö. 150'li yıllarda bilinmekteydi, ancak doğru usturlabların yapılması M.S. 400'lü yıllarda olmuştur. Bunun yanında usturlablar 8. yüzyılda İslam dünyasında yüksek oranda gelişme göstermiştir. Avrupa'ya da 12 yüzyılda Endülüs yoluyla girmiştir. 17. yüzyılda daha doğru ve dakik gözlem aletleri yapılana kadar usturlabın önemi devam etmiştir. İslam dünyasında usturlab astronomik gözlemlerin yanı sıra İslamiyet'in bir gereği olarak namaz ve oruç vakitleri ile kıble yönünün doğru olarak bulunmasında kullanılıyordu. Pratik amaçlara hizmet eden usturlab İslam dünyasında önemli bir astronomi aracıydı. Bu açıdan İslam dünyasında usturlab ile ilgili teknik bilgiler önemli bir yer tutuyordu. Bu aletin kullanılması ile ilgili bilgiler muvakkitler ve medrese hocaları tarafından yazılan kitaplar veya verilen derslerle aktarılmaktaydı. Bu yüzden önemli sayıda yetişmiş eleman mevcuttu.

⋆ ertantagman@hotmail.com

Gökadamızdaki Küresel Kümelerin Metal Bollukları ve Yaş Dağılımları

M. Zehra (Kunt) Taluk[1⋆] ve İbrahim Küçük[2]

[1] Fen Lisesi, Merkez, Iğdır, Türkiye
[2] Erciyes Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 38039, Kayseri, Türkiye

Özet Gökadamızın bilinen en yaşlı elemanları olarak küresel kümeler gökadanın evriminin ilk zamanlarını gösteren temel fosillerdir. Ancak küresel kümelerin nasıl oluştukları halen belirsizlikler taşır. Metal bolluğu Sayı yoğunluğu dağılımından küresel kümelerin ikili bir dağılma sahip olduğu bulundu ve metal bolluğu -2,58<[Fe/H]<-0,8 dex arasında yer alan halo popülasyonunun dağılımındaki pik değeri -1.57463±0.03283 olarak hesaplandı. Bu sonuç önceki çalışmalarda önerilen değerle örtüşmektedir. Metal bolluğu Galaktik düzlemden uzaklık dağılımlarından halo kümelerinin metal bolluğunun galaktik merkezden uzaklaştıkça azaldığı yönünde reel bir ilişki bulunamamıştır. Elde edilen bu sonuç literatür ile karşılaştırılmıştır. Metal bolluğu Yaş ve Yaş Uzaysal dağılımları incelenmiş ve metalce en fakir olan kümelerin en yaşlı, metalce zengin olanların ise daha genç olduğu, aynı zamanda iç halonun kendi içerisinde dış haloya göre yaş aralığının daha küçük olduğu sonucu elde edilmiştir. Bu sonuçlar da literatür ile karşılaştırılmıştır. Buradan, küresel kümelerin aynı yaşta olmadığı, küme sistemleri arasında belli bir yaş aralığı olduğu sonucu elde edilmiştir. Bu yaş farkları dikkate alınarak gökadamız için önerilen iki temel oluşum senaryosu olan ELS (Eggen, Lynden-Bell, and Sandage 1962) ve hiyerarşik etkileşimli senaryo (Searle ve Zinn, 1978) karşılaştırılmıştır. Bu karşılaştırma sonucunda ELS modelinin disk, hiyerarşik modelin ise halo için yeterli açıklamalar getirdiği sonucuna varılmıştır.

Anahtar Kelimeler: Küresel kümeler, metal bollukları, metal bolluğu-yaş ilişkisi, gökada oluşumu, Samanyolu.

1 Giriş

Gökadamızın bilinen en yaşlı elemanları olarak küresel kümeler gökadanın evriminin ilk zamanlarını gösteren temel fosillerdir. Bu kümeler gökadanın oluşumunu anlayabilmemiz için anahtarları içlerinde gizlemektedirler. Ancak küresel kümelerin nasıl oluştukları halen belirsizlikler taşır. Kümelerin çoğunluğu, kimyasal bollukları, hareketleri, uzaysal dağılımları ve yaşlarının değişen belirsizlikleri içinde tanınmaktadır. Küresel kümelerin uzaysal dağılımları incelendiğinde $40 \leq R_{gc} \leq 65$

⋆ mzkunt@gmail.com

kpc arasında bir boşluk olduğu görülmektedir. Gökadamızdaki kümelerin metal bollukları -2,58 $< [Fe/H] <$ 0,24 dex arasında değişmektedir. Kümelerin metallik dağılım fonksiyonları yaklaşık -1.6 ve -0.5 değerlerindeki pikleriyle ikili bir dağılım göstermektedirler. Küresel kümeler metal bollukları kullanılarak halo ve disk populasyonu olarak bilinen guruba ayrılırlar. Kümelerin metal bollukları ile yaşları arasında ters orantı vardır. Metalce en fakir kümeler en yaşlı, metalce zengin olanlar ise daha gençtir. Metal yönünden fakir kümeler haloda yer aldığı için halonun disk kümelerinden daha yaşlı olduğu sonucuna varılmaktadır. Bu yaş farklarının bize gökadanın oluşum sürecini yansıttığı düşünülmektedir. Bu çalışmada küresel kümelerin uzaysal dağılımları, galaktik merkezden uzaklıkları sayı yoğunluğu dağılımları, metal bolluğu sayı yoğunluğu, metal bolluğu galaktik merkezden uzaklık dağılımları, metal bolluğu yaş dağılımları, yaş uzaysal dağılımları incelendi. Bu dağılımlardan elde edilen sonuçlar ile gökadamız için önerilen iki temel oluşum senaryosu olan ELS (Eggen, LyndenBell ve Sandage, 1962) ve hiyerarşik etkileşimli senaryo (Zinn ve Searle, 1978), karşılaştırılmıştır. Bu karşılaştırma sonucunda ELS modelinin disk, hiyerarşik modelin ise halo için yeterli açıklamalar getirdiği sonucuna varılmıştır.

2 Samanyolu nun Oluşumu

Gökadamızın, çok değişken öğeler içeren iç ve dış dinamiklere bağlı olmaları nedeniyle nasıl oluştuğu konusunda modeller çok kesin değildir. Bu oluşum sürecini belirleyebilmek için, gökada parçalarının özelliklerinden yola çıkmak da fazla bir şey kazandırmamaktadır. Çünkü bunun için çeşitli disk katmanlarının dağılımını incelemek gerekiyor ki, salt bu bile son derece güç bir iştir. Nedeni, bu katmanların birbirlerinden çok belirgin sınırlarla ayrılmamış olmalarıdır. Aslında gökadamızın parçalarının özelliklerini daha iyi kavrayabilmek için, yıldızlarının ne zaman ve nasıl ortaya çıktıklarını da bilmek gerekiyor ki gökadamızdaki ve evrendeki en yaşlı yıldızlar olan küresel kümeler, gökadamızın evrimi ve oluşumu hakkındaki izleri taşıma olasılıkları oldukça yüksektir.

3 Küresel Kümeler

Gökadamızın bilinen en yaşlı parçaları olarak küresel kümeler gökadanın evriminin ilk zamanlarını gösteren temel fosillerimizdir. Bu kümeler gökadanın oluşumunu anlayabilmemiz için anahtarları ellerinde tutmaktadırlar. Ancak küresel kümelerin nasıl oluştukları halen belirsizlik içindedir. Biz kümelerin çoğunluğunu kimyasal bollukları, hareketleri, uzaysal dağılımları ve yaşlarının değişen belirsizlikleri içinde tanımaktayız.

3.1 Küresel Kümelerin Uzaysal Dağılımları

Çizelge 1: Küresel kümeler ve uzaysal parametreleri

ID	İsim	ℓ	b	$R_\odot$	R_{gc}	X	Y	Z
NGC 104	47 Tuc	305.9	-44.89	4.5	7.4	1.9	-2.6	-3.2
NGC 288		152.28	-89.38	8.8	12	-0.1	0	-8.8
NGC 362		301.53	-46.25	8.5	9.4	3.1	-5	-6.2
NGC 1261		270.54	-52.13	16.4	18.2	0.1	-10.1	-12.9
Pal 1		130.07	19.03	10.9	17	-6.6	7.9	3.6
AM 1	E 1	258.36	-48.47	121.9	123.2	-16.3	-79.2	-91.3
Eridanus		218.11	-41.33	90.2	95.2	-53.3	-41.8	-59.6
Pal 2		170.53	-9.07	27.6	35.4	-26.8	4.5	-4.3
NGC 1851		244.51	-35.04	12.1	16.7	-4.3	-8.9	-6.9
NGC 1904	M 79	227.23	-29.35	12.9	18.8	-7.6	-8.3	-6.3
NGC 2298		245.63	-16.01	10.7	15.7	-4.3	-9.4	-3
NGC 2419		180.37	25.24	84.2	91.5	-76.2	-0.5	35.9
Pyxis		261.32	7	39.7	41.7	-5.9	-39	4.8
NGC 2808		282.19	-11.25	9.6	11.1	2	-9.2	-1.9
E 3		292.27	-19.02	4.3	7.6	1.6	-3.8	-1.4
Pal 3		240.14	41.86	92.7	95.9	-34.4	-59.9	61.8
NGC 3201		277.23	8.64	5	8.9	0.6	-4.9	0.8
Pal 4		202.31	71.8	109.2	111.8	-31.6	-12.9	103.7
NGC 4147		252.85	77.19	19.3	21.3	-1.3	-4.1	18.8
NGC 4372		300.99	-9.88	5.8	7.1	2.9	-4.9	-1
Rup 106		300.89	11.67	21.2	18.5	10.7	-17.8	4.3
NGC 4590	M 68	299.63	36.05	10.2	10.1	4.1	-7.1	6
NGC 4833		303.61	-8.01	6.5	7	3.6	-5.4	-0.9
NGC 5024	M 53	332.96	79.76	17.8	18.3	2.8	-1.4	17.5
NGC 5053		335.69	78.94	16.4	16.9	2.9	-1.3	16.1
NGC 5139	omega Cen	309.1	14.97	5.3	6.4	3.2	-3.9	1.4
NGC 5272	M 3	42.21	78.71	10.4	12.2	1.5	1.4	10.2
NGC 5286		311.61	10.57	11	8.4	7.2	-8.1	2
AM 4		320.15	33.54	29.9	25.5	19.1	-16	16.5
NGC 5466		42.15	73.59	15.9	16.2	3.3	3	15.2
NGC 5634		342.21	49.26	25.2	21.2	15.7	-5	19.1
NGC 5694		331.06	30.36	34.7	29.1	26.2	-14.5	17.5
IC 4499		307.35	-20.47	18.9	15.7	10.7	-14	-6.6
NGC 5824		332.55	22.07	32	25.8	26.3	-13.7	12
Pal 5		0.85	45.86	23.2	18.6	16.2	0.2	16.7
NGC 5897		342.95	30.29	12.4	7.3 610.2	-3.1	66.2	
NGC 5904	M 5	3.86	46.8	7.5	6.2	5.1	0.3	5.4
NGC 5927		326.6	4.86	7.6	4.5 66.3	-4.2	0.6	
NGC 5946		327.58	4.19	10.6	5.8	9	-5.7	0.8
BH 176		328.41	4.34	15.6	9.7	13.2	-8.1	1.2
NGC 5986		337.02	13.27	10.4	4.8	9.3	-4	2.4

Sonraki sayfada devam edecek...

Çizelge 1: Küresel kümeler ve uzaysal parametreleri

ID	İsim	ℓ	b	$R_\odot$	R_{gc}	X	Y	Z
Lynga 7		328.77	-2.79	7.2	4.2	6.1	-3.7	-0.3
Pal 14	AvdB	28.75	42.18	73.9	69	48	26.3	49.6
NGC 6093	M 80	352.67	19.46	10	3.8	9.4	-1.2	3.3
NGC 6121	M 4	350.97	15.97	2.2	5.9	2.1	-0.3	0.6
NGC 6101		317.75	-15.82	15.3	11.1	10.9	-9.9	-4.2
NGC 6144		351.93	15.7	8.5	2.6	8.1	-1.1	2.3
NGC 6139		342.37	6.94	10.1	3.6 69.6	-3	1.2	
Terzan 3		345.08	9.19	7.5	2.4	7.2	-1.9	1.2
NGC 6205	M 13	59.01	40.91	7.7	8.7	3	5	5
NGC 6229		73.64	40.31	30.4	29.7 66.5	22.2	19.7	
NGC 6218	M 12	15.72	26.31	4.9	4.5	4.2	1.2	2.2
NGC 6235		358.92	13.52	11.4	4.1	11.1	-0.2	2.7
NGC 6254	M 10	15.14	23.08	4.4	4.6	3.9	1.1	1.7
NGC 6256		347.79	3.31	8.4	1.8	8.2	-1.8	0.5
NGC 6266	M 62	353.57	7.32	6.9	1.7	6.8	-0.8	0.9
NGC 6273	M 19	356.87	9.38	8.6	1.6 68.5	-0.5	1.4	
NGC 6284		358.35	9.94	15.3	7.6	15.1	-0.4	2.6
NGC 6287		0.13	11.02	9.3	2.1	9.1	0	1.8
NGC 6293		357.62	7.83	8.8	1.4	8.7	-0.4	1.2
NGC 6304		355.83	5.38	6	2.2	6	-0.4	0.6
NGC 6316		357.18	5.76	11	3.2	10.9	-0.5	1.1
NGC 6341	M 92	68.34	34.86	8.2	9.6	2.5	6.3	4.7
NGC 6325		0.97	8	8	1.1	7.9	0.1	1.1
NGC 6333	M 9	5.54	10.7	7.9	1.7	7.7	0.7	1.5
NGC 6342		4.9	9.73	8.6	1.7	8.4	0.7	1.5
NGC 6356		6.72	10.22	15.2	7.6	14.8	1.7	2.7
NGC 6355		359.58	5.43	9.5	1.8	9.5	-0.1	0.9
NGC 6352		341.42	-7.17	5.7	3.3	5.4	-1.8	-0.7
IC 1257		16.53	15.15	25	17.9	23.2	6.9	6.5
Terzan 2	HP 3	356.32	2.3	8.7	0.9	8.7	-0.6	0.3
NGC 6366		18.41	16.04	3.6	5	3.3	1.1	1
Terzan 4	HP 4	356.02	1.31	9.1	1.3	9.1	-0.6	0.2
HP 1	BH 229	357.42	2.12	14.1	6.1	14	-0.6	0.5
NGC 6362		325.55	-17.57	7.6	5.1	5.9	-4.1	-2.3
Liller 1		354.84	-0.16	9.6	1.8	9.6	-0.9	0
NGC 6380	Ton 1	350.18	-3.42	10.7	3.2	10.5	-1.8	-0.6
Terzan 1	HP 2	357.56	0.99	5.6	2.5	5.6	-0.2	0.1
Ton 2	Pismis 26	350.8	-3.42	8.1	1.4	7.9	-1.3	-0.5
NGC 6388		345.56	-6.74	10	3.2	9.6	-2.5	-1.2
NGC 6402	M 14	21.32	14.81	9.3	4.1	8.4	3.3	2.4
NGC 6401		3 .45	3.98	10.5	2.7	10.5	0.6	0.7
NGC 6397		338.17	-11.96	2.3	6	2.1	-0.8	-0.5

Sonraki sayfada devam edecek...

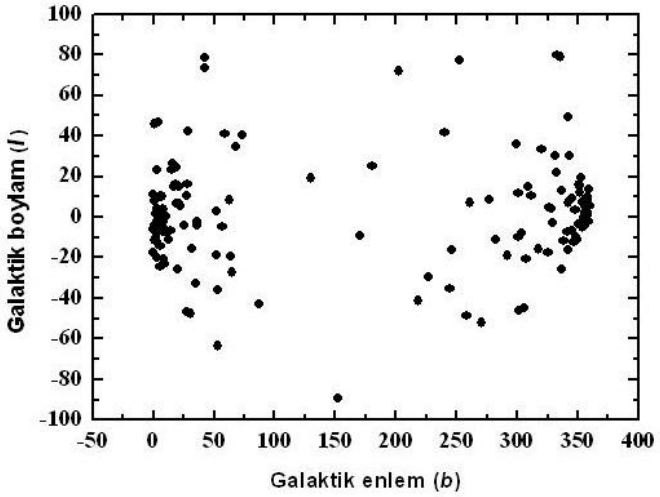
Çizelge 1: Küresel kümeler ve uzaysal parametreleri

ID	İsim	ℓ	b	$R_\odot$	R_{gc}	X	Y	Z
Pal 6		2.09	1.78	5.9	2.2	5.8	0.2	0.2
NGC 6426		28.09	16.23	20.7	14.6	17.6	9.4	5.8
Djorg 1		356.67	-2.48	12	4.1	12	-0.7	-0.5
Terzan 5	Terzan 11	3 .84	1.69	10.3	2.4	10.2	0.7	0.3
NGC 6441		353.53	-5.01	11.7	3.9	11.5	-1.3	-1
Terzan 6	HP 5	358.57	-2.16	9.5	1.6	9.5	-0.2	-0.4
NGC 6453		355.72	-3.87	9.6	1.8	9.6	-0.7	-0.6
UKS 1		5.12	0.76	8.3	0.8	8.3	0.7	0.1
NGC 6496		348.02	-10.01	11.5	4.3	11.1	-2.3	-2
Terzan 9		3 .6	-1.99	6.5	1.6	6.4	0.4	-0.2
Djorg 2	ESO456-SC38	2.76	-2.51	6.7	1.4	6.6	0.3	-0.3
NGC 6517		19.23	6.76	10.8	4.3	10.1	3.5	1.3
NGC 6522		1.02	-3.93	7.8	0.6	7.7	0.1	-0.5
NGC 6535		27.18	10.44	6.8	3.9	6	3.1	1.2
NGC 6528		1.14	-4.17	7.9	0.6	7.9	0.2	-0.6
NGC 6539		20.8	6.78	8.4	3.1	7.8	3	1
NGC 6540	Djorg 3	3.29	-3.31	3.7	4.4	3.7	0.2	-0.2
NGC 6544		5.84	-2.2	2.7	5.3	2.7	0.3	-0.1
NGC 6541		349.48	-11.09	7	2.2	6.8	-1.3	-1.4
NGC 6553		5.25	-3.03	6	2.2	5.9	0.5	-0.3
NGC 6558		0.2	-6.02	7.4	1	7.4	0	-0.8
IC 1276	Pal 7	21.83	5.67	5.4	3.7	5	2	0.5
Terzan12		8.36	-2.1	4.8	3.4	4.7	0.7	-0.2
NGC 6569		0.48	-6.68	10.7	2.9	10.6	0.1	-1.2
NGC 6584		342.14	-16.41	13.4	7	12.3	-4	-3.8
NGC 6624		2.79	-7.91	7.9	1.2	7.8	0.4	-1.1
NGC 6626	M 28	7.8	-5.58	5.6	2.7	5.5	0.8	-0.5
NGC 6638		7.9	-7.15	9.6	2.3	9.4	1.3	-1.2
NGC 6637	M 69	1.72	-10.27	9.1	1.9	8.9	0.3	-1.6
NGC 6642		9.81	-6.44	8.4	1.7	8.3	1.4	-0.9
NGC 6652		1.53	-11.38	10.1	2.8	9.9	0.3	-2
NGC 6656	M 22	9.89	-7.55	3.2	4.9	3.1	0.5	-0.4
Pal 8		14.1	-6.8	12.9	5.6	12.4	3.1	-1.5
NGC 6681	M 70	2.85	-12.51	9	2.1	8.7	0.4	-1.9
NGC 6712		25.35	-4.32	6.9	3.5	6.3	3	-0.5
NGC 6715	M 54	5.61	-14.09	26.8	19.2	25.9	2.5	-6.5
NGC 6717	Pal 9	12.88	-10.9	7.1	2.4	6.8	1.6	-1.3
NGC 6723		0.07	-17.3	8.7 62.6	8.3	0	-2.6	
NGC 6752		336.49	-25.63	4	5.2	3.3	-1.4	-1.7
NGC 6760		36.11	-3.92	7.4	4.8	6	4.4	-0.5
NGC 6779	M 56	62.66	8.34	10.1	9.7	4.6	8.9	1.5
Terzan 7		3.39	-20.07	23.2	16	21.8	1.3	-8

Sonraki sayfada devam edecek...

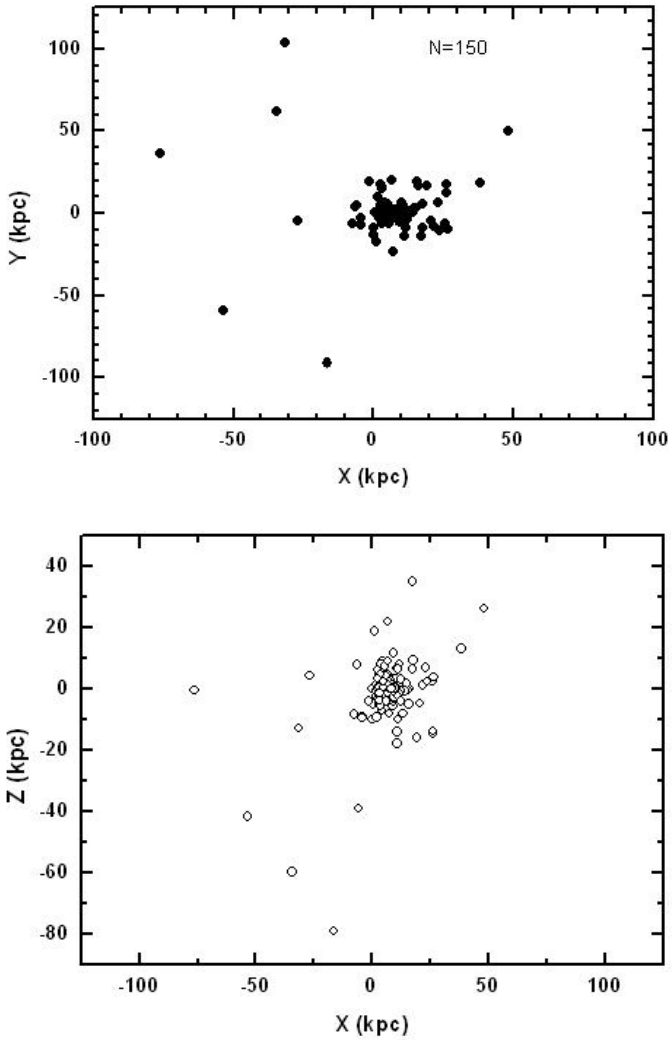
Çizelge 1: Küresel kümeler ve uzaysal parametreleri

ID	İsim	ℓ	b	$R_\odot$	R_{gc}	X	Y	Z
Pal 10		52.44	2.72	5.9	6.4	3.6	4.7	0.3
Arp 2		8.55	-20.78	28.6	21.4	26.5	4	-10.2
NGC 6809	M 55	8.8	-23.27	5.3	3.9	4.8	0.7	-2.1
Terzan 8		5.76	-24.56	26	19.1	23.6	2.4	-10.8
Pal 11		31.81	-15.58	13	7.9	10.7	6.6	-3.5
NGC 6838	M 71	56.74	-4.56	4	6.7	2.2	3.3	-0.3
NGC 6934		52.1	-18.89	15.7	12.8	9.1	11.7	-5.1
NGC 6981	M 72	35.16	-32.68	17	12.9	11.7	8.3	-9.2
NGC 7006		63.77	-19.41	41.5	38.8	17.3	35.1	-13.8
NGC 7078	M 15	65.01	-27.31	10.3	10.4	3.9	8.3	-4.7
NGC 7089	M 2	53.38	-35.78	11.5	10.4	5.6	7.5	-6.7
NGC 7099	M 30	27.18	-46.83	8	7.1	4.9	2.5	-5.9
Pal 12		30.51	-47.68	19.1	15.9	11.1	6.5	-14.1
Pal 13		87.1	-42.7	25.8	26.7	1	18.9	-17.5
NGC 7492		53.39	-63.48	25.8	24.9	6.9	9.2	-23.1



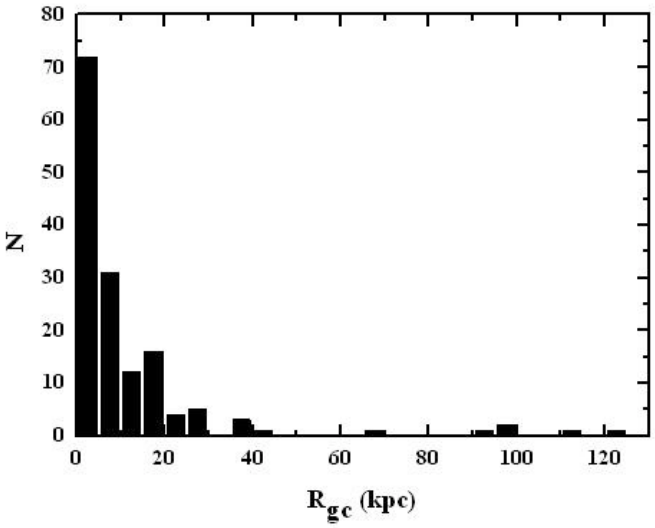
Şekil 1. Gökadamızdaki küresel kümelerin galaktik enlem ve boylama göre dağılımı.

Şekil 2 de gökadamızdaki küresel kümelerin X-Y ve X-Z dağılımı gösterilmektedir. Grafikteki X; Galaktik merkeze doğru olan; Y: Galaktik rotasyon yönünde olan Z: Galaktik merkezden kuzey kutbuna göre doğru olan uzaklıklarıdır (kpc



Şekil 2. Küresel kümelerin X-Y ve X-Z dağılımları.

biriminde). Grafikteki sıfır değerlerinin çakıştığı nokta Güneşin konumunu göstermektedir. Yatay konumdaki sıfır ekseni ise galaktik düzlemi göstermektedir. Şekil 2 deki grafiklerden de görüleceği gibi küresel kümeler gökada merkeziyle aynı merkezli küresel bir dağılım sergilemektedirler. Gökada düzleminin altında ve yukarısında hemen hemen eşit sayıda bulunmaktadırlar. Şekil 3 de gökadamızdaki küresel kümelerin galaktik düzlemden uzaklıkları (R_{gc})-sayı yoğunluğu grafiği görülmektedir. Grafikten görüldüğü gibi küresel kümeler, galaktik düzlemle düzlemin 20 kpc yukarısında yoğunlaşmaktadırlar. Şekil 5 incelendiğinde $40 \leq R_{gc} \leq 65$ arasında bir boşluk bulunmaktadır, Armandroff Da Costa ve Zinn (1992).



Şekil 3. Küresel kümelerin galaktik merkezden uzaklıkları sayı yoğunluğu dağılımı.

3.2 Küresel Kümelerin Metal Bollukları ve İki Biçimliliği

Metal bolluğu, Gökada incelenmesinde çok önemli rol oynamaktadır. Çünkü, Gökada düzlemine dik veya radyal doğrultuda metal gradiyentinin olup olmaması, Gökada için farklı bir oluşum senaryosunu gerektirmektedir. Gradiyentin varlığının kanıtlanması halinde, Gökadanın çökerek oluştuğu şeklindeki senaryonun kabul edilmesi gerekir (ELS). Metal bolluğunun olmaması halinde ise Gökadanın bir takım cüce gökadaların birleşmesi veya Gökadamıza dışarıdan önemli miktarda gaz akışı sonucunda oluştuğu şeklindeki düşüncenin kabul edilmesini zorunlu kılıyor. Bu konuda da birçok çalışma yapılmıştır Searle ve Zinn (1978).

Çizelge 2: Küresel kümelerin metal bollukları ve yaşları. Birinci sütunda kümelerin isimleri, ikinci sütunda Harris (1996) tarafından tanımlanan, üçüncü sütunda Zinn ve West (1984) tarafından tanımlanan metal bollukları, dördüncü sütunda Caretta et al. (2009) tarafından tanımlanan metal bollukları, beşinci sütunda ise Salaris ve Weiss (2002) tarafından hesaplanan yaşları verilmiştir.

ID	[Fe/H]	[Fe/H]	[Fe/H]	Yaş Gyıl
1636-283	-1.5			
2MS-GC01	-1.2			
AM 1	-1.8	-1.69	-1.84	
AM 4	-2		-2.07	
Arp 2	-1.76		-1.74	
BH 176	-1.58			
Djorg 1	-2			
Djorg 2	-0.5			
E 3	-0.8			
Eridanus	-1.46			8.4
ESO-SC06	-2			
HP 1	-1.55		-1.57	
IC 1257	-1.7			
IC 1276	-0.73		-0.65	
IC 4499	-1.6	-1.5	-1.62	11.2
Liller 1	0.22	-0.21	+0.40	
Lynga 7	-0.62			
NGC 104	-0.76	-0.71	-0.76	10.7
NGC 1261	-1.35	-1.31	-1.27	9.1
NGC 1851	-1.22	-1.36	-1.18	9.1
NGC 1904	-1.57	-1.69	-1.58	
NGC 2298	-1.85	-1.85	-1.96	12.9
NGC 2419	-2.12	-2.1	-2.20	12.8
NGC 2808	-1.15	-1.37	-1.18	10.2
NGC 288	-1.24	-1.4	-1.32	11.9
NGC 3201	-1.58	-1.61	-1.51	
NGC 362	-1.16	-1.27	-1.30	12.1
NGC 4147	-1.83	-1.8	-1.78	9.5
NGC 4372	-2.09	-2.08	-2.19	
NGC 4590	-2.06	-2.09	-2.27	11.2
NGC 4833	-1.8	-1.86	-1.89	
NGC 5024	-1.99	-2.04	-2.06	
NGC 5053	-2.29	-2.58	-2.30	10.8
NGC 5139	-1.62	-1.59	-1.64	
NGC 5272	-1.57	-1.66	-1.50	12.1
NGC 5286	-1.67	-1.79	-1.70	

Sonraki sayfada devam edecek. . .

Çizelge 2: Küresel kümelerin metal bollukları ve yaşları. Birinci sütunda kümelerin isimleri, ikinci sütunda Harris (1996) tarafından tanımlanan, üçüncü sütunda Zinn ve West (1984) tarafından tanımlanan metal bollukları, dördüncü sütunda Caretta et al. (2009) tarafından tanımlanan metal bollukları, beşinci sütunda ise Salaris ve Weiss (2002) tarafından hesaplanan yaşları verilmiştir.

ID	[Fe/H]	[Fe/H]	[Fe/H]	Yaş Gyıl
NGC 5466	-2.22	-2.22	-2.31	12.5
NGC 5634	-1.88	-1.82	-1.93	
NGC 5694	-1.86	-1.92	-2.02	
NGC 5824	-1.85	-1.87	-1.94	
NGC 5897	-1.8	-1.68	-1.90	12.4
NGC 5904	-1.27	-1.4	-1.33	
NGC 5927	-0.37	-0.3	-0.29	
NGC 5946	-1.38	-1.37	-1.29	
NGC 5986	-1.58	-1.67	-1.63	
NGC 6093	-1.75	-1.68	-1.75	12.9
NGC 6101	-1.82	-1.81	-1.98	11
NGC 6121	-1.2	-1.33	-1.18	
NGC 6139	-1.68	-1.65	-1.71	
NGC 6144	-1.75	-1.75	-1.82	
NGC 6171	-1.04	-0.99	-1.03	11.7
NGC 6205	-1.54	-1.65	-1.58	13
NGC 6218	-1.48	-1.61	-1.33	12.7
NGC6229			-1.43	
NGC 6235	-1.4	-1.4	-1.38	
NGC 6254	-1.52	-1.6	-1.57	12.2
NGC 6256	-0.7		-0.62	
NGC 6266	-1.29	-1.28	-1.18	
NGC 6273	-1.68	-1.68	-1.76	
NGC 6284	-1.32	-1.4	-1.31	
NGC 6287	-2.05	-2.05	-2.12	
NGC 6293	-1.92	-1.92	-2.01	
NGC6304			-0.37	
NGC 6316	-0.55	-0.47	-0.36	
NGC 6325	-1.17	-1.44	-1.37	
NGC 6333	-1.75	-1.78	-1.79	
NGC 6341	-2.28	-2.24	-2.35	12.8
NGC 6352	-0.7	-0.51	-0.49	9.7
NGC 6355	-1.5	-1.5	-0.62	
NGC 6362	-0.95	-1.08	-1.33	11.1
NGC 6366	-0.82	-0.99	-0.35	9.4
NGC 6380	-0.5	-1	-0.40	
NGC 6388	-0.6	-0.74	-0.45	

Sonraki sayfada devam edecek. . .

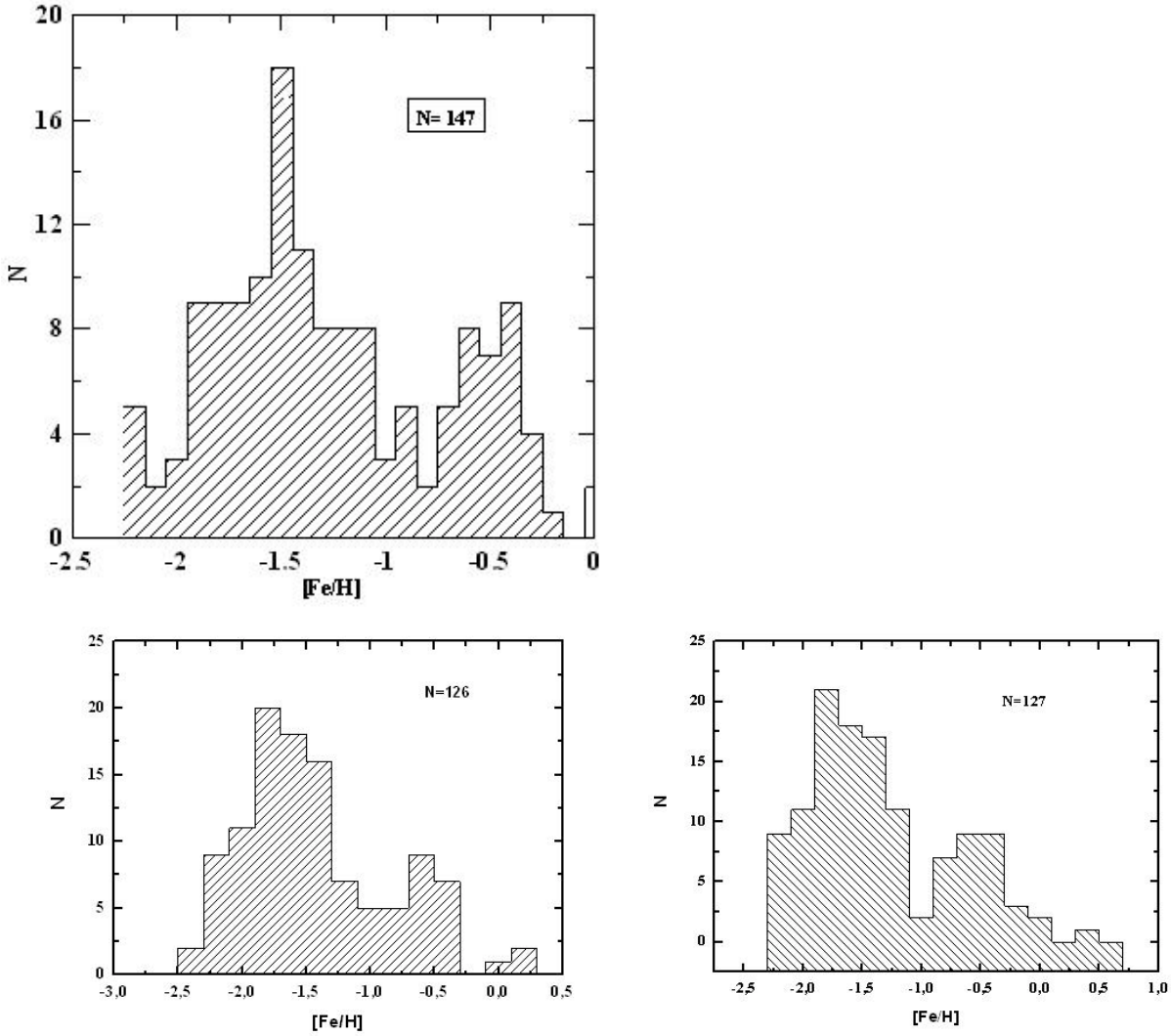
Çizelge 2: Küresel kümelerin metal bollukları ve yaşları. Birinci sütunda kümelerin isimleri, ikinci sütunda Harris (1996) tarafından tanımlanan, üçüncü sütunda Zinn ve West (1984) tarafından tanımlanan metal bollukları, dördüncü sütunda Caretta et al. (2009) tarafından tanımlanan metal bollukları, beşinci sütunda ise Salaris ve Weiss (2002) tarafından hesaplanan yaşları verilmiştir.

ID	[Fe/H]	[Fe/H]	[Fe/H]	Yaş Gyıl
NGC 6397	-1.95	-1.91	-1.99	12.5
NGC 6401	-0.98	-1.1	-1.01	
NGC 6402	-1.39	-1.39	-1.39	
NGC6424			-2.36	
NGC 6426	-2.26	-2.2		
NGC 6440	-0.34	-0.26	-0.20	
NGC 6441	-0.53	-0.59	-0.44	
NGC 6453	-1.53	-1.53	-1.48	
NGC 6496	-0.64	-0.48	-0.46	
NGC 6517	-1.37	-1.34	-1.24	
NGC 6522	-1.44	-1.44	-1.45	
NGC 6528	-0.04	0.12	+0.07	
NGC 6535	-1.8	-1.75	-1.79	
NGC 6539	-0.66	-0.66	-0.53	
NGC 6540	-1.2			
NGC 6541	-1.83	-1.83	-1.82	
NGC 6544	-1.56	-1.56	-1.47	
NGC 6553	-0.21	-0.29	-0.16	
NGC 6558	-1.44	-1.44	-1.37	
NGC 6569	-0.86	-0.86	-0.72	
NGC 6584	-1.49	-1.54	-1.50	
NGC 6624	-0.44	-0.35	-0.42	
NGC6626			-1.46	
NGC 6637	-0.7	-0.59	-0.59	
NGC 6638	-0.99	-1.15	-0.99	
NGC 6642	-1.35	-1.29	-1.19	
NGC 6652	-0.96	-0.89	-0.76	
NGC 6656	-1.64	-1.75	-1.70	
NGC 6681	-1.51	-1.51	-1.62	
NGC 6712	-1.01	-1.01	-1.02	10.5
NGC 6715	-1.58	-1.42	-1.44	
NGC 6717	-1.29	-1.32	-1.26	
NGC 6723	-1.12	-1.09	-1.10	11.6
NGC 6749	-1.6		-1.62	
NGC6752			-1.55	
NGC 6760	-0.52	-0.52	-0.40	
NGC 6779	-1.94	-1.94	-2.00	12.8

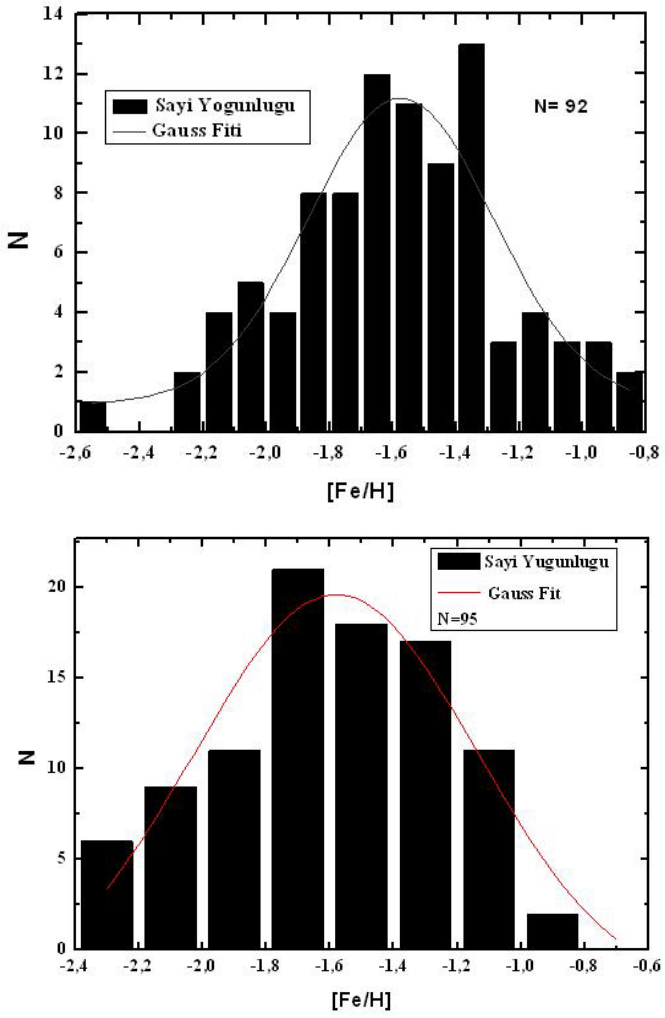
Sonraki sayfada devam edecek. . .

Çizelge 2: Küresel kümelerin metal bollukları ve yaşları. Birinci sütunda kümelerin isimleri, ikinci sütunda Harris (1996) tarafından tanımlanan, üçüncü sütunda Zinn ve West (1984) tarafından tanımlanan metal bollukları, dördüncü sütunda Caretta et al. (2009) tarafından tanımlanan metal bollukları, beşinci sütunda ise Salaris ve Weiss (2002) tarafından hesaplanan yaşları verilmiştir.

ID	[Fe/H]	[Fe/H]	[Fe/H]	Yaş Gyıl
NGC6809			-1.93	
NGC6838			-0.82	
NGC 6864	-1.16	-1.32	-1.29	
NGC 6934	-1.54	-1.54	-1.56	
NGC 6981	-1.4	-1.54	-1.48	10
NGC 7006	-1.63	-1.59	-1.46	
NGC 7078	-2.26	-2.15	-2.33	
NGC 7089	-1.62	-1.62	-1.66	11.8
NGC 7099	-2.12	-2.13	-2.33	
NGC 7492	-1.51	-1.82	-1.69	12.3
Pal 1	-0.6		-0.51	12.1
Pal 10	-0.1			
Pal 11	-0.39	-0.7	-0.45	
Pal 12	-0.94	-1.14	-0.81	
Pal 13	-1.74	-1.79	-1.78	6.4
Pal 14	-1.52	-1.47	-1.63	
Pal 15	-1.9		-2.10	
Pal 2	-1.3		-1.29	
Pal 3	-1.66	-1.78	-1.67	
Pal 4	-1.48	-2.2	-1.46	9.2
Pal 5	-1.41	-1.47	-1.41	9.2
Pal 6	-1.09	-0.74	-1.06	10
Pal 8	-0.48	-0.48	-0.37	
Terzan 1	-1.3	0.24	-1.29	
Terzan 2	-0.4	-0.47	-0.29	
Terzan 3	-0.73		-1.62	
Terzan 4	-1.6	-0.21	+0.16	
Terzan 5		0.24	-0.40	
Terzan 6	-0.5		-0.12	
Terzan 7	-0.58			
Terzan 8	-2			
Terzan 9	-2	-0.38	-2.07	
Terzan10	-0.7			
Terzan12	-0.5			



Şekil 4. Küresel kümelerin metal bolluğu sayı yoğunluğu dağılımları. Harris (1996)(üst), Zinn ve West (1984)(alt sol), Caretta et al. (2009) (alt sağ).



Şekil 5. (üst) Metal bolluğu -2.28 $\leq [Fe/H] \leq$ -0.8 dex aralığında ki kümelerin metal bolluğu dağılımı. (alt) Metal bolluğu -2.36 $\leq [Fe/H] \leq$ -0.8 dex aralığında ki kümelerin metal bolluğu dağılımı.

Şekil 5.a) da -2.28≤ $[Fe/H]$ ≤-0.8 dex aralığındaki küresel kümelerin metal bolluğu dağılımındaki pik -1.57463±0.03283 olarak bulunmuştur. Bu değer Zinn ve West (1984) tarafından önerilen değerle örtüşmektedir. Şekil 5 b) de -2.36 ≤ $[Fe/H]$ ≤ -0.8 dex aralığında ki kümelerin metal bolluğu dağılımındaki pik -1.57344±0,03308 olarak bulunmuştur Küresel kümeler metal bollukları kullanılarak halo ve disk popülasyonu olmak üzere ikiye ayrılmaktadır. Metal bolluğu [Fe/H]=-0.8 dex den büyük olanlar disk kümeleri, metal bolluğu -0.8 den küçük olanlarda halo kümleri olarak adlandırılmaktadır. Tablo 2 deki Zinn ve West (1984) değerleri kullanıldığında haloda 92, diskte de 27 küme bulunmaktadır, aynı tablodaki Harris (1996) değerleri kullanıldığında haloda 116, diskte ise 32 adet küme, Caretta et al. (2009) değerleri kullanıldığında diskte 31, haloda ise 109 adet küme bulunmaktadır. Bu sonuçlara göre küresel kümelerin yaklaşık %30 u disk kümeleridir.

3.3 Küresel Kümelerde [Fe/H] Z (kpc) İlişkisi

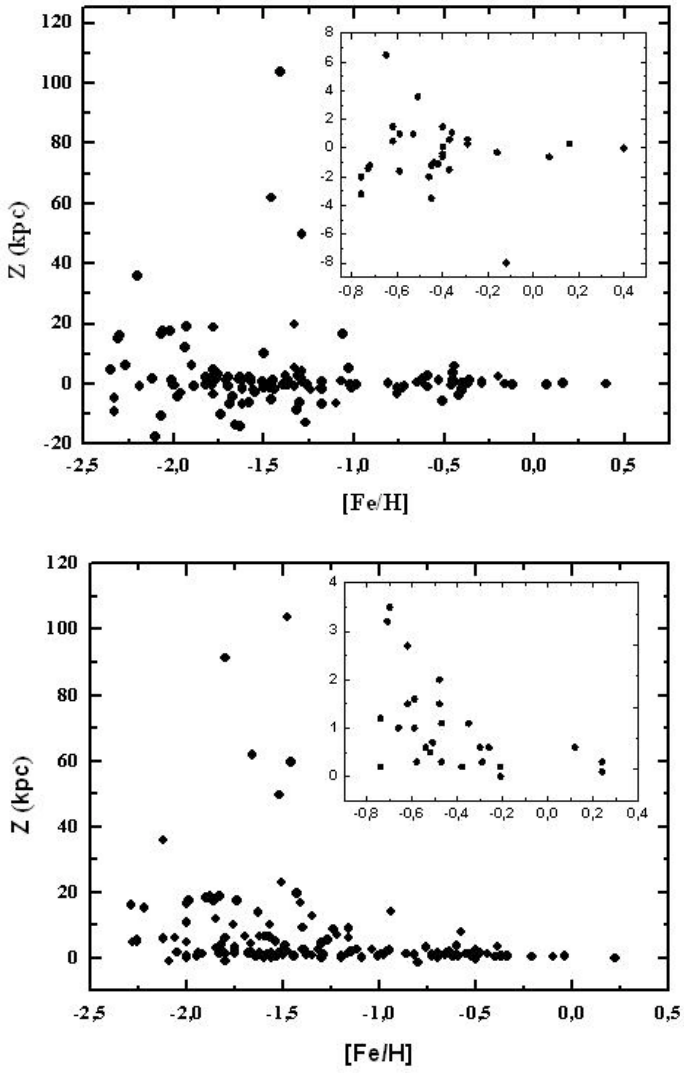
Küresel kümelerin metal bollukları ile galaktik düzlemden olan dik uzaklıkları arasındaki ilişki Şekil 9 da gösterilmiştir. Metal bolluğu -2.6≤ $[Fe/H]$ ≤-0.8 dex arasında olan metalce fakir (halo) kümeleri galaktik düzlemden oldukça uzaklıklarda da bulunurlar, yaklaşık olarak küresel bir dağılım göstermektedirler.Metal bolluğu -0.8≤ $[Fe/H]$ ≤0 dex arasında olan metalce zengin kümeler ise galaktik düzleme çok yakın bir bölgede yaklaşık düzlemle düzlemden 3.5 kpc yukarısında kalan alanda ve oldukça düz bir dağılım göstermektedirler.

3.4 Küresel Kümelerde [Fe/H] R_{gc} İlişkisi

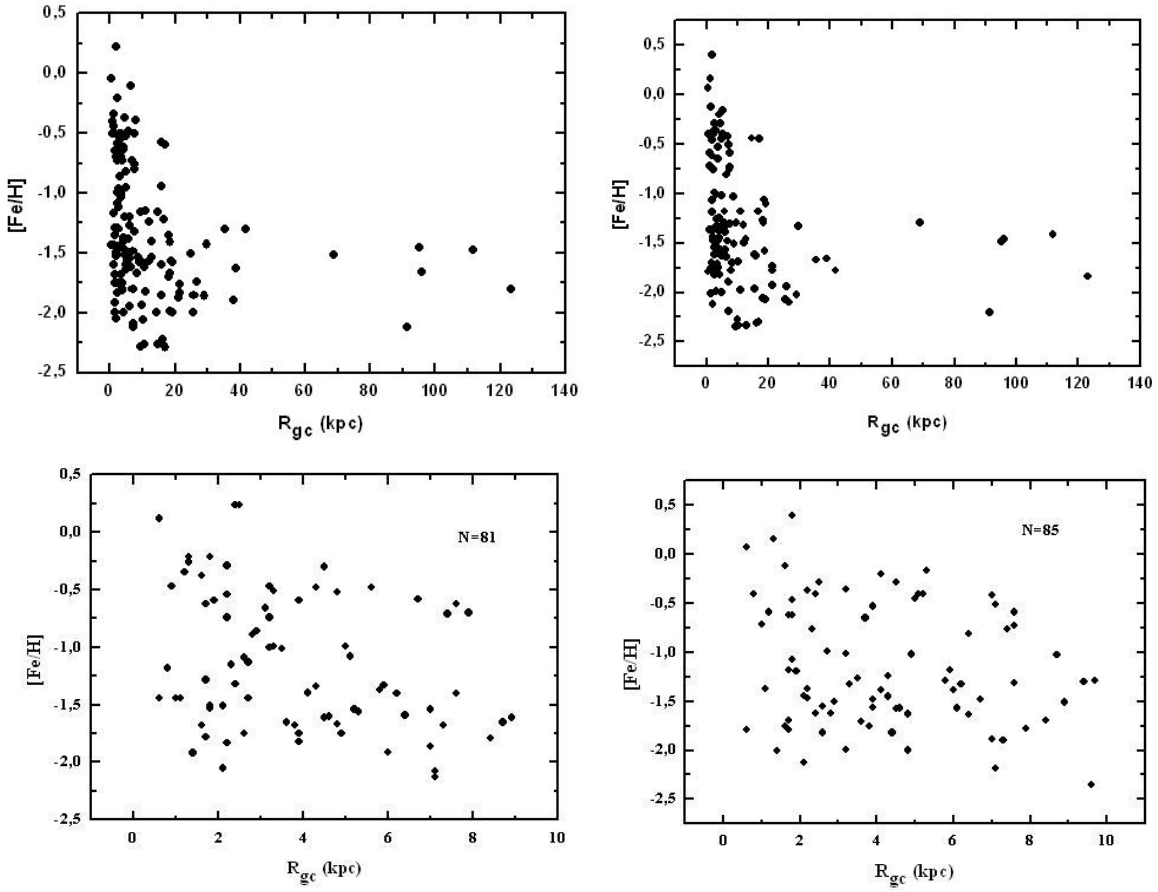
Küresel kümeler galaktik merkez etrafında simetrik olarak küresel bir dağılım gösterirler. Metal yönünden en zengin kümelerin metal bollukları güneşin metal bolluğundan 1/10 oranında daha büyüktür ve galaktik merkezle merkezin yaklaşık 9 kpc üzerinde yer alan bölgede bulunmaktadır. Bu özelliklerinden dolayı iç halo olarak adlandırılmaktadır. Şekil 9 da küresel kümelerin metal bolluğu ile galaktik merkezden uzaklığın grafiği verilmiştir. Küresel kümeler galaktik merkezden olan uzaklıkları 9 kpc değeri baz alınarak ikiye ayrıldığında galaktik merkezden uzaklıkları R_{gc} >9 kpc olan kümeler iç halo, $R_{gc} \leq 9$ kpc olan kümeler de dış halo olarak adlandırılmaktadır. Şekil 7 incelendiğinde kümelerin çoğunluğunun 0-20 kpc arasında yoğunlaştığı ve bu bölgede farklı metallikteki kümelerin bulunduğu görülmektedir. Aynı bölgede metalliği [Fe/H]<-0.8 ve metalliği [Fe/H]>-0.8 olan kümeler bulunmaktadır. Yani aynı bölgede hem metalce fakir hamde metalce zengin kümeler bulunmaktadır. Bu grafiklere göre halo kümelerinin metal bolluğu ile galaktik merkezden uzaklıkları arasında, metal bolluğunun galaktik merkezden uzaklaştıkça azaldığı yönünde reel bir ilişki bulunamamıştır.

3.5 Küresel Kümelerin Yaşları

Gökadamızda günümüzde yaklaşık 150 küme bilinmektedir, ancak bu kümelerin yalnızca %30 unun yaş belirlemeleri yapılabilmiştir. Bunun nedeni, kümelerin



Şekil 6. Küresel kümelerin metal bolluğugalaktik düzlemden dik uzaklılarının dağılımı. (üst) [Fe/H] değerleri Zinn ve West (1984), (alt) [Fe/H] değerleri Caretta et al. (2009). Z değerleri Harris (1996).

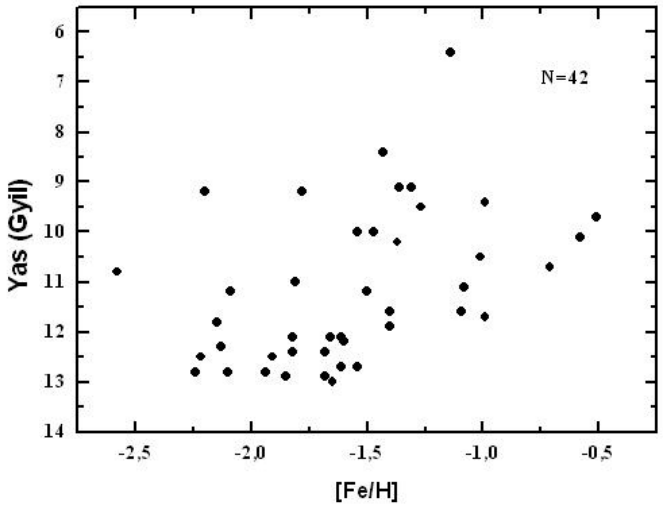


Şekil 7. Küresel kümelerin metal bolluğu galaktik merkezden uzaklıkları dağılımı. (sol üst ve sol alt) [Fe/H] değerleri Zinn ve West (1984), (sağ üst ve sağ alt) [Fe/H] değerleri Caretta et al. (2009). R_{gc} değerleri Harris (1996).

gökada düzleminden oldukça uzak mesafelerde olmalarıdır. Bu durum kümelerin renk- parlaklık diyagramlarının ölçümlerinde hatalar vermektedir. Tablo 2 de [14] tarafından belirlenen mutlak yaşlar verilmiştir.

3.6 Küresel Kümelerde [Fe/H] Yaş İlişkisi

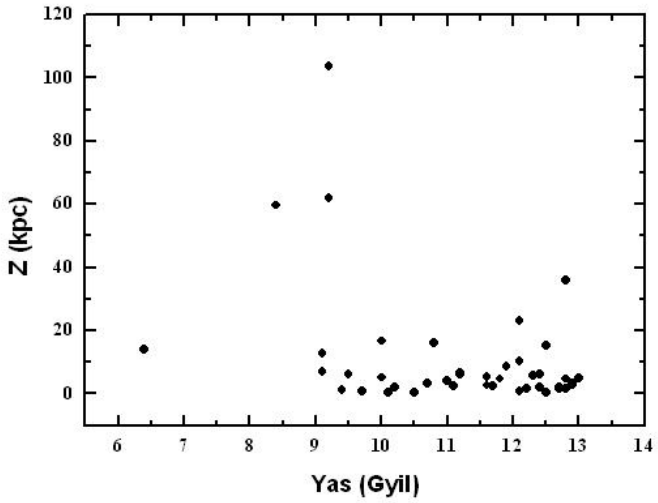
Gökadamızdaki küresel kümelerin metalce en fakir kümeleri en yaşlı, metalce zengin olan ise daha gençtir. Metal yönünden fakir kümeler haloda yer aldığı için halonun disk kümelerinden daha yaşlı olduğu sonucuna varılmaktadır. Buradan ilk zamanlarda bilinenin aksine küresel kümelerin aynı yaşta olmadığı, küme sistemleri arasında belli bir yaş aralığı olduğubulunmaktadır.



Şekil 8. Küresel kümelerin Yaş - [Fe/H] dağılımları. [Fe/H] değerleri Zinn ve West (1984), yaş değerleri Salaris ve Weiss (2002).

3.7 Küresel Kümelerde Yaş Z (kpc) İlişkisi

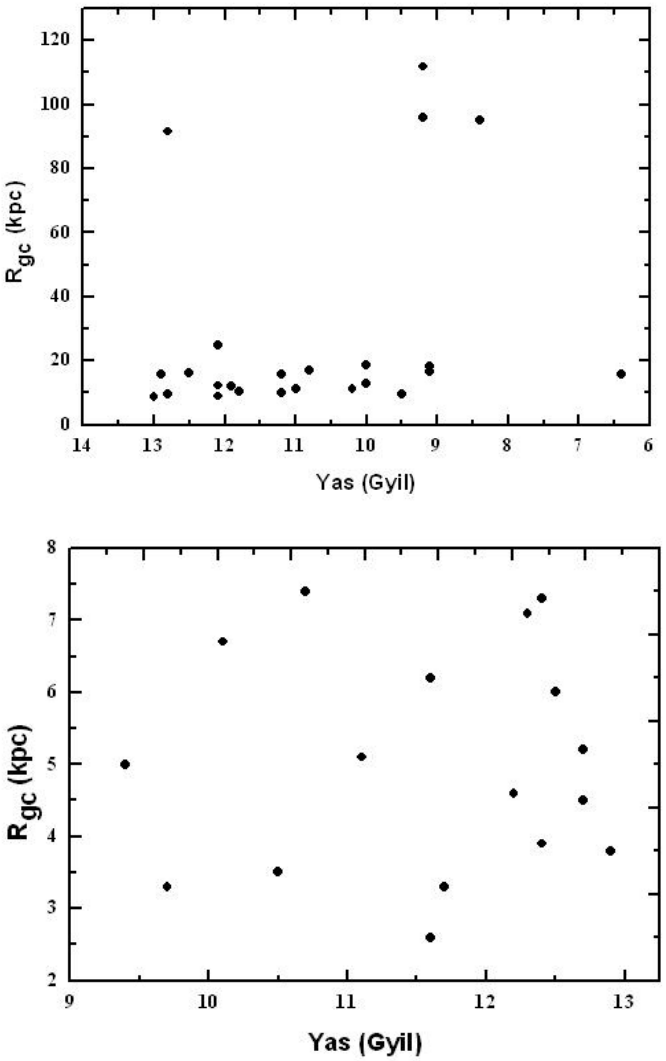
Disk küresel kümelerinin galaktik düzlemden yaklaşık 3.5 kpc yukarısında, halo kümelerinin ise daha uzaklarda yerleştikleri bilinmektedir. Düzlemden 103.7 kpc uzaklıktaki Pal 4 ün yaşı 9.2 Gyıl, 61.8 kpc uzaklıktaki Pal 3 ün yaşı 9.2 Gyıl, düzlemden 59.6 kpc yukarısındaki Eridanus un yaşı ise 8.4 olarak bulunmuştur. Bu kümeler halo da bulunmalarına rağmen oldukça genç kümelerdir. Bu kümeler halonun yaş ortalamasını düşürmektedir.



Şekil 9. Küresel kümelerin Yaş - [Fe/H] dağılımları. Z değerleri Harris (1996), yaş değerleri Salaris ve Weiss (2002).

3.8 Yaş R_{gc} İlişkisi

Küresel kümelerin yaş galaktik merkezden uzaklıları grafiği Şekil 10 da verilmiştir. $R_{gc} \leq 9$ kpc aralığında bulunan 17 küresel kümenin ortalama yaşları 11.56 Gyıl olarak hesaplanmıştır. Bu Aralıktaki iç halo kümelerinin yaş aralığı 3.5 Gyıl olarak bulunmuştur. Yaş aralığı 6.6 Gyıl olan ve R_{gc} >9 kpc bölgesinde ki dış halo kümelerinin ortalama yaşları 10.88 Gyıl olarak hesaplanmıştır. Bu aralıktaki kümelerin yaş galaktik merkezden uzaklıkları grafiği Şekil 3.20 de gösterilmiştir. Bu sonuçlara göre iç halonun dış haloya göre kendi içerisinde daha yaşıt olduğu söylenebilir. Bu sonuçlar küresel kümelerin gökadanın oluşmaya başladığı anda oluştuğu anlamına gelmektedir, Salaris ve Weiss (2002). Küresel kümelerin halo populasyonun iki alt sistemi olan iç ve dış halonun özellikleri genel olarak Tablo 3 deki gibidir. Tablodan da görüldüğü gibi iç halo dış haloya nazaran daha yaşlıdır. Tablo 3 e bakıldığında, dış halodaki metal bolluğu [Fe/H]≤ -1.75 arasında olan kümelerle (metalce en fakir), metal bolluğu [Fe/H]>-1.75 dex olan (metalce zengin) kümeler arasındaki ortalama yaş farkı yaklaşık 1.5 Gyıl olduğu görülmektedir. Ayrıca metalce en fakir olan kümeler düzlemden daha uzaklıkta bulunmaktadırlar. İç haloya bakıldığında, metalliği [Fe/H]≤-1.75 dex olan metalce en fakir kümelerin düzlemden çok da uzakkta olmadığı yaklaşık 4.5 kpc yukarısında bulundukları görülmektedir. Ayrıca aynı metallik değerinde dış halo kümelerine göre de yaklaşık 1 Gyıl daha yaşlı olduğu görülmektedir. Buradan metalce en fakir kümelerin düzlemin en uzağında bulunacağına dair kabul görülen kuramsal teorinin gerçeği yansıtmadığı görülmektedir. Yine iç halo incelendiğinde orta metallikteki (-1.1≥[Fe/H >-1.75 dex) kümelerin ortalama yaşları metalce en fakir olanlarla hemen hemen aynıdır. Metalce en zengin olan



Şekil 10. Küresel kümelerin yaş - galaktik merkezden uzaklıkları dağılımı. Veriler Harris (1996) ve Salaris ve Weiss (2002).

0.5 5

Çizelge 3. İç ve Dış halonun özellikleri. [Fe/H] verileri Zinn ve West (1984), yaşlar Salaris ve Weiss (2002), $R_{gc} \leq$ verileri Harris (1996).

Metal aralığı	N	$< [Fe/H] >$	<(R_{gc})><Age> kpc	Gyıl
	$R_{gc} > 9$ kpc	Dış Halo		
$[Fe/H] \leq -1.75$	19	-2.01	30.57	11.59
$[Fe/H] > -1.75$	20	-1.47	28.72	10.04
	$R_{gc} \leq 9$ kpc	İç Halo		
$[Fe/H] \leq -1.75$	13	-1.88	4.48	12.4
$-1.1 \geq [Fe/H] > -1.75$	33	-1.46	4.01	12.39
$-0.39 \geq [Fe/H] > -1.1$	25	-0.72	3.93	10.6
$[Fe/H] > -0.39$	10	-0.14	1.94	

(0.39≤[Fe/H]>-1.1 dex) kümelerin yaşları ise metalce fakir olanlardan yaklaşık olarak 1.8 Gyıl daha küçüktür. Bu sonuç, metalce zengin kümelerin metalce fakir olanların oluşumunu takiben birkaç Gyıl sonra oluştuğunu düşündürmektedir. Bu sonuçlara bakıldığında, metalce en fakir kümeler ile orta metalikteki kümeler küçük bir yaş aralığıyla yaşları benzerlik göstermektedir, yaşla galaktik merkezden uzaklık arasında herhangi bir ilişki bulunmamaktadır, R_{gc} >20 kpc bölgesindeki kümelerin hepsi yaşlıdır ki bu kümelerin hepsi metalce fakir olanlardır.

4 Gökadanın Oluşum Senaryoları

Gökadamızın oluşumuyla ilgili genel olarak kabul edilen iki temel senaryo vardır. Bunlardan ilki 1962 de önerilen ELS olarak bilinen senaryodur. Bu senaryoya göre; yaklaşık 10 Gyıl önce protogökada, gökadalararası materyallerle birlikte çökmeye başlamıştır. Var olan dönme ve kazanılan açısal momentum yoğunlaşmaya neden olur. Bu çöken materyaller, daha sonra küresel kümeler ve küresel kümeler benzeri yıldızların şekillendiği ortam olarak yoğunlaşırlar. Gökadanın radyal yöndeki bu çöküşü, sonunda dönüşle (rotasyon) birlikte durur, ancak Z yönündeki çökme ince disk oluşana dek devam eder. Yoğunluğun artmasıyla, yıldız oluşum oranı artar. İlk nesil yıldızların evriminde kalan gaz oluşan ağır elementlerle zenginleşir, daha sonraki nesiller de aynı materyalden oluşur. Sıcak hale gelen gaz, çökme enerjisinin çoğunu etrafa saçar. İlk olarak, gaz yıldızların yörüngelerini takip eder, ancak gaz ve yıldızlar ilk gökada merkezinden ayrılmıştır, sonra, ekstra enerjisi diğer gaz bulutlarıyla çarpışarak rahatlar, açısal momentumuna uygun dairesel yörüngelerde yerleşmiş gaz dairesel yörüngeler etrafında hareket eden sonraki nesil yıldızları üretmeye devam eder. İlk nesil yıldızları, diğer taraftan, orijinal çökmeyle beraber bir hayli eksantrik yörüngeler üretmeye devam eder. Modele göre, en yaşlı yıldızlar gaz halodan galaktik merkeze doğru radyal yönde çökerken oluşmuştur. Bu çökme, gaz dairesel yörüngelerde dengeye gelinceye

Çizelge 4. Samanyolu tarafından Sagittarius cüce gökadasından yutulan küresel kümeler ve özellikleri.

ID	[Fe/H]	ℓ	b	$R_\odot$	R_{gc}	X	Y	Z	Yaş(Gyıl)
Arp2	-1.76	8.55	-20.78	28.6	21.4	26.5	4	-10.2	
NGC 6715	-1.58	5.61	-14.09	26.8	19.2	25.9	2.5	-6.5	
Terzan 7	-0.58	3.39	-20.07	23.2	16	21.8	1.3	-8	7.5
Terzan 8	-2	5.76	-24.56	26	19.1	23.6	2.4	-10.8	

dek ∼2.108 yıl gibi oldukça hızlı sürede meydana gelmiştir. Kısaca bu modele göre, gökadamız metalce fakir, küresel bir gaz bulutunun, kütle çekim merkezine doğru çökmesiyle başlamaktadır. Bulutun yarıçapı giderek küçüldükçe enerjinin dağılımı ve dönüş hızının giderek artması nedeniyle küresel biçim bozulmakta ve dönüş eksenin etrafında gitgide daha basık hale gelen bir yapı oluşmaktadır. Süreç, sonunda merkezde bir topak ve çevresinde hızla dönen ince diskin ortaya çıkmasıyla bitmektedir. Yine bu modele göre, gökadamızda ki en yaşlı yıldızlar ve küresel yıldız kümeleri bulutun çöküşü sırasında oluşmuşlardır, ∼2.108 yıl alan hızlı çöküş süresince oluşup patlayan dev yıldızlar, diski oluşturan gazı metalce zenginleştirdiler. Bu nedenle halodaki yıldız ve küresel kümeler metalce fakir kalırken, diskteki yıldızlarda bu oran gittikçe artış göstermektedir. Diğer senaryo ise, 1978 yılında Searle ve Zinn (1978) tarafından ortaya atılan etkileşimli diğer bir adıyla hiyerarşik modeldir. Bu senaryoya göre, gökadamızın halosu cüce gökadalarla etkileşerek oluşmuştur. Bu tür etkileşme için örnek olarak, gökadamızın günümüzde sagittarius cüce gökadasını yutması verilmektedir. Gökadamız bu uydusundan dört küresel kümeyi kendi envanterine katmış durumdadır. Bu kümelerin özellikleri Tablo 4 de verilmiştir. Uzun süredir Samanyolu nun sanılan bu kümelerin, yutulan gökada ait olduğu daha yenilerde anlaşılmıştır. Gökadamız, farklı zamanlarda, farklı yerlerde doğmuş ve yaşamlarının çoğunu farklı gökadaların farklı ortamlarında geçirmiş yıldızları toplamaya devam ettiği görülmektedir. Gökadamız çevresindeki küresel biçimli bazı cüce gökadalarla genç küresel kümelerin, daha önce Samanyolu tarafından yutulmuş uydu gökadaların olduğu düşünülmektedir. Yine modele göre dış halodaki küresel kümelerin ve yıldızların oluştuğu gaz gökada içine doğru çökmeye devam eder, ki bir zaman sonra çökme merkezi oluşturur. Çöken gaz enerjisinin büyük bir kısmını yüksek yoğunluklu bölgelere dağıtırken etkileşimler bu bölgedeki geçirgenliği arttırır, ki bölgelerde halo yıldızları ve kümeleri oluşmuştur. Yıldızlar ve kümeler oluştuktan sonra gökada dinamik olarak dengeye gelene dek çökmeye devam eder ve günümüzdeki haloyu oluşturur. Gaz bu şekilde ilk yıldız oluşum bölgeleri kaybederek en sonunda galaktik diski oluşturur.

4.1 Oluşum Senaryolarının Karşılaştırılması

ELS modelinde, çöküşün tek bir gaz bulutundan oluştuğu ve çökmenin homojen olduğu varsayıldığından, gökadanın dik yönde metal gradiyentinin olması gereklidir. Aynı zamanda çöküşün hızlı olduğu düşünüldüğünden küresel

kümeler arasındaki yaş farkının da küçük olması gereklidir ki bu yaş farkının birkaç Gyıl olduğu bilinmektedir. Bu senaryo için sunulan diğer bir kanıtta, en yüksek hızlara ve en eliptik yörüngelere halo yıldızlarının sahip olmasıdır. Bunu halo yıldızlarının bulut içinde çöküşü sırasında oluşmalarına bağlanmaktadır. Yıldız, yörüngesinin hız ve biçimini, buluttan miras aldığından, çöküşün, dairesel yörüngeleri bozarak uzamış elipsler haline getirdiği savunulmaktadır. Ancak gökadamızdaki iç halo ve dış halonun özelliklerine (Tablo 3) bakıldığında metallik gradiyentinin olmadığı gözükmektedir. Yani halodan diske doğru metalliğin artacağı şeklindeki bir eğilimin olmadığı görülmektedir. Diğer senaryoya yani hiyerarşik etkileşimli senaryoya göre ise, gökadanın bir takım cüce gökadaların birleşmesi veya gökadamıza dışarıdan önemli miktarda gaz akışı sonucunda oluştuğu düşünüldüğünden halo içinde bir metal gradiyentinin olması beklenmemektedir. Tablo 3 incelendiğinde gökadamızda böyle bir metal gradiyentinin olmadığı görülmektedir. Aynı zamanda çökmenin yavaş olduğu varsayıldığından küresel kümeler arasındaki yaş farkının da büyük olması beklenmektedir. Ancak kümeler arasındaki yaş farkı beklenildiği gibi büyük değil aksine birkaç Gyıl gibi oldukça küçük değerler sahiptir. Bu senaryo için sunulan diğer bir kanıt ise Samanyolu tarafından Sagittarius cüce gökadasından yutulan küresel kümeler gösterilmektedir. Bu model halodaki küresel kümlerin özellikleri incelendiğinde halonun oluşumu için iyi bir açıklama sunsa da, bu kümeler arasındaki yaş farkının beklenildiğinden küçük olması dezavantajdır.

5 Sonuç

Küresel kümeler, zengin, yoğun, yaklaşık küresel yüzlerce, binlerce hatta milyonlarca yıldız içeren gruplardır. Yıldızlar kürenin merkezinde çok yoğun bir şekilde bulunmakta, merkezden çevreye gittikçe yoğunlukları azalmaktadır. Verilen bir küresel küme içindeki yıldızlar, hemen hemen aynı yaştadırlar, başlangıçta aynı kimyasal komposizyonda meydana gelmişlerdir ve gözlemlenen yere göre aynı uzaklığa sahiplerdir. Kümelerin parlaklığı ve kendine özgü görünümleri sayesinde büyük uzaklıklarda bulmak diğerlerine göre daha kolaydır. Bu kümelerdeki yıldızlar ağır metalleri tükettiklerinden galaktik diskteki çoğu yıldızdan kimyasal kompozisyonları farklıdır. Bu karakteristikleri onların gökadanın uzak bölümlerindeki çalışmalar için anahtar nesneler olmalarının başlıca nedenleridir. Kümelerin uzaysal dağılımı ve kimyasal kompozisyonlarından dolayı çoğu yıldızdan açıkça farklılık gösterir, bu kümeler yapının sıradan yıldızlardan farklı bir yönünü ortaya koymaktadır. Çünkü bunlar gökadadaki tanımlanabilir en yaşlı nesnelerdir, yaşları 10-14 Gyıl olup neredeyse evrenin yaşı kadardır. Bu farklılıklar bize evrenin oluşumu ve ilk evreleri hakkında bilgiler verir. Yani küresel kümeler gökadamızın tarihi hakkında bilgiler içeren en çok gözlemlenebilir nesnelerdir. Küresel kümelerin uzaydaki dağılımları incelenecek olursa, galaktik ekvatorun küresel kümeler sistemi için bir simetri düzlemi olduğu görülmektedir. Bu kümeler, gökadadaki diğer nesneler gibi, Galaktik merkez etrafındaki yörüngede bulunmaktadırlar. Halo kümelerin yörüngelerini inceleyen araştırmalar yörüngelerin dairesel olmadığı ve aslında rast gele yönelmiş olduğunu göstermektedir. Bu

nedenle galaktik kümelerin aksine küresel kümeler çoğunlukla Galaktik dönmeye katılmazlar ve hatta bazıları dönmeye karşı bir hareket göstermektedirler. Gökadamızdaki küresel kümelerin metal bollukları -2.58≤[Fe/H]≤0.24 arasında değişmektedir. Şekil 5 ve 6 dan da görüldüğü gibi küresel kümelerin metal bolluğu dağılımı yaklaşık -1.6 ve -0.5 değerlerindeki pikleriyle ikili bir dağılım göstermektedirler. Şekil 8 de -2.28≤[Fe/H]≤-0.8 aralığındaki halo kümelerin metal bolluğu dağılımındaki pik -1.57463±0.03283 olarak bulunmuştur. Bu değer Zinn and West (1984) tarafından önerilen değerle örtüşmektedir. Küresel kümeler metal bollukları kullanılarak halo ve disk popülasyonu olmak üzere ikiye ayrılmaktadır. Metal bolluğu [Fe/H]=-0.8 den büyük olanlar disk kümeleri, metal bolluğu -0.8 den küçük olanlarda halo kümeleri olarak adlandırılmaktadır. Küresel kümelerin yaklaşık %30 u disk kümeleridir. Metal bolluğu -0.8≤[Fe/H]≤0 arasında olan metalce zengin kümeler ise galaktik düzleme çok yakın bir bölgede yaklaşık düzlemle düzlemden 3.5 kpc yukarısında kalan alanda ve oldukça düz bir dağılım göstermektedirler. Bu dağılımları Şekil 8 den rahatlıkla görülmektedir. Tablo 3 de görüldüğü gibi, metal bolluğu [Fe/H]≤-1.75 olan metalce en fakir kümeler hem dış haloda hem de iç haloda bulunmaktadır. Bu kümelerin yaşlarına baktığımızda ise iç haloda ki kümelerin dış halodaki kümelere göre daha yaşlı olduğu görülmüştür. Bu iki sistem arasında ki yaş farkı yaklaşık 1 Gyıl olarak hesaplanmıştır. Bu sonuçlara göre daha önce kuramsal olarak kabul gören en yaşlı kümeler halonun en dışındadır görüşünün aslında gerçeği yansıtmadığı görülmektedir. Metalce en fakir kümelerin en yaşlı, metalce en zengin kümelerin de en genç olduğu görüşü doğru olmakla birlikte; halodan diske doğru metal bolluğun giderek artacağı bu neden ile kümelerin yaşlarının halodan diske doğru giderek artacağı yönündeki görüşün doğru olmadığı sonucu çıkarılmaktadır. Metalce en fakir kümeler en yaşlı, metalce zengin olanlar ise daha gençtir. Metal yönünden fakir kümeler haloda yer aldığı için halonun disk kümelerinden daha yaşlı olduğu sonucuna varılmaktadır. Buradan, ilk zamanlarda bilinenin aksine küresel kümelerin aynı yaşta olmadığı, küme sistemleri arasında belli bir yaş aralığı olduğu bulunmaktadır. Bu yaş farklarının bize gökadanın oluşum sürecini yansıttığı düşünülmektedir. Bu yaş farkının bugünlerde birkaç milyar yıl olduğu düşünülüyor ve bu da Samanyolu nun ilk zamanlarındaki gelişmelerin çok kısa sürede gerçekleştiğini göstermektedir. Gökadanın oluşumu için ortaya atılan senaryoların populasyonlar arasındaki bu yaş farkını açıklaması gerekmektedir. ELS modeli disk, hiyerarşik model ise halo için yeterli açıklamalar getirmektedir. İki modelin de güçlü yanları bulunduğundan, kaçınılmaz olarak günümüzde her iki düşünceyi bağdaştıran modeller benimsenmiş durumdadır.

Kaynaklar

Armandroff, T.E., Da Costa, G. S., Zinn, R.,. Metallicities for the outer-halo globular clusters PAL 3, 4, and 14. Astronomical Journal, **104** (1992) 164.

Carretta, E., Bragaglia, A., Gratton, R., D'Orazi, V., Lucatello, S., Intrinsic iron spread and a new metallicity scale for globular clusters, **508** (2009) 695.

Eggen, O. J., Lynden-Bell, D., Sandage, A. R., Evidence from the motions of old stars that the Galaxy collapsed. Astrophysical Journal, **136** (1962) 748.

Harris, W. E. Globular Clusters in the Milky Way, A Catalog of Parameters for Globular Clusters in the Milky Way, Astrophysical Journal, **112** (1978) 1487.

Salaris, M., Weiss, A., Homogeneous age dating of 55 Galactic globular clusters. Clues to the Galaxy formation mechanisms. Astronomy and Astrophysics, **388** (2002) 492.

Searle, L., Zinn, R., Compositions of halo clusters and the formation of the galactic halo . Astrophysical Journal, **225** (1978) 357.

Zinn, R., West, M. J., The globular cluster system of the galaxy. III - Measurements of radial velocity and metallicity for 60 clusters and a compilation of metallicities for 121 clusters . Astrophysical Journal Supplement Series, **55** (1984) 45.

İlköğretim Temel Astronomi Kavramlarının Planetaryum ve Gözlemevi Ortamında Öğretilmesinin Öğrenci Başarısına Etkisi

TÜRK Cumhur* ve KALKAN Hüseyin

Ondokuz Mayıs Üniversitesi

Özet Ülkemizdeki ilköğretim Fen ve Teknoloji programları incelendiğinde astronomi kavramlarına 4., 5., 6., 7. ve 8. sınıflarda yer verilmekte ancak ağırlıklı olarak 7. sınıfta yer verildiği görülmektedir (MEB, 2008). Bu çalışmada, Fen ve Teknoloji 7. sınıf programında yer alan "Güneş Sistemi ve Ötesi" ünitesi içerisindeki temel astronomi kavramlarının planetaryum ve gözlemevi ortamında öğretilmesi sonucu öğrencilerdeki değişimi ölçmek amaçlanmıştır. Araştırmanın evrenini Samsun ilindeki tüm ilköğretim 7. sınıf öğrencileri oluşturmaktadır. Bu çalışma için 2008-2009 yılında Samsun ilindeki iki şehir merkezi, iki ilçe merkezi ve iki köy okulunda öğrenim gören 384 öğrenciye ulaşılmıştır. Çalışmada yarı deneysel yöntem kullanılmıştır. Deney ve kontrol grupları rastgele seçim yapılarak belirlenmiştir. "Güneş Sistemi ve Ötesi" ünitesinin işlenmesi sırasında deney grubu için planetaryum ve gözlemevi öğrenme ortamı olarak kullanılırken, kontrol grubuna hiçbir şekilde müdahale edilmeyerek sınıf ortamında öğrenime devam edilmiştir. Ünite başlangıcında ve sonunda olmak üzere 14 sorudan oluşan çoktan seçmeli ölçek öğrencilere ön test ve son test olarak uygulanmış ve öğrencilerden bazılarıyla mülakatlar gerçekleştirilmiştir. Elde edilen nicel veriler SPSS 17.0 programı ile değerlendirilmiştir. Nitel veriler ise betimsel analiz tekniği kullanılarak analiz edilmiştir. Araştırma sonucunda planetaryum ve gözlemevi ortamlarının temel astronomi konularının öğrencilere kavratılmasında sınıf ortamına göre daha etkili olduğu görülmüştür. Ayrıca planetaryum ve gözlemevi ortamların öğrencilerin temel astronomi konularındaki bilgilerinin ezber düzeyinden kavrama düzeyine çıkartılabilmesine olanak sağladığı sonucuna ulaşılmıştır. Elde edilen sonuçlar çerçevesinde temel astronomi kavramlarının öğretiminde, gelişmiş ülkelerde olduğu gibi, planetaryum ve gözlemevlerinin olabildiğince kullanılması önerilmiştir. Öğretmenlere, astronomi ile ilgili konuların işlenildiği dönemlerde şehirlerinde (varsa) bulunan planetaryum ve gözlemevlerine öğrencileriyle birlikte gezi gözlem düzenlemeleri önerilebilmiştir. Ülkemizdeki planetaryum ve gözlemevi sayılarının artırılması ve fen eğitiminde kullanımının yaygınlaştırılması için devletin çeşitli kurumlarının okullarda veya şehirlerde planetaryum ve gözlemevi kurulması için yatırım yapması ve destek vermesi önerilmiştir.

* cturk@omu.edu.tr

Aktif Kromosferli Çift Yıldızların Kinematiği

Mehmet TÜYSÜZ[1,2⋆], Selçuk BİLİR[3], Faruk SOYDUGAN[1,2] ve Zeki EKER[4,5]

[1] Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fizik Bölümü, Çanakkale
[2] Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Astrofizik Araştırma Merkezi ve Gözlemevi
[3] İstanbul Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Beyazıt, İstanbul
[4] TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi, Antalya
[5] Akdeniz Üniversitesi, Fizik Bölümü, Antalya

Özet Bu çalışmada Güneş civarında bulunan aktif kromosferli çift yıldızların (CAB) kinematiği araştırılmıştır. Eker ve ark. (2008) tarafından hazır-lanan III. CAB kataloğundan 362 CAB yıldızının dikine hız verilerine ulaşılmış, söz konusu sistemlerin astronometrik verileri (öz hareket ve trigonometrik paralaks) ise yeni indirgenmiş Hipparcos kataloğundan alınmıştır. Sistemlerin uzay hız bileşenleri diferansiyel dönme etkisinden arındırılmış ve LSR düzeltmesi uygulanmıştır. Uzay hız hataları büyük olan dört sistem istatistik dışı bırakılarak toplam yıldız sayısı 358 olmuştur. Eggen'in hareketli gruplara (MG) üye yıldızların belirlenmesinde kullanılan kriterler 358 CAB yıldızına uygulanarak örnek içinde olası 40 MG üyesi belirlenmiştir. 40 olası MG üyesinin kinematik yaşı 0.79 Gyr, geri kalan 318 alan CAB'ın kinematik yaşı ise 5.10 Gyr olarak hesaplanmıştır. Işıma gücü sınıflarına göre alt gruplara ayrılmış 133 cüce ve 185 evrimleşmiş sistemin kinematik yaşları ise, sırasıyla, 6.30 Gyr ve 4.15 Gyr olarak bulunmuştur.

1 Giriş

Aktif Kromosferli Çift Yıldızlar (CAB), F ve daha geri tayf türünden (G, K, M) bir veya iki bileşeni dev, alt-dev veya anakol yıldızı olan ayrık ya da yarı ayrık çift yıldız sistemleridir. CaII H ve K çizgi merkezlerinde ve bazen Hα da belirgin olan salma, kromosferik aktivitenin en temel belirtecidir. Yıldız lekelerinden kaynaklanan fotometrik değişimler görülebilir. Söz konusu aktivite, yıldızın manyetik alanı ile kendi ekseni etrafındaki dönüşünden kaynaklanan "dinamo" modeliyle açıklanmaktadır.

Literatürde CAB yıldızlarıyla ilgili ilk iki katalog Strassmeier ve ark. (1988, 1993) tarafından yayınlanmıştır. Katalogun üçüncü sürümü uzun bir aradan sonra Eker ve ark. (2008) tarafından oluşturulmuştur. Bu kataloglar kullanılarak CAB yıldızlarının Güneş civarındaki kinematik özellikleri incelenmiştir. CAB yıldızlarının kinematik çalışmaları Eker (1992), Aslan ve ark. (1999) ve Karataş ve ark. (2004) tarafından yapılmıştır. Eker (1992)'in yapmış olduğu ilk kinematik çalışmada, henüz Hipparcos verileri yayınlanmadığından kullanılmamıştı.

⋆ mehmettuysuz@comu.edu.tr

Aslan ve ark. (1999) ve Karataş ve ark. (2004) tarafından yapılan kinematik çalışmalarda Hipparcos uydusundan sağlanan astrometrik veriler kullanılmıştır (ESA 1997). Hipparcos uydu verilerinde görülen bazı sistematik hataların yeni algoritmalar kullanılarak yeniden çalışılmasıyla astrometrik veriler güncellenmiştir (van Leeuwen 2007). Yeni bir CAB kataloğunun oluşturulması (Eker ve ark. 2008) ve duyarlı astrometrik verilerin literatüre kazandırılmasıyla Güneş civarındaki CAB yıldızlarının kinematik incelenmesi bu çalışmayla yeniden gündeme gelmiştir.

2 Veri

Eker ve ark. (2008)'ın yayınlamış olduğu CAB kataloguyla birlikte 2008 yılından sonra yapılan bilimsel çalışmalar göz önüne alınarak Güneş'e göre uzay hızlarının hesabına olanak sağlayan öz hareket, paralaks ve radyal hız verileri mevcut olan 362 sistem bu çalışmaya dahil edilmiştir.

2.1 Paralaks ve Öz hareket Verileri

Yıldızların uzay hızlarının hesaplamasında kullanılan astrometrik verilerin büyük kısmı yeni indirgenmiş Hipparcos katalogundan alınmıştır (van Leeuwen 2007). 328 CAB yıldızın trigonometrik paralaks verisi yeni indirgenmiş Hipparcos kataloğunda yer alırken, 34'ü bu katalogta bulunamamıştır. 328 CAB yıldızından dördünün trigonometrik paralaksları sıfırdan küçük ($\pi < 0$), 313'nün göreli paralaks hatası $0< \sigma_\pi/\pi \leq 0.50$ aralığında ve geriye kalan 11'inin göreli paralaks hataları ise $\sigma_\pi/\pi = 0.50$ den büyüktür. Trigonometrik paralaksı bilinmeyen 34 yıldızdan ikisinin yer tabanlı paralaks ölçümleri mevcut olup veriler ARI[6] veri tabanından alınmıştır. Buna göre, göreli paralaks hata değeri $0< \sigma_\pi/\pi \leq 0.50$ aralığında bulunan 313 CAB yıldızının paralaksları için yeni indirgenmiş Hipparcos verileri, iki CAB yıldızı için de yer tabanlı paralaks değerleri kullanılmıştır. Geriye kalan 47 sistemin uzaklık verileri tayfsal paralaks yöntemiyle tayin edilmiştir. Öz hareket verileri yeni indirgenmiş Hipparcos kataloğunda bulunamayan sistemler için Zacharias ve ark. (2004) ve Hog ve ark. (1998) çalışmalarından yararlanılmıştır.

2.2 Dikine Hızlar

Güneş civarındaki çoğu CAB yıldızının hassas dikine hız verileri Eker ve ark. (2008)'ın oluşturmuş olduğu III. CAB kataloğunda yer almaktadır. Kinematik verilerin hesaplanmasında önemli bir parametre olan dikine hız verisi için Eker ve ark. (2008)'ın sistemlerinin kütle merkezleri için verdikleri değer alınmıştır. Katalogtan 362 yıldızın dikine hız verisine ulaşılmıştır.

[6] http://www.ari.uni-heidelberg.de/datenbanken/aricns/

3 Galaktik Uzay Hız Bileşenleri

CAB yıldızlarının Galaktik uzay hız bileşenleri (U, V, W) ve bu hız bileşenlerine ait hatalar Johnson ve Soderblom (1987)'ın algoritması kullanılarak hesaplanmıştır. Bu hesaplamaların yapılabilemsi için yıldızların ekvatoral koordinatları (α, δ), trigonometrik paralaksları (π), öz hareket bileşenleri ($\mu_\alpha \cos\delta$, μ_δ), kütle merkezi hızlarıyla (γ) bu parametrelere ait hataların duyarlı bir şekilde belirlenmiş olması gerekir. Hız bileşenlerindeki belirsizlikler yukarıda sıralanan parametrelerinin ölçümleri sırasında yapılan hataların yayılımından kaynaklanır (bkz., Johnson ve Soderblom 1987). U, V, W uzay hızları Güneş'e göre bir yıldızın uzay hız vektörünün bileşenlerini oluşturur. Burada U hız bileşeni Galaksi merkezine (l=0^o, b=0^o), V hız bileşeni Galaksinin dönme doğrultusunda (l=90^o, b=0^o) ve W hız bileşeni ise Kuzey Galaktik Kutup (b=90^o) doğrultusunda ölçülür.

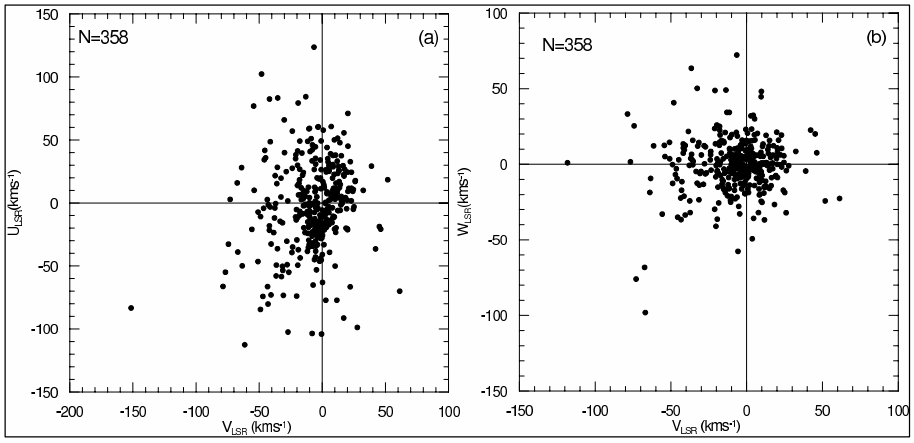
Hesaplanan uzay hızı bileşenlerine "galaktik diferansiyel dönme" düzeltmesi yapılması gerekmektedir. Galaktik diferansiyel dönme nedeniyle gözlenen dikine hızlar ve ölçülen öz hareketler yıldızın Güneş'e göre uzay hız bileşenlerinde hatalar oluşturur. Galaktik diferansiyel dönmenin etkisi Galaksi düzleminde Güneş'ten itibaren yıldızların uzaklıklarıyla orantılıdır. Galaksi merkezine yakın olan sistemler göreli olarak daha hızlı, uzak olanlar ise daha yavaş hareket eder. Galaktik diferansiyel dönme etkisi bir yıldızı U ve V hız bileşenlerini etkiler iken W hız bileşenini etkilemez.

Güneş civarındaki gözlemler durağan olmayan Güneş'e göre yapıldığından elde edilen kinematik parametreler Yerel Durağanlık Standardı'na (Local Standard of Rest-LSR) göre düzeltilmelidir. Yerel Durağanlık Standardı Güneş'in konumunda bulunan, Galaksinin çekimsel potansiyelinde dairesel bir yörüngede dolanan bir yıldızın hızının tersi olarak tanımlanmıştır. Çalışmadaki CAB yıldızlarının (U, V, W) hız bileşenleri Mihalas ve Binney (1981)'in LSR noktası için vermiş olduğu (9, 12, 7) km/s'lik değerler kullanılarak düzeltilmiştir.

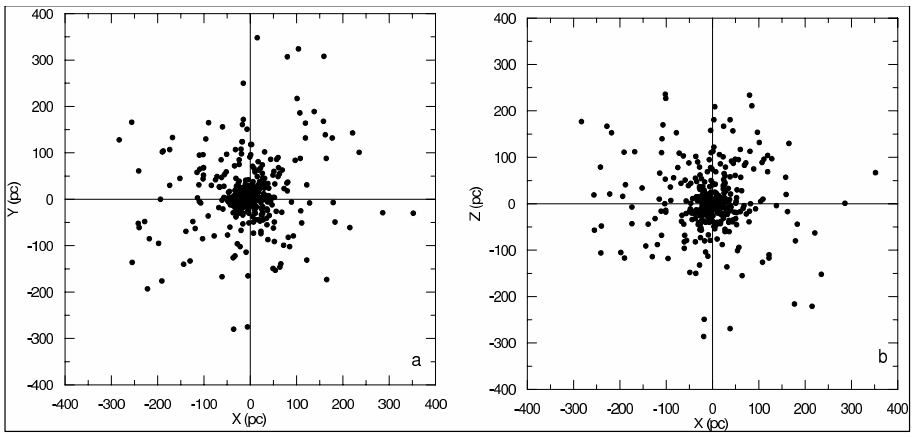
CAB yıldız örneği içinde toplam uzay hız dispersiyonuyla toplam uzay hızı hataları arasındaki ilişki incelenmiştir. Uzay hız hataları büyük olan sistemlerin örnekten çıkartılmasıyla toplam uzay hız dispersiyonunda büyük bir değişim görülmemiştir. Bu nedenle uzay hız hataları 27 km/s büyük olan dört sistem ana örnek içinde belirlenerek istatistik dışı bırakılmıştır. Toplam uzay hız hatası 27 km/s'den küçük 358 CAB yıldızının (V-U) ve (V-W) düzlemlerindeki uzay hız dağılımları Şekil 1'de gösterilmiştir.

3.1 Uzay Dağılımları

358 CAB yıldızın Güneş merkezli Galaktik uzay dağılımları Şekil 2'te gösterilmiştir. Burada X, Y ve Z, sırasıyla, Galaksi merkezi doğrultusunu, Güneş'in Galaksi merkezi etrafındaki dönüş doğrultusunu ve Galaktik düzlemden olan uzaklığını göstermektedir. X, Y ve Z düzlemleri üzerindeki sistemlerin medyan uzaklıkları, sırasıyla, -3, 4 ve 1 pc olup incelenen 358 CAB yıldızın uzaklıkları bakımından büyük bir yanlılık göstermemektedir. Ayrıca Şekil 2b'den de görüleceği gibi sistemler Galaktik disk içinde yer almaktadır.



Şekil 1. Uzay hız bileşenlerine diferansiyel rotasyon hız düzeltmesi yapılmış 358 CAB'ın V-U (a) ve V-W (b) hız diyagramları üzerindeki yerleri.



Şekil 2. Örnekteki CAB yıldızların Güneş merkezli Galaktik uzay dağılımları: (a) X-Y ve (b) X-Z düzlemlerini göstermektedir.

3.2 Kinematik Yaş

Yıldızların uzay hız dispersiyonlarının yaş ile arttığı bilinmektedir. Yıldızlarla diğer gökcisimleri arasında gerçekleşen çekimsel karşılaşma, genellikle yıldızın v hızı arttıkça azalan bir difüzyon katsayısının ortaya çıkmasıyla sonuçlanır (Spitzer ve Schwarzschild 1953, Chandrasekhar 1960, Hénon 1973). Difüzyon katsayısının hesabı, yıldızların hızları saçılan kütlelerinkinden büyükse, iki cisim karşılaşmalarına dayalı difüzyon sürecinin ana hatlarını belirler. Bu durumu göz

önüne alınarak bir grup yıldızın yaşı, uzay hızı dispersiyonlarıyla ilişkilendirmiştir (Wielen 1977):

$$\sigma_v^3(\tau) = \sigma_{v,\gamma=0}^3 + \frac{3}{2}\alpha_v \delta_2 T_\delta [\exp(\frac{\tau}{T_\delta}) - 1] \quad (1)$$

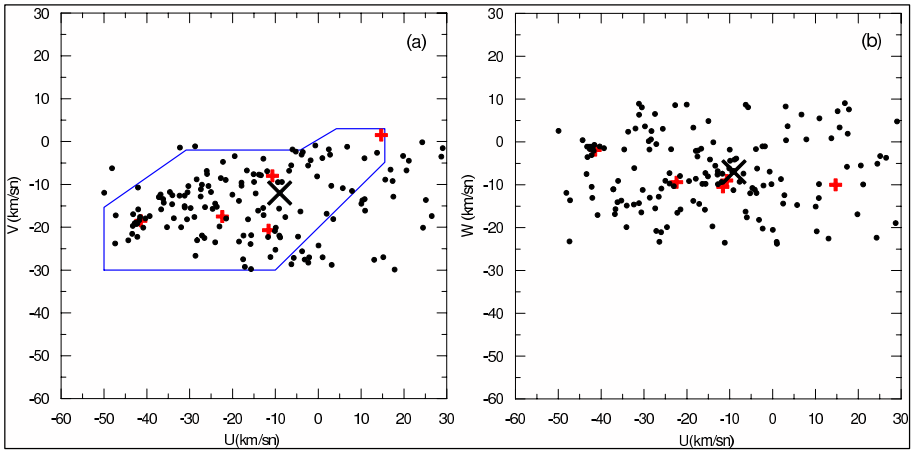
Burada; $\sigma_{v,\gamma=0}^3$ yıldızın sıfır yaşındaki hızı (10 km/s); α_v rotasyon eğrisini açıklayan sabit (2.95); T_δ zaman ölçeği (5×10^9 yıl); δ_2 yayılma katsayısı (3.7×10^{-6} (km/s)^3 yıl); $\sigma_v(\tau)$ bir grup yıldızın hız dağılımı; τ kinematik yaşı gösterir. Denklem (1), zaman içerisinde daha hassas katsayıların belirlenmesiyle güncellenmiştir (Cox 2000). Denklem (1)'in geliştirilmiş ve sabitlerinin yerine konmuş hali şu şekildedir:

$$\sigma_v^3(\tau) = 1000 + 81862.5[\exp\left(\frac{\tau}{5 \times 10^9}\right) - 1] \quad (2)$$

Listemizdeki 358 CAB yıldızının kinematik özellikleri incelendiğinde örneğin (U, V, W) uzay hız ortalamalarının (-13.3, -19.6, -8.3) km/s olduğu ve bu nokta civarında (39.5, 24.7, 19.1) km/s'lik bir dispersiyon gösterdiği görünmektedir. Tüm örnek için hesaplanan 50.33 km/s'lik toplam uzay hız dispersiyonu kinematik yaşı $\tau = 4.67$ Gyr vermiştir.

4 Hareketli Küme Üyelerinin (MG) Belirlenmesi

Galaksi içerisinde aynı kinematiği paylaşan, çekimsel olarak birbirine bağlı olmayan grup yıldızları "süper küme" ve süper kümenin Güneş civarına giren parçası da "hareketli grup" (MG) olarak tanımlanmıştır. Kinematik açıdan birbirine benzeyen MG üyeleri aynı orijinden meydana gelen sistemlerdir. Olası MG üyesi yıldızları belirlenmek için "öz hareket" ve "özel hız" kriterlerini öngörmüştür (Eggen 1958a, b; 1989; 1995). Çalışmada Eggen (1995) tarafından tanımlanan kinematik kriterler yardımıyla CAB örneği içinde olası MG üyeleri belirlenmiştir. Olası üyelerinin uzay hız bileşenleri Leggett (1992)'in genç ince disk yıldızları için vermiş hız aralıklarına uygundur: $-50 < U < 20$, $-30 < V < 0$, $-25 < W < 10$ km/s. Eggen kriterleri (1995) 358 CAB yıldızının 152'si uygulanmıştır. MG testine tabii tutulan CAB yıldızlarının (V-U) ve (V-W) hız - hız diyagramları Şekil 3'te gösterilmiştir. Şekilde (+) süper kümeleri, (•) MG testine giren CAB yıldızları ve (**X**) LSR'nin konumunu göstermektedir. 152 CAB yıldızına MG testleri uygulandıktan sonra 40 CAB sisteminin olası MG adayı olabileceği görülmüştür. Geriye kalan 322 CAB yıldızı ise MG'ler ile ilişkisi bulunmayan alan CAB'larıdır. 40 olası MG üyesi ve 318 alan CAB'ın toplam uzay hız dispersiyonları, sırasıyla, 24.67 ve 52.68 km/s olarak hesaplanmıştır. Bu dispersiyonların Denklem (2)'de verilen bağıntıyla hesaplanmış kinematik yaşları, sırasıyla, $\tau = 0.79$ Gyr ve $\tau = 5.10$ Gyr'dır. MG testlerinden sonra alan CAB'ların kinematik yaşının tüm CAB yıldızlarına göre 0.58 Gyr daha yaşlı olduğu görülmüştür.



Şekil 3. MG testine giren 158 CAB yıldızı ve bilinen MG'lerin (a) (V-U) (b) (V-W) hız-hız diyagramlarındaki konumları. (+) süper kümeleri, (•) MG testine giren CAB yıldızlarını ve (**X**) LSR'nin konumunu göstermektedir.

5 Tartışma ve Sonuç

Listemizdeki 358 CAB yıldızının kinematik özellikler incelendiğinde örneğin (U, V, W) uzay hız bileşen ortalamalarının (-13.3, -19.6, -8.3) km/s olduğu ve bu nokta civarında (39.5, 24.7, 19.1) km/s'lik bir dispersiyon gösterdiği görüldü. Bu çalışmada 358 CAB yıldızı için hesaplanan (39.5, 24.7, 19.1) km/s'lik toplam uzay dispersiyonu Eker (1992) (37.3, 27, 23) km/s; Aslan ve ark. (1999) (38.8, 22.4, 18.2) km/s ve Karataş ve ark. (2004) (37.3, 26.0, 19.4) km/s değerleriyle uyumlu olduğu görülmüştür. 358 yıldızdan oluşan örneğin toplam uzay hız dispersiyonu 50.38 km/s olup grubun kinematik yaşı $\tau = 4.68$ Gyr'dır. Bu sonuç toplam uzay hızı dispersiyonun 49.93 km/s olarak hesaplayan Karataş ve ark. (2004)'ın $\tau = 4.51$ Gyr kinematik yaşıyla uyumlu iken, toplam uzay hız dispersiyonunu 48.35 km/s olarak hesaplayan Aslan ve ark. (1999)'ın $\tau = 4.31$ Gyr'lık kinematik yaşından biraz büyüktür. Bu çalışmada kullanılan yıldız sayısı daha önceki çalışmalara göre daha fazla ve daha uzak CAB yıldızlarını içerdiğinden elde edilen kinematik sonuçlar daha güvenilir olmalıdır.

Bu çalışmada Eggen kriterleri kullanılarak örnek içerisinde olası 40 MG üyesi belirlenmiş ve kinematik yaşları $\tau = 0.79$ Gyr olarak hesaplanmıştır. Hesaplanan $\tau = 0.79$ Gyr yaş, Karataş ve ark. (2004)'ın örneklerindeki olası MG adayları için hesapladığı 0.95 Gyr'dan biraz küçüktür. İki çalışma arasındaki farklılık yıldız sayılarından kaynaklanmaktadır. Karataş ve ark. (2004) olası MG üyelerini belirlerken her iki Eggen kriterinden yalnız birinin sağlaması koşulunu dikkate almışken, bu çalışmada her iki Eggen kriterinin sağlanmasına önem verilmiştir.

Bir grup yıldızın evrim senaryosunun açıklanması için CAB yıldızlarının tek tek incelenmesi çok zahmetli ve uzun zaman alacak bir çalışmadır. Bu problemin

üstesinden gelebilmek için farklı evrim aşamasında ve temel parametreleri iyi belirlenmiş CAB yıldızları tek yönlü analiziyle yapılabilir. CAB yıldızlarının evrimsel senaryosunun bir bütün olarak incelenmesinde yıldızların uzay dağılımları ve kinematiği kullanılabilir. Literatürde parametreleri iyi bilinen CAB yıldızları, kendi arasında daha homojen alt gruplara ayrılabilir. Bu çalışmada CAB yıldızları ışıma gücü sınıflarına göre sınıflandırılmıştır: "Cüce" (tüm bileşenleri anakol yıldızlarından) ve "evrimleşmiş" (bileşenlerinden en az biri altdev veya devler oluşan sistemler). Çalışmada belirlen olası 40 MG CAB üyesi ana örnekten çıkarıldıktan sonra geriye kalan 318 CAB yıldızı yukarıda açıklanan ışıma gücü kriterlerine göre alt gruplara ayrılmıştır. Buna göre 318 CAB yıldızının 133 tanesi cüce, 185 tanesi ise evrimleşmiş olarak sınıflanmıştır. Cüce ve evrimleşmiş yıldız sistemleri olarak sınıflanan grubların, sırasıyla, toplam uzay hız dispersiyonları 59.20 ve 47.25 km/s olup bunların kinematik yaşları, sırasıyla, 6.30 ve 4.15 Gyr olarak hesaplanmıştır. Bu yaş farklılığı dikkate alınacak kadar büyüktür ve anlamlıdır. Örnek içinde yer alan yıldızların ışıma gücü sınıfı dışında kütle, dönem, tayf türü, açısal momentum, dönme hızları gibi alt sınıflara ayrılabilir. Benzer özelliklere sahip parametreler aynı alt grup içinde sınıflandırılarak, söz konusu alt grupların kinematik yaşları hesaplanabilir. Temel parametrelerin hesaplanacak kinematik yaşlar ile bir arada incelenmesi, ayrık sistemlerden değen sistemlere evrimin nasıl ilerlediği sorusuna cevap verebilir.

Kaynaklar

Aslan, Z., Özdemir, T., Yeşilyaprak, C., İskender, A., TJPh, **23**, 445 (1999)
Cox, A. N., Allen's Astrophysical Quantities, ed: Cox A. N., Springer, New York, fourth ed., **p 720**, (2000)
Chandrasekhar, S., Principles of stellar Dynamics, New York, Dover, Enlarged ed., **p 336**, (1960)
Eggen, O. J., MNRAS, **118**, 65, (1958a)
Eggen, O. J., MNRAS, **118**, 154, (1958b)
Eggen, O. J., PASP, **101**, 366, (1989)
Eggen, O. J., AJ, **110**, 2862, (1995)
Eker, Z., ApJS, **79**, 481, (1992)
Eker, Z., Ak, N. Filiz, Bilir, S., Doğru, D., Tüysüz, M., Soydugan, E., Bakış, H., Uğraş, B., Soydugan, F., Erdem, A., Demircan, O., MNRAS, **389**, 1722, (2008)
ESA, The Hipparcos and Tyco Catalogue **SP-1200**, (1997)
Henon, M., Collisional Dynamics in Spherical Stellar Systems, Saas-Fee, Sauverny: Geneva Observatory, **p 183**, (1973)
Hog E., Kuzmin A., Bastian U., Fabricius C., Kuimov K., Lindegren L., Makarov V.V., Roeser S., A&A, **335**, 65, (1998)
Johnson, D. R. H., Soderblom, D. R., AJ, **93**, 864, (1987)
Karataş, Y., Bilir, S., Eker, Z., Demircan, O., MNRAS, **349**, 1069, (2004)
Leggett, S. K., ApJS, **82**, 351, (1992)
Mihalas, D., Binney, J., San Francisco, CA, W. H. Freeman and Co., **p 608**, (1981)
Spitzer, L. J. R, Schwarzchild, M., ApJ, **118**, 106, (1953)
Strassmeier, K.G., Hall, D.S., Zeilik, M., Nelson, E., Eker, Z., Fekel, F.C., A&AS, **72**, 291, (1988)

Strassmeier, K.G., Hall, D. S., Fekel, F.C., Scheck, M., A&AS, **100**, 173, (1993)
Wielen, R. A&A, **60**, 263, (1977)
van Leeuwen, F., A&A, **474**, 653, (2007)
Zacharias, N., Monet, D. G., Levine, S. E., Urban, S. E., Gaume, R., Wycoff, G. L., AAS, **205**, 4815, (2004)

Öğretmen adaylarının astronomiye yönelik tutumlarının bir dönemde alınan astronomi dersi ve program boyunca alınan fen dersleriyle değişiminin incelenmesi

UCAR Sedat* ve DEMİRCİOGLU Tuba

Cukurova University

Özet Çalışmanın amacı ve problem cümlesi Tutum bir olaya, nesneye, veya kişiye karşı negatif veya pozitif hisler, ve değerler olarak tanımlanır (Papanastasiou and Zembylas, 2004 Osborne, Simon and Collins, 2003). Kind, Jones ve Barmby (2007, p.872) ise tutumu "Bir tutum geliştirdiğimizde, o durumu iyi-kötü, zararlı-zararsız, önemli-önemsiz, sıkıcı-keyifli gibi duygusal boyutlarla yargılarız" şeklinde tanımlamıştır. Yine benzer şekilde "Tutum yaygın olarak bir olaya, kişiye, yere, olaya, fikire karşı olumlu veya olumsuz cevaplama eğilimi olarak tanımlanır" (Simpson, Koballa, Oliver, and Crawley, 1994, p.212). Yukarıdaki tanımların ışığında fene karşı tutumlar konusunda birçok araştırma yapılmıştır. Bu araştırmalarda genel olarak öğrencilerin fizik, kimya, biyoloji gibi alanlara karşı tutumları araştırılmıştır. Bu araştırmalar arasında öğrencilerin ve öğretmenlerin astronomiye yönelik tutumları ise an az araştırılan konuların başında gelmektedir. Öğretmenlarin ve öğretmen adaylarının astronomiye yönelik tutumları özellikle incelenmelidir çünkü öğrencilerin astronomiye yönelik olumlu tutum geliştirmeleri bu öğrencilerin öğretmenlerinin olumlu tutum sahibi olmasına bağlıdır. Fene yönelik tutum ve fen dersleri arasındaki ilişkilerin yönü konusunda bir fikir ayrılığı olduğu fen öğretimi alan yazımı tarafından gösterilmiştir (Douglas, 1979 Butts ve Raun, 1969 Skamp ve Mueller, 2001 Papanastasiou ve Zembylas, 2004). Bazı araştırmacılar fen eğitimi ile olumlu tutum geliştiğini belirtirken diğerleri fen derslerinin olumsuz tutumun kaynağı olduğunu söylemektedirler. Buna ilaveten uluslar arası çalışmalar bu ilişkilerin ülkelere göre farklılaşabildiğini de sergilemektedir (Martin ve diğerleri, 2008). Bu çalışmanın amacı ülkemizde astronomiye yönelik tutumların bir dönemlik astronomi dersinde ve dört yıllık fen ve teknoloji öğretmenliği programında nasıl değiştiğini incelemektir. Çalışmada, aşağıda belirtilen araştırma sorularına cevap aranmıştır: 1. Öğretmen adaylarının tutumları, ayın evreleri konusunda verilen bir dönemlik dersi alan ve almayan katılımcılar arasında nasıldır? 2. Öğretmen adaylarının astronomiye karşı tutumları, aldıkları fen derslerinin sayısı artıkça nasıl değişmektedir? 3. İlk iki soruya göre cinsiyet açısından bir fark var mıdır? Bir dönemlik astronomi eğitimi, öğretmen adaylarının astronomiye yönelik tutumlarını istatistiksel olarak değiştirmemiştir. Diğer taraftan 4 yıl

* sucar@cu.edu.tr

boyunca alınan fen dersleri sonunda astronomiye yönelik tutum olumlu yönde gelişmiştir. Dolayısıyla öğretmen eğitimi programlarında astronomi derslerinin bir dönemde verilmesi yerine, küçük krediler halinde programın tamamına yayılmasının astronomiye yönelik tutumu olumlu yönde geliştireceği düşünülmektedir.

Kopernik'in Güneş Merkezli Kuramı Bir Devrim midir?

UNAT Yavuz[1⋆] ve UYMAZ Tuba[2]

[1] Kastamonu Üniversitesi
[2] Ankara Üniversitesi

Özet İslam bilimine ilişkin anlayışımızda çok önemli gelişmeler kaydedilmiş olsa bile bunlar İslam biliminin on üçüncü yüzyıldan sonra niçin gerilediği ve modern bilimi doğurmada niçin başarısız olduğu bulmacasına ışık tutmamıştır. Bunun en güzel örneğine astronomi tarihinde rastlanmaktadır, bu alanda araştırmacılar, Kopernik'in sistemine matematiksel olarak eşdeğer olan bir gezegen sisteminin İslam astronomları tarafından kullanıldığını göstermişlerdir. Örneğin, Kopernik de Meraga astronomları gibi Tûsî çiftini kullanmış olması ve bir bakıma Kopernik'in İbn el-Şâtır'ın Dünya merkezli modellerini alıp Güneş merkezli modele uyarlaması söz konusudur. Bu bilgiler dikkate alındığında Ortaçağ İslam Dünyasında astronomi düşüncesinin başarılarını göz önünde bulundurmanın önemi açığa çıkmaktadır. Çünkü yapılan bilim tarihi çalışmalarının gösterdiği üzere İslam Dünyasında astronomi uygulamaları Kopernik devrimine kadar Avrupa'dan daha ileri düzeydedir. İslam bilim adamları son derece başarılı matematiksel modeller geliştirmiş olmalarına ve bu bakımdan Kopernik'in öncüsü sayılmalarına rağmen Güneş Merkezli Sistem'i Kopernik kurmuştur. Demek ki bir devrim! için matematiksel başarı yeterli değildir. Oluşturulan matematiksel modelin, gerçek fiziksel dünya ile uyumu gereklidir. Kopernik kendisinden sonra gelen bilim adamları sayesinde bunu sağlamıştır. Matematiksel modelin fiziksel modelle irtibatını deneysel yöntem sağlar. Galileo ise Kopernik'ten sonra bunu sağlayıp Güneş Merkezli kuramı güçlendirmiştir. İslam dünyasında İbn el-Heysem ilk defa matematiksel modellerin fiziksel gerçeklikle uyumunu sorgulamış ve deneysel yöntemi kullanmıştır. Ancak diğer İslam bilim adamları gibi İbn el-Heysem'in de ön kabulü Aristotelesçidir. Belki de İslam astronomları Aristoteles eleştirilerinde din çıkışlı oldukları için fiziksel gerçekliğe uygun bir kuram kuramamışlardır. İslam bilginleri devrim'in kapısına kadar gelmişlerdir ancak kendilerinde olan matematiksel yeteneğe metafiziksel dönüşümü ekleyememişlerdir. Sonuç olarak denebilir ki, İslam astronomlarının "doğru" çözümleri bulup bulamamış olması önemli değildir. Asıl önemli olan, onların konuyu Aristotelesçi dünya görüşüne kadar getirmiş ve değişim ihtiyacını dile getirmiş olmalarıdır. Eğer modern bilim, Aristotelesçi dünya görüşünün çökmesinin bir ifadesi olarak algılanacaksa bu çöküşün kökleri, Aristoteles'in yetersizliklerini irdeleyen bu temel ama cesur adımlardadır. Bu açıdan bakıldığında Kopernik'in "Güneş Merkezli Kuramı" bir devrim olarak değerlendirilebilir mi?

⋆ tubauymaz1983@gmail.com

XVII. Ulusal Astronomi Kongresi VI. Ulusal Öğrenci Astronomi Kongresi
31 Ağustos - 4 Eylül 2010, Adana

Orta Galaktik Enlemli Yıldız Alanlarında Model Parametreleri ve Metal Bolluğu Tayini

Esma Yaz[1⋆] ve Salih Karaali[2]

[1] İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, İstanbul, Türkiye
[2] Beykent Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fakültesi, Matematik Bilgisayar Bölümü, İstanbul, Türkiye

Özet Bu çalışmada, Samanyolu'nun orta galaktik enlem kuşağında bulunan $4 < M_g \leq 10$ mutlak parlaklık ve $15 < g_0 < 22$ görünen parlaklık aralığındaki yıldızların *SDSS* (Sloan Digital Sky Survey) fotometrik verileri kullanılarak hesaplanan galaksi model parametrelerinin galaktik boylam ve radyal uzaklığa göre değişimi incelenmiştir. Galaksi'nin I. çeyreğindeki ince diske ait yükseklik ve uzunluk ölçekleri, sırasıyla, 343 pc ve 1.14 kpc; kalın diske ait bu model değerleri ise 926 pc ve 3.75 kpc iken III. Çeyrekte bu parametrelere karşılık gelen değerler 361 pc ve 1.50 kpc; 888 pc ve 4.26 kpc'tir. Halonun basıklığı ise I. çeyrekte 0.55, III. çeyrekte 0.58 olup aralarında önemli bir fark olmadığı görülmüştür. Halonun normalleştirilmiş yerel uzay yoğunluğunda (%0.35) da değişim tespit edilmemiştir. Yüksek galaksi enlemli yıldız alanlarında bulunan sonuçların tersine, kalın diske ait normalleştirilmiş yerel uzay yoğunluğu (%6.50) galaksi boylamına göre değişmemektedir. İnce diskin yükseklik ölçeği radyal uzaklık ile doğru orantılı, kalın diskin yükseklik ölçeği ise ters orantılı olarak değişmektedir. İnce disk yükseklik ölçeğindeki bu değişim Galaksi diskindeki *alevlenme* den, kalın disk yükseklik ölçeğindeki değişim ise Galaksimizdeki *galaktik uzun çubuk* tan kaynaklanabilir. Orta galaktik enlemli yıldız alanlarına ait halo bileşeninin basıklığı $0.50 - 0.65$ olarak bulunmuştur. Bu değerler, iç halonun basık olduğu görüşü ile uyuşmaktadır. Yıldız alanlarının yüzey yoğunluğu galaktik boylam ile değişmektedir. Maksimum ve minimum yüzey yoğunlukları, sırası ile, galaksi merkezi doğrultusu $\prec l \succ = 0^\circ$ ile $\prec l \succ = 180^\circ$ boylamında olması beklenirken, $20^\circ - 30^\circ$ galaktik boylamı ile $\prec l \succ = 150^\circ$ boylamında yer almaktadır. Bu durum, Galaksimizin asimetrik yapısı ve madde katılımları ile açıklanabilir. Çalışmamızda G tayf türü anakol yıldızları ile Galaksimizde metal bolluğu gradyenti araştırılmıştır. Diskin baskın olduğu $z < 5$ kpc uzaklık için metal bolluğu gradyenti $-0.30 dex/kpc$ iken, halonun baskın olduğu $z > 5$ kpc uzaklık için metal bolluğu gradyenti yoktur. Bu sonuçlar diskin çökerek, halonun ise Galaksi dışından gelen katılımlar ile evrimleştiği görüşüne dayanan evrim modellerini desteklemektedir.

⋆ esmayaz@istanbul.edu.tr

1 Giriş

Galaktik yapı çalışmaları ile ilgili yöntemlerden biri galaksi modellenmesidir. Model parametreleri değişik yöntem ve veriler ile yapılabilmektedir. Yalnız araştırmacıların bulduğu sonuçlarlar yıllar içinde değişiklik göstermiştir (Bilir ve diğ., 2006a, Tablo 1). Galaksi model parametrelerinden en çok değişim gösteren kalın disk bileşenidir; kabul edildiği yıllardan itibaren kalın diskin yükseklik ölçeği 1.65 kpc'ten 0.45 kpc'lere kadar azalırken, normalleştirilmiş yoğunluğu %2'den %10'e artmıştır (Gilmore ve Reid, 1983; Chen ve diğ., 2001). Son yıllarda yapılmış kapsamlı önemli bir çalışma Juric ve diğ. (2008)'e aittir. SDSS Galaksimizin fotometrik verilerini ile yıldız sayımları yöntemi ile yaptıkları çalışmada kalın diskin yükseklik ölçeği ve normalleştirilmiş yoğunluğunu, sırası ile, 900 pc ve %12 olarak elde etmişlerdir.

Geçmiş yıllarda yapılan modelleme çalışmaları incelendiğinde, galaksi model parametreleri geniş bir aralıkta verilmektedir; Chen ve diğ. (2001) ve Siegel ve diğ. (2002) kalın diskin normalleştirilmiş yoğunluğunu, sırası ile, %6.5-13 ve %6-10 vermişlerdir. Model parametre değerleri ya küçük bir aralıkta ya da hatası küçük bir değer olmalıdır. Araştırmacıların farklı değer ve büyük parametre aralıklarını bulmaların birçok nedeni olabilir: (a) Galaksi model parametreleri mutlak parlaklığın fonksiyonudur (Karaali ve diğ., 2004, Bilir ve diğ., 2006a). (b) Parametreler galaktik enlem ve boylamın bir fonksiyonudur (Buser, 1998; 1999, Bilir ve diğ., 2006b, Bilir ve diğ., 2006c, Cabrera-Lavers ve diğ., 2007, Ak ve diğ., 2007, Bilir ve diğ., 2008a). (c) Galaksi model parametreleri limit uzaklığına göre değişir. Yani, farklı hacimler için hesaplanan model parametresi aynı değildir (Karaali ve diğ., 2007).

Diske ait model parametrelerinin enlem ve boylama göre değişmesi, parlama (flare) ve burulma (warp) nedeniyledir. Galaksimizin diski eş dağılımlı ve düzgün değildir. Parlama, yükseklik ölçeğini radyal uzaklığın bir fonksiyonu olarak değiştirir. Burulma, galaktik düzlemin bir ve ikinci çeyreğini yukarı kaldırırken, üçüncü ve dördüncü çeyreğini aşağı indirmektedir. Burulmanın varlığı toz, gaz ve yıldızlar için gösterilmiştir (Lopez-Corredoira ve diğ. (2002); Momany ve diğ., 2006). Samanyolu için yıldız ve gazın parlamaları birbiri ile uyumludur (Momany ve diğ., 2006). Lopez-Corredoira ve diğ. (2004) Samanyolu'nun 4 kpc içinde üstel kanuna göre yıldız eksikliği buldu ve bunu yıldızları düzlemden daha yükseklere çıkaran parlama ile açıkladı.

Model parametrelerinin farklı doğrultularda farklı hesaplanmasının diğer bir nedeni de simetrik haloya göre aşırı yoğun bölgelerdir. Bu durum için önerilen iki farklı senaryo vardır: biri halonun üç eksenli yapısı (Newberg ve Yanny, 2006, Xu ve diğ., 2006,Juric ve diğ., 2008), diğeri ise Galaksimizin geçmişindeki cüce galaksi birleşmelerinden arta kalanlar (Wyse ve Gilmore, 2005).

Aynı teorik galaksi modelleri kullanılsa da yazarların bulduğu sonuçlar birbirinden farklıdır. Modelleme için kullanılan yıldız alanının büyüklüğü parametre değerlerinin farklı bulunmasına neden olur. Küçük alanlar kullanıldığında o alana dair özel bir durumdan dolayı parametreler farklı bulunabilir (Buser ve diğ., 1998, Buser ve diğ., 1998). Çok büyük alanlarda da cüce galaksi birleşmelerinden kalan kirlenmeler söz konusu olabilir (Juric ve diğ., 2008).

Bu çalışmada Galaksi'nin daha az çalışılmış galaktik enlemi olan orta galaktik ($b = 45°$) enlemli yıldız alanları incelenerek Galaksimizin modellenmesi yapılmıştır. Orta galaktik enlem kuşağı 10 der^2 lik bölgelere ayrılarak 36 alana elde edilmiştir. Birleşme kalıntılarından da kaçınılmıştır. Veriler SDSS'in altıncı veri sürümünden sağlanmıştır. Bu 36 alandan gözlemleri yapılmamış yıldız alanları olduğundan sadece 20 tanesinin fotometrik verisine ulaşılabilinmiştir ($0° \leq l \leq 100°$ ve $160° \leq l \leq 240°$).

Çalışmada Bölüm 2'de veri, Bölüm 3'de model parametreleri, Bölüm 4'de metal bolluğu hesabı ve Bölüm 5'te tartışma ve sonuç kısmı sunulmuştur.

2 Veri

SDSS gökyüzünün fotometrik ve tayfsal olarak taramak için kurulmuş uluslararası ortaklı bir gökyüzü tarama projesidir. Bu proje çerçevesinde bir milyon galaksi, 100 000 kuazar ve onbinlerce yıldız gözlenmesi hedeflenmektedir. Veriler, New Mexico'daki Apache Point Gözlemevi'ndeki 2.5m çaplı teleskop gözlemlerinden elde edilmektedir. Teleskobun odak düzleminde, 30 adet 2048 x 2048 piksel boyutunda CCD mozaik alıcı ve çift 320 fiber optik spektrograftan oluşan iki odak düzlemi aleti bulunmaktadır. CCD mozaik kamera üzerinde bulunan 24 adet CCD kümesi, gözlenen daha parlak astrometrik standartları bir ağ ile görüntü verisine bağlar. Apache Point Gözlemevi'ndeki 0.5m'lik teleskop, parlak fotometrik standartların gözlemlerine ayrılmıştır.

SDSS görüntüleri eş zamanlı olarak u, g, r, i ve z olmak üzere beş geniş bantta alınmaktadır. Optik bölgede tanımlı beş geniş bandın merkez dalga boyları, sırası ile, 3551, 4686, 6166, 7480 ve 8932Å'dır (Fukugita ve diğ., 1996). Görüntü verileri, cisimleri bulup ölçüm yapan, cisimlerin kalibre edilmiş kadirleri, konumları ve yapı bilgilerini içeren bir katalog oluşturulması için fotometrik ve astrometrik kalibrasyonlar sağlayan bir dizi paralel yazılım işlem yolu boyunca otomatik olarak işlenir. Fotometrik paralel yazılım işlem yolu (pipeline) belirlediği cismi, beş bandtan elde edilen veri ile eşleştirir ve aletsel akıları, konumları ve biçim parametrelerini (cisimlerin *nokta kaynak*, nokta yayılım fonksiyonu uyumluluğu ya da *yayılmış* olarak sınıflandırılması) belirler.

Yıldız popülasyonlarının belirlenmesinde fotometrik kalibrasyonun g, r ve i bantlarında duyarlılığı %2, u ve z bantlarındaki duyarlılığı ise %3'tür (Ivezic ve diğ., 2008, Blanton ve diğ. (2005). Astrometrik kalibrasyonun duyarlılığı $0".1$ (rms)'den daha iyidir (Pier ve diğ., 2003). DR6 (Data Release 6) görüntü kataloğu 9 583 der^2'lik alanı kapsamaktadır (Adelman-McCarthy ve diğ., 2008) ve u, g, r, i ve z bantlarında limit parlaklıkları da, sırası ile, 22.0, 22.2, 22.2, 21.3 ve 20.5 kadirdir. SDSS bandlarında nokta kaynakların tekrarlanan gözlemlerinin %95'i tamamlamıştır. g, r, i bandlarındaki aşırı doyma miktarı 14 kadir iken, u ve z bandları için bu değer 12 kadir civarındadır.

2.1 Verilerin İndirgenmesi

$44°.3 \leq b \leq 45°.7$ enlem kuşağında gözlemi yapılmış 10'ar derece karelik toplam 22 yıldız alanın verisi SQL veri sorgulama dili kullanılarak SDSS DR6 web sunucudan sağlanmıştır. Bu veri tabanından 22 yıldız alanında toplam 2×10^6 tane yıldızın her birinin u, g, r, i ve z parlaklıkları ve $E(B-V)$ renk artığı değerlerine (Schlegel ve diğ., 1998) ulaşılmıştır. SDSS, 14 kadirden parlaklar yıldızlar aşırı doymadan dolayı gözleyemez. Sönük parlaklık limiti ise 22.2 kadirdir. Bu çalışmada parlaklık limiti $15 < g_0 \leq 22$ kadir aralığı alınmıştır. Çalışmada kullanılan yıldızların parlaklıkları kızarmadan arındırılmasında Yaz ve Karaali (2010) ve Bilir ve diğ. (2008b) çalışmalarındaki uyguladıkları yöntem kullanılmıştır.

2.2 Yıldız Örneğinin Seçimi

SDSS'in veri tabanında bir kaynağın herbir parlaklığı nokta (1) veya uzamış kaynak (0) olarak sınıflanmıştır. Çalışmada, veri tabanında g, r, i parlaklıklarında nokta kaynak olarak sınıflandırılmış kaynaklar yıldız olarak alınmıştır. Nokta kaynakların iki renk diyagramı çizildiğinde bu seçimin yeterli olmadığı, uzamış kaynakların veri seti içinde yer aldığı görülmüştür. Gerçek yıldız örneğini ortaya koyabilmek için Juric ve diğ. (2008) yıldız yerleri metodu geliştirilerek kullanılmıştır (Yaz ve Karaali, 2010'in Eşitlik 7). Juric ve diğ. (2008), $(g-r)_0-(r-i)_0$ diyagramında yıldızların konumlarını belirlemiş ve bu konumdan d= ± 0.30 kadir uzaklığındaki kaynakları da yıldız olarak kabul etmiştir. Çalışmamızda ise bu uzaklık d= ± 0.15 kadir olarak alınmıştır.

Çalışmada anakol yıldızlarının model parametreleri hesaplandığından metalce fakir dev yıldızlarının örnekten çıkarılmasında Helmi ve diğ. (2003) çalışması kullanılmıştır. Bu ayırımın yapıldığı örnek yıldız alanındaki yıldızların %0.6'sının metalce fakir dev yıldız olduğu görülmüştür. Parlak kadir limiti 15 olduğundan metalce zengin dev yıldızlarının istatiksel olaral sayıca fazla olmadığı kabul edilebilir. Bu ayırımlar sonrasında toplam cüce yıldız sayısı 854 960 olmuştur.

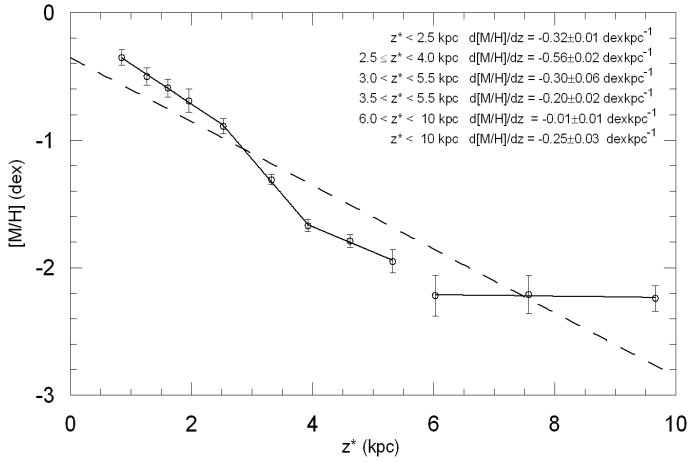
2.3 Mutlak Parlaklık ve Uzaklıklar

Mutlak parlaklıkların belirlenmesinde iki farklı yöntem kullanılmıştır. 1) $4 < M_g \leq 8$ mutlak parlaklıklarının tayininde Karaali ve diğ. (2005)'in çalışmasında morötesi artığına bağlı olarak ürettikleri kalibrasyon kullanılmıştır. 2) $8 < M_g \leq 10$ parlaklık aralığı için Bilir ve diğ. (2005)'in rengin bir fonksiyonu olarak ürettikleri kalibrasyon kullanılmıştır. Bu şekilde fotometrik olarak duyarlı mutlak parlaklıklar hesaplanmıştır. Belli bir uzaklık limiti için, bir koni içinde, parlak görünenlerin uzaklıkları sönük görünenlerden daha büyüktür. İstatistik olarak bu sınırlı hacim içerisinde parlak yıldızlar daha fazladır ve elde edilen parlaklıklar çok sönüktür. Bu yüzden, hesaplanan mutlak parlaklıklara Malmquist düzeltmesi (yanlılık) uygulanmıştır (Malmquist, 1920, Bilir ve diğ., 2008a, Yaz ve Karaali, 2010). Uzaklık modülü denklemi kullanılarak yıldızların r uzaklıkları hesaplanmıştır. Galaksi düzleminden z dik uzaklıkları $z = rsinb$ denleminden hesaplanmıştır.

3 Gözlemsel ve Teorik Yoğunluklar, Model Parametrelerinin Hesaplanması

Gözlemsel yoğunluklar belli uzaklık aralığındaki uzay hacmindeki yıldız sayısıdır. Bu yöntemle ince disk, kalın disk ve halo popülasyonlarının toplamı için gözlemsel yoğunluklar hesaplanmıştır. İnce ve kalın diskin teorik yoğunlukları için çift eksponansiyelli yoğunluk kanunu, halo için sferoid yoğunluk kanunu kullanılmıştır. Bu üç popülasyonun teorik yoğunlukları toplanarak toplam teorik yoğunluk elde edilmiştir (Bilir ve diğ., 2008a, Yaz ve Karaali, 2010).

Galaksi model parametrelerinin üretilmesi galaksi düzleminden dik uzaklığa göre hesaplanan toplam gözlemsel yoğunluklar ile teorik yoğunlukların karşılaştırılmasındaki en iyi uyuma dayanır. En iyi uyumu belirleyebilmek için indirgenmiş $\widetilde{\chi}^2_{min}$ istatistiği kullanılır. En iyi uyum gösteren parametreler model parametreleri kabul edilir. Bunlar, n_i normalleştirilmiş uzay yoğunluğu ($i = 1, 2, 3$, sırasıyla, ince ve kalın disk, halo), H_i yükseklik ölçeği ($i = 1, 2$, sırasıyla, ince ve kalın disk), h_i uzunluk ölçeği ($i = 1, 2$, sırasıyla, ince ve kalın disk), (c/a) halonun basıklığıdır. 20 yıldız alanı için model parametreleri hesaplanmıştır (Tablo 1). Tablo 1'de s standart sapma, *Prob* ise olasılığı temsil ediyor. Çalışmada çift yıldız etkisi de dikkate alınmıştır. Örnek bir yıldız alanı için hesaplanmış H_1 =352 pc olan ince diskin yükseklik ölçeği %25,%50 ve %75 çift yıldız katkısı olduğu varsayılarak yapılan hesaplamada, sırasıyla, 376 pc, 428 pc ve 464 pc bulunmuştur (Yaz ve Karaali, 2010'nin Tablo 2). Çalışmada model parametrelerinin galaktik boylama göre değişimi incelenmiş ve değişimin nedenleri tartışılmıştır. Açıklamalar Tartışma ve Sonuç bölümünde verilmiştir.



Şekil 1. Galaksi düzleminden dik uzaklığa göre metal bolluğunun değişimi. Kesikli çizgi ortalama metal bolluğunu göstermektedir.

Çizelge 1. Hesaplanan model parametreleri ve hataları.

l (der)	H_1 (pc)	h_1 (kpc)	H_2 (pc)	h_2 (kpc)	(n_2/n_1) (%)	(c/a)	(n_3/n_1) (%)	$\widetilde{\chi}^2_{min}$	s	Prob
0	325 ± 6	1.00 ± 0.39	946 ± 26	4.48 ± 0.39	6.56 ± 0.63	0.545 ± 0.01	0.33 ± 0.02	7.95	0.022	0.997
10	332 ± 6	1.00 ± 0.22	952 ± 45	4.21 ± 0.32	6.55 ± 0.56	0.560 ± 0.01	0.33 ± 0.01	4.36	0.017	0.999
20	343 ± 7	1.00 ± 0.43	946 ± 25	5.49 ± 0.74	6.50 ± 0.96	0.565 ± 0.01	0.33 ± 0.01	5.83	0.019	0.999
30	348 ± 5	1.00 ± 0.44	951 ± 20	4.00 ± 0.44	6.46 ± 0.39	0.570 ± 0.01	0.33 ± 0.01	7.92	0.023	0.997
40	352 ± 6	1.00 ± 0.53	941 ± 24	3.67 ± 0.49	6.49 ± 0.44	0.569 ± 0.01	0.33 ± 0.01	7.23	0.022	0.998
50	354 ± 9	1.00 ± 0.69	934 ± 22	3.35 ± 0.52	6.52 ± 0.51	0.569 ± 0.01	0.34 ± 0.01	8.26	0.023	0.996
60	352 ± 6	1.05 ± 0.12	931 ± 22	3.52 ± 0.94	6.52 ± 0.49	0.564 ± 0.01	0.39 ± 0.01	7.94	0.023	0.997
70	353 ± 7	1.16 ± 0.31	921 ± 18	3.11 ± 1.32	6.56 ± 0.50	0.551 ± 0.01	0.36 ± 0.01	9.31	0.025	0.991
80	350 ± 7	1.90 ± 0.77	902 ± 18	2.90 ± 1.53	6.52 ± 0.43	0.537 ± 0.01	0.36 ± 0.01	7.23	0.021	0.998
90	331 ± 10	1.01 ± 0.76	882 ± 24	2.65 ± 0.78	6.40 ± 0.45	0.520 ± 0.01	0.36 ± 0.01	7.27	0.022	0.998
100	330 ± 9	1.36 ± 0.47	883 ± 17	3.90 ± 0.91	6.47 ± 0.38	0.510 ± 0.01	0.36 ± 0.01	8.01	0.022	0.997
160	357 ± 8	1.38 ± 0.12	860 ± 17	4.15 ± 0.35	6.46 ± 0.39	0.489 ± 0.01	0.33 ± 0.01	8.10	0.023	0.996
170	355 ± 9	1.48 ± 0.14	863 ± 17	4.15 ± 0.39	6.55 ± 0.39	0.510 ± 0.01	0.34 ± 0.01	8.40	0.023	0.995
180	362 ± 8	1.66 ± 0.16	875 ± 32	4.22 ± 0.56	6.62 ± 0.54	0.537 ± 0.01	0.34 ± 0.02	7.00	0.020	0.999
190	363 ± 8	1.65 ± 0.25	877 ± 17	4.50 ± 0.44	6.62 ± 0.43	0.551 ± 0.01	0.35 ± 0.02	8.29	0.023	0.996
200	369 ± 9	1.68 ± 0.17	904 ± 23	4.45 ± 0.48	6.56 ± 0.40	0.610 ± 0.01	0.36 ± 0.02	6.97	0.021	0.999
210	368 ± 9	1.68 ± 0.18	905 ± 20	4.47 ± 0.50	6.59 ± 0.40	0.654 ± 0.02	0.39 ± 0.02	8.75	0.020	0.994
220	365 ± 8	1.53 ± 0.17	895 ± 22	3.80 ± 0.41	6.55 ± 0.41	0.651 ± 0.01	0.37 ± 0.01	7.74	0.022	0.997
230	360 ± 9	1.23 ± 0.13	899 ± 20	4.22 ± 0.52	6.47 ± 0.37	0.606 ± 0.01	0.36 ± 0.01	8.00	0.023	0.997
240	354 ± 8	1.09 ± 0.14	918 ± 19	4.38 ± 0.60	6.50 ± 0.39	0.577 ± 0.01	0.36 ± 0.02	8.19	0.023	0.996

4 Metal Bolluğu

Orta galaktik enlemli 20 yıldız alanındaki $5 < M_g \leq 6$ mutlak parlaklık aralığındaki G tayf türü yıldızların metal bollukları Karaali ve diğ. (2005)'in kalibrasyonu kullanılarak hesaplanmıştır. Orta galaktik enlem kuşağındaki yıldız alanları kullanarak Galaksimizde metal bolluğu gradyenti olup-olmadığı araştırılmıştır. Şekil 1'de z^* uzaklıklarına denk gelen ortalama metal bollukları verilmiştir.

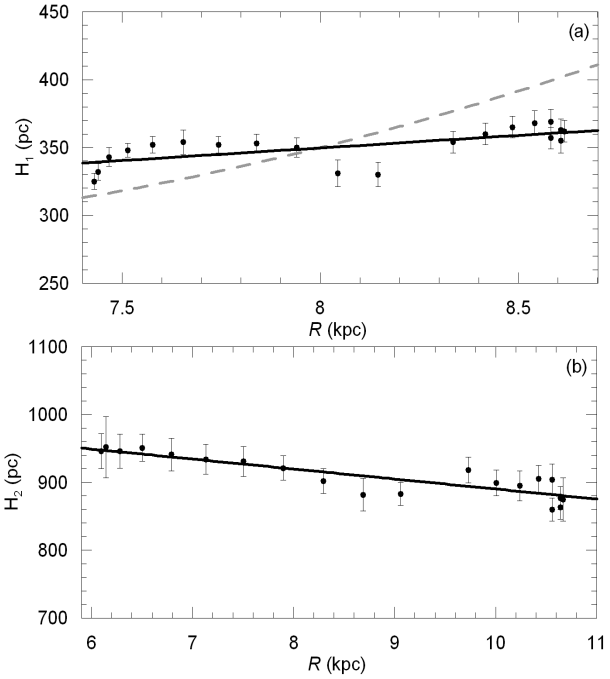
5 Tartışma ve Sonuç

Çalışmada orta galaktik enlem kuşağındaki 20 yıldız alanın ince ve kalın disk, halo model parametreleri hesaplanmıştır. Tablo1'den parametrelerin galaktik boylam ile değiştiği görülmektedir.

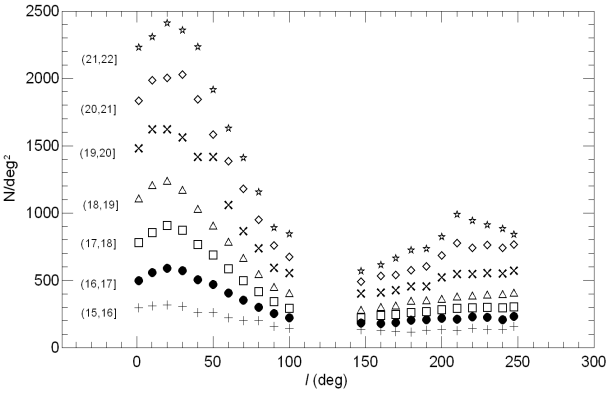
Çalışmada, ince diskin yükseklik ölçeğinin galaktik boylam ile değişimi parlama (flare) etkisi ile ilgisi araştırılmıştır. Lopez-Corredoira ve diğ. (2002)'nin yükseklik ölçeğinin radyal uzaklık ile arttığı parlama modeli 20 yıldız alanından elde edilen yükseklik ölçeği verilerine uygulanmıştır. Parlama modelinden beklendiği gibi yükseklik ölçekleri radyal uzaklık ile artmaktadır. Yani, ince diskin yükseklik ölçeğinin galaktik boylam ile değişimi parlama modeli ile açıklanabilir. Çalışmada bulunan parlama modeli aşağıda verilmiştir (Şekil 2):

$$H_1 = (349.68 \pm 39.91)[1 + (0.053 \pm 0.013)(R - R_0). \quad (1)$$

Kalın diskin yükseklik ölçeği galaktik boylam ile değişmektedir (Tablo 1). Bu değişimin iki nedeni olabilir: 1) galaktik uzun çubuğun çekimsel etkisi ve 2) parlama (flare) (Hernquist ve Weinberg, 1992; Debattista ve Sellwood, 1998). Uzun çubuğun yer aldığı doğrultuda ($l \sim 27^\circ$ ve $\sim 207^\circ$), kalın diske ait yıldızların artması, bu doğrultudan uzak boylamlarda ise yıldızların azalması beklenir. Yıldız sayılarındaki değişim (artma veya eksilme) kalın diskin yükseklik ölçeğini değiştirir. Şekil 3'deki kalın diskin baskın olduğu $15 < g_0 \leq 18$ parlaklık aralığı incelendiğinde 20° boylamında maksimum yüzey yoğunluğunun olması



Şekil 2. İnce (a) ve kalın (b) diskin yükseklik ölçeğinin R ile değişimi. Noktalar, kesikli çizgi ve düz çizgiler, sırasıyla, hesaplanan yükseklik ölçeklerini, Lopez-Corredoira ve diğ. (2002)'nin parlama modelini, 20 yıldız alan verisi kullanılarak hesaplanan parlama modelini göstermektedir.



Şekil 3. DR6'dan ulaşılabilen $\prec b \succ = 45^\circ$ enlemindeki 22 yıldız alanın galaktik boylamın bir fonksiyonu olarak görünen parlaklık ile yıldız alanlarının yüzey yoğunlukları.

kalın diskin yükseklik ölçeğindeki değişimin uzun çubuğun etkisi ile olabileceğini göstermektedir.

Parlama etkisi kalın diskin yükseklik ölçeğinin galaksi merkezli (radyal) uzaklıkla artmasını gerektirir. Şekil 2 incelendiğinde parlama etkisinden beklenenin tersi durum görülmektedir (Lopez ve diğ., 2002; Momany ve diğ., 2006; Bilir ve diğ., 2008a). Yani kalın diskin yükseklik ölçeğindeki değişim parlama ile açıklanamaz.

Halonun eksen oranı galaktik boylama göre neredeyse değişmemektedir, yani düzdür ($\prec$ (c/a) $\succ=$ 0.56). Galaksi'nin II. ve III. çeyreğine denk gelen bölgede hafif minimum ve küçük maksimumlar vardır ($\Delta(c/a)$ $\sim$ 0.15). Halo model parametrelerinin galaktik boylam ve enleme göre değişmesi yüksek enlemli alanlarda genellikle iki senaryo ile açıklanabiliyor. 1) halonun üç eksenli yapısı (Newberg ve Yanny, 2006; Xu ve diğ., 2006; Juric ve diğ., 2008), 2) galaksi birleşmelerine ait kalıntıları (Wyse ve Gilmore, 2005). Literatürdeki yüksek enlemli alanlardan elde edilmiş bu senaryoların orta galaktik enlemdeki alanlar için de geçerli olup-olmadığı araştırılmıştır. Bunun için galaktik boylama göre yıldız alanlarının yüzey yoğunlukları incelenmiştir. Şekil 3'te Galaksi merkezi doğrultusunda yüzey yoğunluğunun maksimum olması beklenirken, $\prec$ l $\succ=$ 20° de olduğu görülmüştür. Görünen parlaklığın fonksiyonu olarak yüzey parlaklığın galaktik boylama göre değiştiğimi de incelendiğinde halo bileşenine denk gelen $18 < g_0 \leq 22$ görünen parlaklık aralığı için de aynı durum söz konusudur. Yukarıda bahsedilen (c/a) küçük minimum ve maksimum nedeni galaktik uzun çubuğun etkisi olabilir (Şekil 3). Şekil incelendiğinde maksimumun bulunduğu III. çeyrekte $210 \leq l \leq 220$ doğrultusu uzun çubuğun uzandığı doğrultudur. Ayrıca II. çeyrekteki uzun çubuğun bulunmadığı bölgede yoğunluktaki minimum değer bu iddiayı desteklemektedir. Çalışmada orta galaktik enlem kuşağındaki yıldız alanları çalışılmış olsa da iç haloyu kapsamaktadır. Sönük parlaklıklardaki yıldız alanlarının yüzey yoğunluklarında görülen beklenmedik aşırı yoğun yıldız akıntı bölgelerinden de kaynaklanabileceği araştırılmıştır. Üç aşırı yoğun bölgelerin keşfi yapılmış akıntı bölgelerine denk gelip-gelmediği araştırılmıştır. Sonuç olarak, ($l = 20°$), ($l = 50°$, $19 < g_0 \leq 20$), ($l = 210°$, $20 < g_0 \leq 22$) koordinatlarındaki aşırı yoğun bölgeler, sırasıyla, literatürdeki Yay akıntıları (Newberg ve diğ., 2002) ve Palomar 5 (Odenkirchen ve diğ., 2003), Herkül-Kartal Bulutu (Belokurov ve diğ., 2007), Yay yıldız akıntısı (Newberg ve Yanny, 2006)'dir.

İnce ve kalın disk, halo bileşenini içeren galaktik düzlemden 10 kpc kadar olan yıldızların metal bolluğu dağılımına bakılmıştır. Küçük uzaklıklar için metal bolluğu gradyenti yaklaşık $-0.3 dex/kpc$ olarak bulunmuştur. Bu da, ince diskin çökerek oluştuğu bilgisini doğrulamaktadır. İnce ve kalın diskin geçiş bölgelerinde metal bolluğu galaktik düzleme olan uzaklıkla daha dik değişiyor. $z* > 5$ kpc'ten sonra iç halonun metal bolluğu gradyenti olmaması iki senaryoyu akla getirmekte; birleşmeler nedeniyle kirlenme veya cüce galaksilerden yığılan kalıntılar.

Teşekkür: Çalışmadaki verileri sağladığımız SDSS gökyüzü tarama programına tesekkür ederiz. Selçuk Bilir, Antonio Cabrera-Lavers ve Hikmet Çakmak'a katkılarindan dolayı tesekkür ederiz.

Kaynaklar

Adelman-McCarthy, J. K. et al., ApJS. **175** (2008) 297
Ak, S., Bilir, S., Karaali, S., Buser, R., AN. **328** (2007) 169
Belokurov, V., ve diğ., ApJ. **657** (2007) 89
Bilir, S., Karaali S., Tunçel S., AN. **326** (2005) 321
Bilir, S., Karaali, S., Gilmore, G., MNRAS. **366** (2006a) 1295
Bilir, S., Karaali, S., Güver, T., Karataş, Y., Ak, S., AN. **327** (2006b) 72
Bilir, S., Karaali, S., Ak, S., Yaz, E., Hamzaoğlu, E., NewA. **12** (2006c) 234
Bilir, S., Cabrera-Lavers, A., Karaali, S., Ak, S., Yaz, E., López-Corredoira, M., PASA. **25** (2008a) 69
Bilir, S., Karaali, S., Ak, S., Yaz, E., Cabrera-Lavers, A., Coşkunoğlu, K. B., MNRAS. **390** (2008b) 1569
Blanton, M. R., Eisenstein, D., Hogg, D. W., Schlegel, D. J., Brinkmann, J., ApJ. **629** (2005) 143
Buser, R., Rong, J., Karaali, S., A&A. **331** (1998) 934
Buser, R., Rong, J., Karaali, S., A&A. **331** (1999) 98
Cabrera-Lavers, A., Bilir, S., Ak, S., Yaz, E., López-Corredoira, M., A&A. **464** (2007) 565
Chen, B., et al., ApJ. **553** (2001) 184
Debattista, V. P., Sellwood, J. A., ApJ. **493L** (1998) 5
Fukugita, M., ve diğ., AJ. **111** (1996) 1748
Gilmore, G., Reid, N., MNRAS. **202** (1983) 1025
Helmi, A., ve diğ., ApJ. **586** (2003) 195
Hernquist, L., Weinberg, M. D., ApJ. **400**, (1992) 80
Ivezic, Z., ve diğ., ApJ. **684** (2008) 287
Juric, M., et al., ApJ. **673** (2008) 864
Karaali, S., Bilir, S., Hamzaoğlu, E., MNRAS. **355** (2004) 307
Karaali, S., Bilir, S., Tunçel, S., PASA. **22** (2005) 24
Karaali, S., Bilir, S., Yaz, E., Hamzaoğlu, E., PASA. **24** (2007) 208
Lopez-Corredoira, M., ve diğ., A&A. **394** (2002) 883
López-Corredoira, M., Cabrera-Lavers, A., Gerhard, O., Garzón, F., A&A. **421** (2004) 953
Malmquist, G., Medd. Lunds Astron. Obs., Ser. **2** (1920) 22
Momany, Y., ve diğ., A&A. **451** (2006) 515
Newberg, H.J., ve diğ., ApJ. **569** (2002) 245
Newberg, H. J., Yanny, B., JPhCS. **47** (2006) 195
Odenkirchen, M., Grebel, E.K., Dehnen, W., Rix, H., Yanny, B., et al., AJ. **126** (2003) 2385
Pier, J. R., Munn, J. A., Hindsley, R. B., et al., AJ. **125** (2003) 1559
Schlegel, David J., Finkbeiner, D. P., Davis, M., ApJ. **500** (1998) 525
Siegel, M. H., Majewski, S. R., Reid, I. N., Thompson, I. B., ApJ. **578** (2002) 151
Xu, Y., Deng, L. C., Hu, J. Y., MNRAS. **368** (2006) 1811
Wyse, R. F. G., Gilmore, G., astro-ph/0510025 (2005)
Yaz, E., Karaali, S., NewA. **15** (2010) 234

Yüksek Başarımlı Hesaplama (HPC) Sistemlerinin Astronomi ve Astrofizikteki Yeri ve Uygulamaları

YELKENCİ F. Korhan[1⋆] ve GÜÇSAV Bülent[2]

[1] İstanbul Üniversitesi
[2] Ankara Üniversitesi

Özet Yüksek başarımlı hesaplama (HPC) sistemlerinin astronomi ve astrofizikteki kullanımı giderek yaygınlaşmaktadır. Gelişen teknolojiye paralel olarak teleskopların ve CCD'lerin daha duyarlı hale gelmesi ve çok sayıda işlenebilir veri üretmesi, veri yığınları oluşturmakta ve analizlerinin gecikmesine yol açmaktadır. Günümüzde bu veriler üzerinde daha hızlı ve daha duyarlı analizlerin yapılmasında yüksek başarımlı sistemler (HPC) kullanılmaktadır. Ayrıca veri yığınlarından istatistiki çalışmaların da yapılabilmesi hızlı ve çoklu işlem yapabilen bilgisayar ve programlara bağlıdır. Bu çalışmada, yüksek başarımlı hesaplama sistemlerinin astronomi ve astrofizik açısından dünyadaki örnekleri tartışılarak bir uygulaması gerçekleştirilmiştir.

⋆ yelkenci@istanbul.edu.tr

Yaşa bakmadan sınıflamak: Radyo Pulsarların Özparlaklık Fonksiyonuna Yeni bir Bakış

Sinan Kaan Yerli[1⋆], Aşkın Ankay[2], Efe Yazgan[3], Safiye Özkan[4], Baha Dinçel[1] ve Nezihe Uzun[1]

[1] ODTÜ, Fizik Bölümü, Ankara
[2] Boğaziçi Ünivesitesi, Fizik Bölümü, İstanbul
[3] Texas Tech University, Lubbock, Texas, USA
[4] Sakarya University, Department of Physics, Sakarya

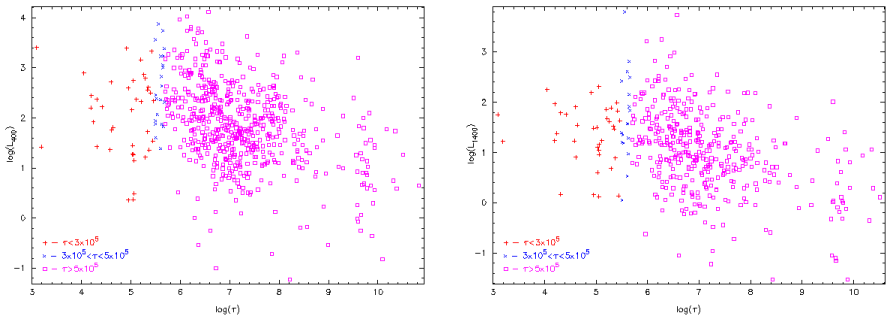
Özet Radyo pulsarların 400 MHz ve 1400 MHz'dekı özparlaklık foksiyonlarını, yaşa bağlı demetleme çarpan (beamıng factor) etkisini de ekleyerek çıkarttık. Her frekanstaki fonksiyon iki doğrusal uyum (fit) ile tanımlanıyor. Her iki frekanstaki uyumların eğimleri düşük özparlaklık bölgesinde sıfırla ilişkilendirilmektedir: Çok düşük (ölçülemeyecek kadar) akı veren ve Güneş'ten 1.5 kpc'ye kadar olan radyo pulsarlarının sayısı çok az olmalı. En düşük özparlaklık değerleriyle şu ana kadar gözlenmiş pulsarlardan daha düşük özparlaklıklardakı pulsarların toplam sayısı da çok az olmalı. Sonuçta, yakın pulsar gözlemlerinin seçim etkisindeki en baskın etken demetleme çarpanı olduğunu gösterdik ve bu etkenin, öbeklenmiş radyo pulsar nüfusunun özparlaklığı için de bu kadar etkili olduğu söylenebilir. Bunun yanında radyo özparlaklıkları yaş bağımsızdır. Bu çalışma, TÜBİTAK TBAG-109T736 projesi kapsamında gerçekleştirilmiştir.

1 Giriş

Arka alan radyo ışınımının yanı sıra, radyo pulsarların belirlenmesini engelleyen iki seçim etkisi vardır: pulsarların manyetik dipol radyasyonunu belirli bir yönde yaymasının sonucu olan demetleme çarpanı (Lyne ve Graham, 2006) ve pulsarların belirli bir uzaklığın ötesinde kalmasından kaynaklanabilen ve gözlenmelerini zorlaştıran düşük parlaklık etkisi. Bu iki seçim etkisi; pulsarların toplam sayısının – aynı zamanda doğum sıklıklarının, fiziksel karakteristiklerinin ve farklı tip ayrık pulsarların evrimlerinin incelenmesinde önemli yer tutar.

Literatürde radyo pulsarların 400MHz ve 1400MHz radyo akısı değerlerindeki parlaklık fonksiyonunu inceleyen bir çok çalışma vardır (bkz. Guseinov ve dig 1978, 1981; Yusifov 1981; Krishnamohan 1981; Guseinov ve Yusifov 1986; Johnston ve dig. 1991; Foster ve Tavani 1992; Helfand 2002; Guseinov ve dig. 2003 – GYTO–2003; Yusifov ve Küçük 2004). En son çalışmalardan birisi olan GYTO–2003'da yakın pulsarların, 400 MHz ve 1400 MHz frekanslarında, özparlaklık fonksiyonları verilmiştir. GYTO–2003, çalışmada, parlaklık fonksiyonu, her bir

⋆ yerli@metu.edu.tr



Şekil 1. 400 MHz (sol) ve 1400 MHz (sağ) frekanslarında parlaklığa karşı karakteristik yaş. Yaş, üç aralığa ayrılmıştır: $\tau < 3\times10^5$yl, 3×10^5yl $< \tau < 5\times10^5$yl ve $\tau > 5\times10^5$yl sırasıyla 'artı', 'çarpı' ve 'kare' ile işaretlenmiştir.

frekans için azalan parlaklıkla düşüş gösteren eğimle ve üç doğrusal fit ile tanımlar.

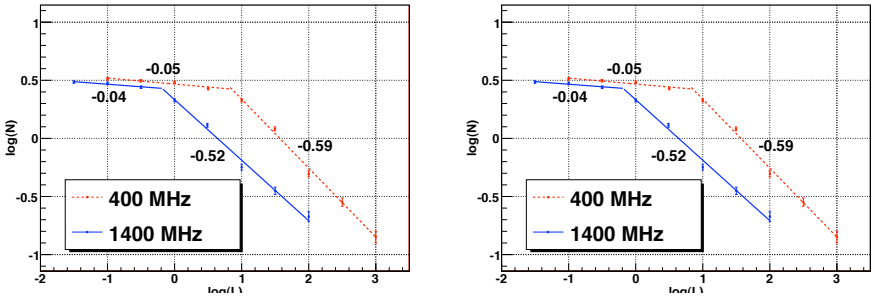
Bu çalışmada ATNF[5] (Australian Telescope National Facility) verileri kullanılmıştır. Gözlemlenen pulsarlar arasında 400 MHz ve 1400 MHz radyo akısında belirlenen pulsar sayısı sırasıyla 663 ve 1361'dir. Bunun yanında gelişmiş bir parlaklık fonksiyonu elde edebilmek için ATNF kataloğundaki akı değerlerini ve Pulsar Uzaklık Kataloğu'ndaki (PDC)[6], uyarlanmış uzaklık değerlerini kullanırken doğru pulsar sayı yoğunluğu elde edilmesi için önemli olan demetleme çarpanı da göz önünde bulundurulmuştur. P ve $\dot{P}$'ın sırasıyla pulsarın periodu ve periodunun zamana göre türevi olduğu düşünülürse daha önceki çalışmamızda (Tauris ve Manchester, 1998) da geçen ve radyo pulsarların demetleme çarpanı karakteristik yaşın fonksiyonu olarak veren şu ifadeyi kullandık: $\tau = P/2\dot{P}$.

Bölüm 2'de parlaklık fonsiyonunun nasıl oluşturulduğu ve bunun sonuçları; bölüm 3'de sonuçların yorumlanması ve bölüm 4'te de sonuçlar özetlenmiştir.

2 Radyo pulsarların demetleme çarpanı altındaki parlaklık fonksiyonu

Bütün radyo pulsarlar için farklı iki frekanstaki (400 MHz ve 1400 MHz) τ'ya göre parlaklık dağılımı Şekil 1'de gösterilmiştir. Şekile bakıldığında, saçılmaya rağmen paraklıklık ve karakteristik yaş arasında zayıf da olsa bir bağıntı olabileceği düşünülebilirse de, $\tau > 10^7$ yr olan pulsarların yaşlarına belirli bir düzeltme yapıldığında durumun öyle olmadığı anlaşılır (Guseinov ve dig., 2004). Yazarlar, pulsarların kinematik yaşlarını τ ile karşılaştırmış ve şöyle bir sonuca varmışlardır; pulsarlar evrimleştikçe yüzey dipol manyetik alanının dikey bileşeni büyük bir azalma göstermeli ve $\tau > 10^7$ yr olan radyo pulsarlar τ değerlerinin

[5] http://www.atnf.csiro.au/research/pulsar/psrcat/
[6] http://astro-cats.org/pdc/



Şekil 2. 400 MHz and 1400 MHz frekanslarında d $\leq$ 1.5 kpc ve $\log\tau \leq 7$ olan pulsarların demetleme çarpanı *katılmadan* (sol) ve *katılarak* (sağ) oluşturulan parlaklık fonksiyonu. Sayı yoğunluğu (N) ve parlaklık (L) değerlerinin birimleri sırasıyla, kpc^3'teki pulsar sayısı ve mJy kpc^2'dir.

gösterdiğinden çok daha genç olmalıdır. Bu yüzden $\tau > 10^7$ yr olan bütün pulsarların Şekil 1'de daha küçük yaş değerlerine taşınması gerekmektedir. Bu durumda, parlaklıkla yaş arasında hiç bir bağıntı olmadığı ve radyo parlaklığının zamanla değişmediği sonucuna güvenle varılabilir.

Parlaklık fonksiyonunu oluştururken gözlemlenebilir sınırlar içinde kalmak ve uzaklıklardaki belirsizliği azaltmak adına uzaklığı 1.5 kpc'yi geçmeyen pulsarları seçtik. Ayrıca evrimini, radyo pulsar olmadan önce ikili fazda geçiren milisaniye pulsarlarını saf dışı bırakmak ve demetleme çarpanının τ üstündeki negatif etkisinden kurtulmak adına τ'ya 10^7 yr üst sınırını koyduk.

Bütün bu sınırlandırmalar sonucu, örneğimiz akı ölçümleri 400MHz ve 1400 MHz'de yapılan 52 radyo pulsaryı içerdi (Çizelge 1). Şekil 2'de sol ve sağdaki grafikler, bu pulsarların iki frekanstaki demetleme çarpanının etkisinin sırasıyla katılmadığı ve katıldığı durumlardaki parlaklk fonksiyonun göstermekte. Bu grafiklerde, N, 1.5 kpc'lik yarıçaplı bir kürenin içindeki, parlaklığı bu hücre grubundaki (*ing.* bin) parlaklık değerinden fazla olan pulsarların sayı yoğunluğunu gösteriyor. Hata çubukları ise sadece her bir hücre grubundaki pulsar sayısı kullanılarak hesaplanmış istatistiksel belirsizlikleri göstermekte. Not düşmek gerekirse buradaki sistematik belirsizlikler parlaklık fonksiyonunun oluşturulması sırasında pulsarların yaşı ve uzaklıkları üzerinde yapılan sınırlandırmalar sayesinde küçük değerlere sahip olmalıdır.

Bir pulsarın demet evrimi göz önünde bulundurulduğunda Tauris ve Manchester (1998)'e göre pulsarın yüzey dipol manyetik alanının zaman içinde dönme ekseniyle hizalanma eğilimi gösterdiği gözlenmektedir. Bu durum zamanla pulsarın evrimi boyunca ciddi bir artış gösteren bir etkiye; demetleme çarpanına yol açar. Sözü edilen çalışmada, demetleme çarpanı (demeti görüş doğrultusundan geçen pulsar yüzdesi) ve karakteristik yaş arasında[7] ilişkisi çıkarılmıştır. Bizim çalışmamızda bu ilişki, gerçek sayı yoğunluğunun değerlerinin hesaplanmasında kullanılmıştır (Şekil 2; sağ).

[7] Demetleme çarpanı $= (1.1 \times (\log\tau - 8)^2 + 15)/100$

Çizelge 1. d≤1.5 kpc ve $\log(\tau) \leq 7$ olan radyo pulsarlar. Nesne adları, 400 MHz and 1400 MHz'deki parlaklıklarının logaritmaları, uzaklık (kpc), karakteristik yaşın logaritması (τ), Galaktik boylam (l) ve enlem (b) gösterilmiştir.

JNAME	L_{400}	L_{1400}	d	τ	l	b
J0006+1834	−1.00	–	0.7	6.72	108.17	−42.98
J0056+4756	0.39	–	0.9	6.35	123.80	−14.93
J0108+6608	1.16	0.11	1.2	6.19	124.65	3.33
J0206-4028	0.85	−0.19	0.8	6.92	258.60	−69.63
J0332+5434	3.33	2.47	1.2	6.74	145.00	−1.22
J0401-7608	1.58	1.45	1.42	6.75	290.31	−35.91
J0454+5543	1.52	0.86	0.75	6.36	152.62	7.55
J0636-4549	–	−0.92	1.1	7.00	254.55	−21.55
J0659+1414	0.37	0.12	0.6	5.05	201.11	8.26
J0826+2637	1.07	0.20	0.4	6.69	196.96	31.74
J0835-4510	2.90	2.25	0.40	4.05	263.55	−2.79
J0837+0610	1.51	0.16	0.6	6.47	219.72	26.27
J0908-1739	0.80	0.10	0.63	6.98	246.12	19.85
J0921+6254	0.78	−0.21	1.1	6.84	151.43	40.73
J0922+0638	1.88	0.79	1.21	5.70	225.42	36.39
J0946+0951	0.58	–	0.98	6.70	225.41	43.13
J1057-5226	2.18	–	1.38	5.73	285.98	6.65
J1119-7936	1.00	–	1.2	6.99	298.70	−17.50
J1136+1551	1.17	0.26	0.24	6.70	241.90	69.20
J1435-5954	–	0.36	0.8	6.69	315.58	0.39
J1457-5122	0.68	–	1.1	6.72	322.13	6.72
J1509+5531	2.35	1.20	1.4	6.37	91.33	52.29
J1530-5327	–	0.10	1.46	5.97	325.33	2.35
J1604-4718	–	−0.32	1.48	6.23	333.40	3.81
J1614+0737	1.18	−0.03	1.25	6.91	20.63	38.16
J1651-1709	1.25	−0.23	1.4	6.71	2.81	16.88

Şekil 2'den görüleceği gibi, her bir parlaklık fonksiyonu bu denklemle

$$\log(N) = \alpha + \beta \log(L) \ , \tag{1}$$

betimlenen birkaç doğrusal fit ile ifade edilmiştir. Şekil 2'den yola çıkarak, $\tau \leq 10^7$ yr olan radyo pulsarların demetleme çarpanının katıldığı ve katılmadığı parlaklık fonksiyonları sırasıyla Çizelge 2'da verilmiştir.

3 Yorumlar

Nötron yıldızlarının ortalama uzay hızı yaklaşık 300 km s^{-1}'dir; nötron yıldızları bu hız ile 10^7 yr süresinde doğdukları noktadan 3 kpc kadar uzaklaşabilirler ki bu değer spiral kolların Galaksi düzleminden sapmasından daha büyük bir değerdir (Allakhverdiev ve Kasumov, 1985; Allakhverdiev ve dig., 1997).

Çizelge 1. Sürüyor...

JNAME	L_{400}	L_{1400}	d	τ	l	b
J1709-1640	1.58	0.51	0.9	6.21	5.77	13.66
J1736-3511	–	−0.41	1.48	6.71	353.61	−1.60
J1740+1000	0.49	0.96	1	5.06	34.01	20.27
J1743-0339	0.84	0.05	1.5	6.66	21.65	13.40
J1751-4657	1.75	0.91	0.9	6.96	345.00	−10.18
J1752-2806	3.27	1.48	1.3	6.04	1.54	−0.96
J1825-0935	1.36	0.89	0.8	5.37	21.45	1.32
J1832+0029	–	−0.54	1.45	6.75	31.25	4.36
J1844+1454	1.65	0.53	1.5	6.50	45.56	8.15
J1848+0647	0.52	−0.62	1.2	5.96	38.70	3.65
J1848-0023	–	−0.07	1.2	6.72	32.27	0.45
J1848-1952	1.04	–	0.8	6.47	14.77	−8.25
J1908+0734	−0.25	−1.05	0.4	6.61	41.58	−0.27
J1918+1444	0.36	0.16	1.2	4.95	49.10	0.87
J1918+1541	−0.54	–	0.6	6.36	49.89	1.36
J1932+1059	1.59	0.67	0.36	6.49	47.38	−3.88
J1943-1237	1.46	0.20	1.5	6.97	27.26	−17.16
J1949-2524	0.96	−0.15	1.32	6.67	15.26	−23.38
J1955+5059	1.77	0.95	1.5	6.78	84.79	11.55
J2022+2854	2.01	1.74	1.2	6.46	68.86	−4.67
J2022+5154	1.97	1.51	1.1	6.44	87.86	8.38
J2043+2740	1.26	–	1.1	6.08	70.61	−9.15
J2048-1616	1.46	0.51	0.5	6.45	30.51	−33.08
J2113+2754	1.41	0.20	1.2	6.86	74.99	−14.03
J2155-5641	0.13	–	0.8	6.71	337.05	−47.05
J2330-2005	1.02	−0.12	0.5	6.75	49.39	−70.19

Örneğimizde kullandığımız toplam radyo pulsar sayısı uzaklık ve yaş üzerinde yapılan sınırlandırmalar sonucu 52 olmuştur (Çizelge 1). Demetleme çarpanının etkisini 5–6 olarak aldığımızda, bu değer Şekil 2'in sol ve sağdaki grafikler karşılaştırılarak bulunabilir, $\tau \leq 10^7\,\mathrm{yr}$ olan ve parlaklık erimi Güneş'ten 1.5 kpc olan radyo pulsar sayısının 250–300 kadar olması gerektiği ortaya çıkar. Nötron yıldızlarının Galaktik düzlemde doğduğu varsayılırsa; yüksekliği 6 kpc, yarıçapı 12 kpc olan bir silindirin içinde ($\tau \leq 10^7\,\mathrm{yr}$) olan ve parlaklık değeri şimdiye kadar gözlemlenebilmiş en düşük parlaklıktan yüksek olan radyo pulsar sayısı yaklaşık $5 - 6 \times 10^4$ olmalıdır. Bu değerin aynı yaş aralığındaki toplam radyo pulsarların 50–100% kadarını oluşturduğu düşünülebilir Cappellaro ve Turatto (2001); çünkü Guseinov ve dig. (2005)'na göre radyo pulsarların en azından yarısının parlaklığı, bugüne kadar gözlemlenen en düşük parlaklık değerine eşit ya da bu değerden daha büyük olmalıdır. Diğer yandan, yukarıda yapılan değerlendirmeye ve parlaklık fonksiyonlarımızın düşük parlaklık bölgesinin eğimlerinin küçüklüğüne bakarak düşük parlaklıklı pulsarların sayısının ihmal edilebilir olduğu söylenebilir. Buna ek olarak yeterli sayıdaki

Çizelge 2. $\tau \leq 10^7$ yr olan pulsarların demetleme çarpanı katılmadan ve katılarak oluşturulan parlaklık fonsiyonlarının doğrusal fitinde kullanılan parametreler.

	$\log(L_{400})$ için		
	$... < 0.8$	$0.8 < ...$ demetleme çarpanı	
α	0.77 ± 0.09	1.23 ± 0.36	*katılmadan*
β	-0.05 ± 0.14	-0.59 ± 0.24	
α	1.51 ± 0.04	2.00 ± 0.16	*katılarak*
β	-0.05 ± 0.06	-0.63 ± 0.11	

	$\log(L_{1400})$ için		
	$... < -0.2$	$-0.2 < ...$ demetleme çarpanı	
α	0.72 ± 0.24	0.63 ± 0.16	*katılmadan*
β	-0.04 ± 0.10	-0.52 ± 0.09	
α	1.46 ± 0.22	1.37 ± 0.22	*katılarak*
β	-0.04 ± 0.07	-0.56 ± 0.10	

gözlemsel olguya (bkz Guseinov ve dig. 2003) göre de yakın radyo pulsarlar için düşük parlaklıklı pulsarlar ihmal edilebilmektedir. Yani bu pulsarlar için baskın seçim etkisi demetleme çarpanıdır ki bu gerçek radyo parlaklığı pulsarın yaşından bağımsız olduğu için çok genç pulsarlar için bile geçerlidir (bkz Şekil 1). Daha büyük uzaklık ve yaş değerleri için (bu aralık radyo pulsarların büyük bir çoğunluğunu kapsar) düşünüldüğünde ise; radyo pulsarların gözlenemezliği açısından uzaklıkla birlikte parlaklığın önemi artacağından ve pulsarın yaşıyla beraber demetleme çarpanı büyüyeceğinden bu iki temel seçim etkisinin ortalamada karşılaştırılabilir düzeyde oldukları görülür.

4 Sonuçlar

Bu çalışmanın en önemli sonuçları aşağıdaki gibi sıralanabilir:

(1). Pulsarların radyo parlaklığı yaşın bir fonksiyonu değildir.
(2). 400 MHz ve 1400 MHz'deki parlaklık fonksiyonları her bir frekans için ikişer doğrusal fit ile parametrize edilebilir. Eğimlerdeki değişiklikler 400 MHz için $\log L = 0.8$'de ve 1400 MHz için $\log L = -0.2$'de gerçekleşmektedir. Eğimler, 400 MHz için -0.05 ($\log L < 0.8$), -0.63 ($\log L > 0.8$) ve 1400 MHz için -0.04 ($\log L < -0.2$), -0.56 ($\log L > -0.2$) olarak bulunmuştur.
(3). $\log L_{400} > -1$, $\log L_{1400} > -1.5$ ve $\tau \leq 10^7$ yr koşullarını sağlayan Galaksideki radyo pulsar sayısı yaklaşık olarak $5 - 6 \times 10^4$ olmalıdır.
(4). Oluşturduğumuz parlaklık fonksiyonlarında, düşük parlaklık aralığına denk düşen eğimler sıfıra yakındır; bu durum Güneş'ten 1.5 kpc'e kadar uzak olan, tespit edilemez akı değerine sahip, düşük parlaklıklı radyo pulsarların sayısının çok küçük, hatta ihmal edilebilir olduğunu göstermektedir.

(5). Ayrıca şimdiye kadar gözlenebilmiş en düşük pulsar parlaklığının altında bir parlaklık değerine sahip olan toplam radyo pulsar sayısı da bütün Galaksi için yine düşük olmalıdır.
(6). İki temel seçim etkisi arasından, demetleme çarpanı yakın radyo pulsarlar için baskın etken iken; geriye kalan büyük çoğunluktaki radyo pulsar için bu iki etki ortalamada aynı tesire sahiptir.

Teşekkür

Bu çalışma TBAG–109T736 numaralı TÜBİTAK projesi ile desteklenmektedir. Bu çalışmada NASA Astrofizik Data Sistemi Kaynakça Servisi (ADS)'den yararlanılmıştır. AA Boğaziçi Üniversitesi Vakfı (BÜVAK)'a teşekkür eder.

Bu çalışmayı Oktay Guseinov (1938-2009), son zamanlarında tasarlamıştır. Yazarlar, kendisinin bu çalışmanın her aşamasındaki ve bununla bağlantılı diğer bütün işlerdeki rolü için şükranlarını sunar. Onun Galaktik astrofiziğe katkıları ve derin bilgisi her zaman için özlenmeye devam edecektir.

Kaynakça

Bisnovatyi-Kogan G. S. and Komberg B. V., Pulsars and close binary systems, Soviet Astronomy, 1974, oct, 18, 217.

Bisnovatyi-Kogan G. S. and Komberg B. V. , Possible evolution of a binary-system radio pulsar as an old object with a weak magnetic field, Soviet Astronomy Letters, 1976, aug, 2, 130-132.

Guseinov O. K. and Kasumov F. K. and Yusifov I. M. , Luminosity function and spatial density of pulsars, Astrophysics, 1978, apr, 14, 200-203 10.1007/BF01006063.

Guseinov O. H. and Kasumov F. K. and Yusifov I. M. , The pulsars of the second Molonglo survey - Parameters and luminosity function, azh, 1981, dec, 58, 1195-1206.

Krishnamohan S., Effect of long-term intensity variations on pulsar searches and the pulsar luminosity function, mnras, 1981, nov, 197, 497-506.

Yusifov I. M., The Luminosity Function and Radial Distribution of Pulsars in the Galaxy, Astronomicheskij Tsirkulyar, 1981, 1164, 1.

Allakhverdiev A. O. and Guseinov O. K. and Kasumov F. K. , Pulsars - Space kinematic characteristics and their connection with supernova remnants,, apss, 1985, oct, 115, 1-29, 10.1007/BF00653822.

Guseinov O. K. and Yusifov I. M. , A New Pulsar Luminosity Function, Soviet Astronomy, 1986, feb, 30, 47.

Johnston H. M. and Kulkarni S. R. and Phinney E. S. , The Luminosity Function of Cluster Pulsars, Bulletin of the American Astronomical Society, 1991, Bulletin of the American Astronomical Society, 23, jan, 828.

Foster R. S. and Tavani M. , A determination of the radio-luminosity function and relative number of globular cluster pulsars., NATO Advanced Research Workshop on X-Ray Binaries and the Formation of Binary and Millisecond Radio Pulsars, p. 437 - 442, 1992, 437-442 .

Allakhverdiev A. O. and Guseinov O. H. and Tagieva S. O. and Yusifov I. M., Velocities of pulsars: A new approach, Astronomy Reports, 1997, mar, 41, 257-261.

Tauris T. M. and Manchester R. N. , On the Evolution of Pulsar Beams, mnras, 1998, aug, 298, 625-636, 10.1046/j.1365-8711.1998.01369.

Cappellaro E. and Turatto M. , Supernova Types and Rates, The Influence of Binaries on Stellar Population Studies, 2001, Astrophysics and Space Science Library, 264, editor = D. Vanbeveren, 199.

Helfand D. , The luminosity function of young pulsars and pulsar wind nebulae, 34th COSPAR Scientific Assembly, 2002, COSPAR, Plenary Meeting, 34.

Guseinov O. H. and Yazgan E. and Tagieva S. O. and Ozkan S. , The Pulsar Luminosity Function, Revista Mexicana de Astronomia y Astrofisica, arXiv:astro-ph/0206030, 2003, 39, 267-274.

Guseinov O. H. and Yazgan E. and Ankay A. and Tagieva S. , On Period and Burst Histories of AXPs and SGRs and the Possible Evolution of These Objects on the P-$\dot{\text{P}}$ Diagram, International Journal of Modern Physics D, arXiv:astro-ph/0206330, 2003, 12, 1-34, 10.1142/S0218271803002469.

Ankay A. and Guseinov O. H. and Tagieva S. O. , Effects of the background radiation on radio pulsar and supernova remnant searches and the birth rates of these objects, Astronomical and Astrophysical Transactions, arXiv:astro-ph/0305490, 2004, jun, 23, 503-507, 10.1080/10556790500055408.

Yusifov I. and Küçük I. , Galactic Distribution and the Luminosity Function of Pulsars, The Magnetized Interstellar Medium, 2004, B. Uyaniker, W. Reich, & R. Wielebinski, feb, 159-164.

Guseinov O. H. and Ankay A. and Tagieva S. O. , The Strong Magnetic Field Decay and Evolution of Radio Pulsars on the P-$\dot{\text{P}}$ Diagram, International Journal of Modern Physics D, arXiv:astro-ph/0408477, 2004, oct, 13, 1805-1815, 10.1142/S0218271804005122.

Guseinov O. H. and Ankay A. and Tagieva S. O. , Birth Rates of Different Types of Neutron Stars and Possible Evolutions of these Objects, International Journal of Modern Physics D, arXiv:astro-ph/0309133, 2005, 14, 643-656, 10.1142/S0218271805006110

Manchester R. N. and Hobbs G. B. and Teoh A. and Hobbs M. , The Australia Telescope National Facility Pulsar Catalogue, aj, 2005, apr, 129, 1993-2006, 10.1086/428488

Lyne A. G. and Graham-Smith F. , Pulsar Astronomy, Pulsar astronomy, 3rd ed., Cambridge astrophysics series, publisher= Cambridge University Press, UK, 0521839548, 2006, editor = Lyne, A. G. & Graham-Smith, F.

Haberl F. , The magnificent seven: magnetic fields and surface temperature distributions, journal= apss, arXiv:astro-ph/0609066, 2007, apr, 308, 181-190 10.1007/s10509-007-9342-x

Rotse-IIID ve Uzun Dönemli Gözlemler
Mira Tipi Değişenler

Cahit Yeşilyaprak[1⋆]

Atatürk Üniversitesi, Fen Fakültesi, Fizik Bölümü, Erzurum

Özet Mira tipi değişen yıldızlar, tayflarında salma çizgileri bulunan, geç (M, C, S) tayf türünden, zonklayan ve uzun dönemli (100g $\leq$ P $\leq$ 1000g) ışık değişimi (V $\geq$ 2.5m) gösteren kırmızı dev yıldızlardır. Kırmızı ötesi bölgedeki değişim genlikleri, görünür bölgedeki değişim genliğinden daha küçüktür. Mira, SR ve L tipi değişen yıldızlar, benzer evrimsel sürece sahip olsalar bile aralarındaki temel farklılık ışık değişimlerinden (düzenli/periyodik, yarı düzenli, düzensiz) kaynaklanmaktadır. Mira tipi yıldızlar kendilerine özel PL ve PC bağıntıları gösteren yıldızlardır. Mira tipi yıldızların evriminde iki önemli aşama; iç katmanlarda gerçekleşen He kabuk parlamaları ve dış katmanlarda gerçekleşen zonklama ve kütle kaybıdır. Bu iki aşamanın da ortak göstergesi Mira tipi yıldızlarda gözlenen belirgin periyot değişimleridir. Bu değişimler aynı zamanda, zonklama kipinin de değişimi anlamına gelmektedir. SR tipi yıldızlarda daha sık görülen çoklu periyot, Mira tipi yıldızlarda da gözlenmektedir ve bu periyotların tespiti çok uzun dönemli ve kesintisiz gözlemler gerektirmektedir. Bu tür gözlemler için en uygun teleskop sistemi ise, robotik olarak çalışan ROTSE-IIID teleskop sistemidir. Bu çalışmada, ROTSE-IIId teleskobuyla 2004-2009 yılları arasında, gözlenmiş onlarca farklı alandan elde edilmiş CCD görüntülerinden seçilmiş bazı Mira'ların zonklama periyotlarının analiz sonuçları sunulmuştur. TÜBİTAK TBAG-108T475 projesi desteğiyle gerçekleştirilmiştir.

1 Giriş

Mira (M) tipi değişen yıldızlar, tayflarında salma çizgileri bulunan ve geç (M, C, S) tayf türünden, zonklayan, uzun dönemli değişim gösteren kırmızı dev yıldızlardır. Değişim genlikleri görsel bölgede, 2.5m'den büyük ve değişim periyotları da 100-1000 g'dür (GCVS4). Kırmızı ötesi bölgedeki değişim genlikleri, görünür bölgedeki değişim genliğinden daha küçüktür ($\leq$ 2.5m). Mira, SR ve L tipi değişen yıldızlar, benzer evrimsel sürece sahip olsalar bile aralarındaki temel farklılık ışık değişimlerinden (düzenli/periyodik, yarı düzenli, düzensiz) kaynaklanmaktadır. Mira tipi yıldızların evriminde iki önemli aşama; i) iç katmanlarda gerçekleşen He kabuk parlamaları; ii) dış katmanlarda gerçekleşen zonklama ve kütle kaybıdır. İki aşamanın da ortak göstergesi Mira'larda gözlenen belirgin periyot değişimleridir. Bazı evrim modellerine göre Mira yıldızları,

⋆ cahity@atauni.edu.tr

He parlamaları (ısısal salınımlar) sırasında belirgin periyot değişimleri göstermektedirler (Merchan ve Jurado 2000). Periyot değişimlerinin belirtileri ise: i) zonklama periyodundaki değişimler; ii) ortalama parlaklık değişimleri; iii) genlik ve/veya ışık eğrisi değişimleridir. Bu değişimler aynı zamanda, Mira tipi yıldızlarda, zonklama kipinin de değişimi anlamına gelmektedir. Ayrıca, SRa ve SRb tipi yıldızların Mira tipi yıldızlarla da ilişkili olduğu bilinmektedir ve hatta SRa tipi yıldızların ayrı bir sınıf değil, SRb ve Mira yıldızlarından oluşmuş karışık bir grup olabileceği de düşünülmektedir (Kerschbaum ve Hron 1992).

Ayrıca, Mira tipi yıldızlarda çapsal olmayan zonklamalardan kaynaklanan genlik ve periyot değişimleri de ışık eğrilerinde görülebilmektedir (Cannizzo vd 1990, Kiss ve Szatmary 2002) fakat en büyük periyot değişimleri ısısal salınımlar ve büyük oranda kütle kayıplarında ortaya çıkmaktadır (Benitez ve Vargas 2002). Mira yıldızlarının ışık eğrisinde gözlenen periyodik salınımlar arasındaki maksimum parlaklıktaki değişimler çoğu zaman çoklu periyoda sahip olmalarından kaynaklanmaktadır. Bu tür hem periyot hem de genlik değişimine örnek "R Dor" (Mira/SR, M8IIIe, P1: 175g, P2: 338g) yıldızıdır. Bu yıldız uzun yıllar gözlenmiş ve hem genliğinde hem de zonklama periyodunda değişiklikler defalarca tespit edilmiştir (Bedding ve Zijlstra 1998). Bu değişimler, "R Dor" yıldızını hem SR hem de Mira yıldızları için elde edilmiş PL bağıntılarında yer almasına sebep olmuş ve uzun periyotta Mira gibi kısa periyot da ise SR gibi zonkladığı ortaya çıkmıştır (Bedding ve Zijlstra 1998, Knapp vd. 2003, Yeşilyaprak 2004, Yeşilyaprak ve Aslan 2004).

Benzer şekilde, uzun dönemli değişim gösteren diğer Mira tipi yıldızlarda da bu tür değişimlerin olup olmadığını ortaya çıkarmak, güncel periyot bilgileri elde ederek PL, PC, PR, zonklama özellikleri ve kütle kaybı çalışmalarına en temel veri kaynağı oluşturmak amacıyla TUG'da gözlenmesi için ROTSE-IIID teleskobunda uzun dönemli değişen (SR, Mira) yıldızların gözlendiği projeler sürdürülmektedir.

Düzenli değişim gösteren Mira tipi yıldızların periyotlarının belirlenmesi uzun dönemli ve kesintisiz gözlemler gerektirmektedir. Bu amaçla, ROTSE-IIId gibi robotik teleskop sistemi için verilen gözlem projeleri sayesinde, uzun dönemli (birkaç yıllık) ve sık aralıklarla (hemen hemen her gece) gözlenmiş yıldızların içinden seçilmiş bazı Mira tipi yıldızların periyotları incelenmiştir.

2 Gözlem ve Analiz

İncelenen Mira tipi yıldızlar, ROTSE-IIId teleskobu ile TUG'da, 2004 - 2009 yılları arasında gözlenmiş farklı bölgelerden seçilmiş yıldızlardan oluşmaktadır.

ROTSE-IIId teleskobu 45 cm çaplı, 2048x2048 hücreli ve 1.85x1.85 derecelik görüş alanına sahip filitresiz robotik bir teleskoptur. Filitresiz olarak gözlem yapmaktadır ve 550 nm'de çok geniş bir bant genişliğine sahiptir (Akerlof vd 2003). Gözlem analizleri ROTSE-IIId analiz sisteminde otomatik olarak yapılmakta ve aletsel olarak gökcisimlerinin parlaklıklarını vermektedir. Bu parlaklıkları, derin gökyüzü görüntülerinden oluşan USNO A2-R görüntüleri ile kalibre ettiği için, elde edilen ROTSE-IIId parlaklıkları, R parlaklığına çok yakın değerlerdir.

Seçilen Mira yıldızlarının periyot analizlerinde öncelikle Peranso (Vanmunster 2010) ve Period04 (Lenz vd 2005) programları kullanılmıştır. Peranso (Işık Eğrisi ve Dönem Analizi Bilgisayar Programı), farklı tür gözlem teknikleriyle gözlenmiş verilerin Periyot ve Dönem analizlerinde kullanılan etkin bir analiz programıdır. İncelediğimiz yıldızların uzun dönemli değişimleri ve çoklu periyoda sahip olabilme doğasından ötürü, Mira yıldızlarının periyot analizlerinde uygun olan Fourier metotlarından CLEANest (Foster 1995) yöntemi kullanılmıştır. Bu yöntem kısaca; özellikle çoklu periyotların tespitinde kullanılan ve muhtemel bütün güçlü periyot sinyallerini tespit ederek, bunların tek tek ve sırayla periyot güç tayfından çıkarılarak, kalan periyotlar üzerinden güç tayfında periyot sinyali kalmayana kadar periyot analizini sürdüren ve böylece gerçek olmayan periyotları da ayıklayan etkin bir analiz yöntemidir.

3 Periyotlar ve Işık Eğrileri

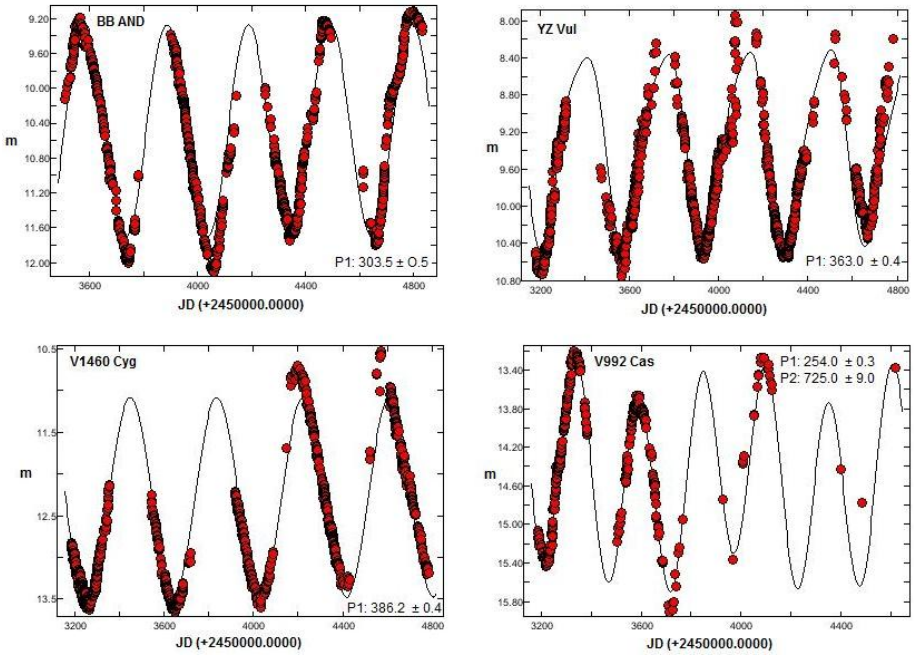
Bulunan güncel periyotların doğruluğu, sık aralıklarla (1 veya birkaç g) alınacak uzun süreli/dönemli gözlemlerle sağlanabilir. İncelediğimiz Mira tipi yıldızların bir çoğu için bulduğumuz periyotların, uzun dönemli gözlemler ve veri alım sıklığı nedeniyle, kesin olduğu rahatlıkla söylenebilir. Bu periyotlar, yıldızlara ait ROTSE-IIId gözlemlerinden elde edilen tam ışık eğrilerinden doğrulanmaktadır. ROTSE-IIId teleskobu ile 2004-2009 yılları arasında TUG'da gözlenmiş bazı Mira tipi değişen yıldızların periyot analiz sonuçları Çizelge-1'de ve ışık eğrileri Şekil-1'de verilmiştir.

Çizelge 1. ROTSE-IIId teleskobu ile gözlenmiş bazı Mira tipi yıldızların periyot analiz sonuçları

Yıldız Adı	ΔT	N	Δm	$P(GCVS)$	Δm	P_1	P_2
	(g)		(mag)	(d)	$(Rotse\ mag)$	(g)	(g)
BB And	1323	1521	2.5	290.0	3.0	303.5 ± 0.5	-
V992 Cep	1433	565	3.2	-	2.7	254.0 ± 0.3	725.0 ± 9.0
V1460 Cyg	1601	1470	2.0	367.0	3.2	386.2 ± 0.4	-
YZ Vul	1602	1993	5.6	376.9	2.9	363.0 ± 0.4	-

4 Sonuç

Mira tipi değişen yıldızlar üzerine yapılan çalışmaların önemi; öncelikle haklarında çok fazla bilgi olmayan bu yıldızların hem kendi evrim aşamaları hem de SR tipi yıldızlarla olan evrimsel ilişkileri hakkında daha fazla bilgi edinebilmek,



Şekil 1. Bazı Mira tipi yıldızların ışık eğrileri ve periyot analiz sonuçları

büyük miktarda kütle kaybı oranına sahip olduğu bilinen (PC ile ilişkili) bu yıldızların kütle kaybı oranları ve zonklama özellikleri (PR ile ilişkili) sayesinde fiziksel yapılarında meydana gelen değişimleri belirlemek, ışınım güçlerinden dolayı PL bağıntıları (Whitelock ve Feast 2000) yardımı ile galaksi yapısına ışık tutmak ve galaksilerarası uzaklık ölçümlerinde bir uzaklık göstergesi olarak standart yıldız gibi kullanabilmektir. Mira yıldızları, düzenli değişim gösteren uzun dönemli değişen yıldızlardır. Periyot belirlemek için uzun dönemli ve sürekli gözlemlere ihtiyaç duyulmaktadır fakat periyodu bilinen Mira yıldız sayısı oldukça azdır. Bu elde edilmiş PL bağıntılarında kullanılan Mira yıldızı sayısından kolaylıkla anlaşılabilir. Bu tip yıldızların özellikle zonklama periyodu ve bunların değişiminin göstergesi olan periyot çalısmaları çok daha önem kazanmış durumdadır. Bulunan bu periyotlar ile yukarıda bahsedilen birçok alana da yeni ve güncel veri ve bilgi kaynağı saglanmıştır. Bu yıldızlara ait daha çok sayıda ve kapsamlı benzer çalısma sürdürülmekte ve sonuçlar bu yıl sonunda uluslararası yayına gönderilecektir.

5 Teşekkür

Bu çalışma, TÜBİTAK TBAG 108T475 proje desteğiyle gerçekleştirilmiştir. ROTSE-IIId teleskop proje ekibine; gözlem, literatür desteği ve ROTSE-IIId gözlem arşiv verilerini sağlayan TUG Müdürlüğüne; TBAG 108T475 projesi

kapsamında gerçekleştirilen özel yazılımların kullanılmasına izin veren TBAG 108T475 proje ekibine; Atatürk Üniversitesi BAP 2007/33 projesine teşekkür ederiz.

Kaynaklar

Akerlof, C. W., Kehoe, R. L., McKay, T. A., vd.: The ROTSE-III Robotic Telescope System. PASP **115** (2003) 132–140

Bedding T. R. ve Zijlstra A. A.: .,: HIPPARCOS Period-Luminosity Relations for Mira and Semiregular variables. ApJ **506** (1998) L47-L50

Benitez, P. M. ve Vargas, M. J.: JBAA **112** (2002) 349

Cannizzo J. K., Goodings, D. A., Mattei J. A.: A search for chaotic behavior in the light curves of three long-period variables. ApJ **357** (1990) 235–242

Foster, G., 1995, Astron. J.: The cleanest Fourier spectrum. Astron. J. **109** (1995) 1889–1902

Kerschbaum, F. ve Hron, J.: emiregular variables of types SRa and SRb - Basic properties in the visual and the IRAS-range. AA **263** (1992) 97–112

Kholopov, P. N., Samus, N.N., Frolov, M.S., vd.: 4th. Ed., Nauka Pub., Moscow. GCVS4 (1988)

Kiss, L. L., ve Szatmary, K.: Period-doubling events in the light curve of R Cygni: Evidence for chaotic behaviour. AA **390** (2002) 585–596

Knapp, G. R., Pourbaix, D., Platais, I., vd.: Reprocessing the Hipparcos data of evolved stars. III. Revised Hipparcos period-luminosity relationship for galactic long-period variable stars. AA **403** (2003) 993–1002

Lenz, P., ve Breger, M.: Period04 User Guide. CoAst **146** (2005) 53–136

Merchan, B. P. ve Jurado, V. M.: Strong period decrease in the Mira star S Sex: a possible helium-shell flash. AA **353** (2000) 264–268

SIMBAD: Simbad Astronomical Database (1995)

Vanmunster. T.: PERANSO. http://www.peranso.com (2010)

Whitelock, P. A. ve Feast M.: Hipparcos parallaxes for Mira-like long-period variables. MNRAS **319** (2000) 759–770

Yesilyaprak, C.: Yarı Düzenli Değişen Yıldızların Mutlak Parlaklığı ve Kinematiği. Fen Bilimleri Enst., Akdeniz, Üniversitesi, Antalya (2004)

Yesilyaprak, C. ve Aslan. Z.: Period-luminosity relation for M-type semiregular variables from Hipparcos parallaxes. MNRAS **355** (2004) 601–607

XVII. Ulusal Astronomi Kongresi VI. Ulusal Öğrenci Astronomi Kongresi
31 Ağustos - 4 Eylül 2010, Adana

Hassas Dikine Hız Ölçümü İle Güneş Sistemi Dışı Gezegen Araştırmaları

Mesut YILMAZ* ve Selim O. SELAM

Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü;
06100 Tandoğan-Ankara

Özet Bu çalışmada, ülkemizde yeni bir araştırma alanı olarak, uluslararası bir işbirliği çerçevesinde TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde (TUG) başlattığımız güneş sistemi dışı gezegen arama çalışmalarımızın kaydettiği aşamalar ve özel bir donanım ve analiz yöntemi gerektiren hassas dikine hız ölçüm tekniğinin uygulanmasında ulaştığımız noktalar özetlendi. Uluslararası işbirliğimiz kapsamında TUG'un RTT150 teleskobunun Coude Eşel Tayfçekerine entegre ettiğimiz iyodin (I_2) hücresi ile elde edilen tayflardan hassas dikine hız ölçümü yapabilmek amacıyla özgün bir yazılım geliştirildi. Bu yazılımda Valenti vd. (1995) ve Butler vd. (1996a)'nın iyodin hücresi ile eş zamanlı alınmış yıldız tayflarından hassas dikine hız ölçüm tekniği model olarak kullanıldı. TUG'da RTT150 teleskobu ve I_2 hücresi eklentisi ile elde ettiğimiz dikine hız standardı ve gezegeni var olduğu bilinen yıldızların tayfları analiz edilerek mevcut donanımın hassas dikine hız ölçümlerindeki karakteristikleri ve limitleri belirlendi.

1 Giriş

Güneş Sistemi dışı gezegen araştırmaları, modern astronominin daima en ilgi çekici bilimsel araştırma konularından biri olmuştur. Bunun altında yatan temel neden ise, akıl almaz büyüklükteki kainatta bizlerden başka akıllı canlı varlıkların olup olmadığı sorusudur. Acaba gezegenleri olan tek yıldız Güneş'mi? Yakın tarihe kadar başka yıldızların etrafında gezegenlerin var olduklarını tahmin edebiliyorduk ancak nerede ve ne kadar yaygın olduklarını bilmiyorduk. 1990'lı yıllarından itibaren yeni tekniklerin gelişmesiyle birlikte diğer yıldızların etrafındaki gezegenler hızla keşfedilmeye başlandı. Bu ilk keşiflerden bu yana (Ağustos 2010 tarihine kadar) 450'nin (bkz. http://exoplanet.eu) üzerinde Güneş Sistemi dışı gezegen keşfedildi. Bunlar çoğunlukla Jüpiter benzeri büyük kütleli dev gezegenlerdir. Henüz doğrulanmamış yeni saptamalar daha küçük Dünya benzeri gezegenlerin yakın bir tarihe kadar keşfedilebileceği sinyallerini vermektedir. Bu keşifler bize Güneş Sisteminin ve dolayısıyla gezegen oluşum senaryolarını test etme ve anlama imkanı vermektedir.

Bu mevcut bulgular ışığında G türü dev yıldızların çevresinde gezegen arama araştırmalarını hızlandırmak için Türkiye, Japonya ve Rusya'nın uluslararası

* mesuty@science.ankara.edu.tr

işbirliği ile TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde (TUG) gezegen araştırma programı başlatıldı. Bu programın amacı, seçilmiş bazı G türü dev yıldızların TUG'da RTT150 teleskobu ve Coude Eşel Tayfçekeri (CET) kullanarak hassas dikine hızlarını elde etmek ve olası gezegen bileşenlerini ortaya çıkarmaktır. Bu amaca ulaşabilmek öncelikle RTT150 teleskobu ve I_2 hücresi eklentisi yaptığımız CET'i için dikine hız ölçüm hassasiyetini belirlemek gerekmektedir.

1.1 Doppler Tekniği

Güneş sistemi dışı gezegen arama çalışmalarında kullanılabilecek en mantıklı yöntemlerin, gezegenlerin yıldızları üzerinde yarattıkları tedirginlik etkilerini algılamaya yönelik teknikler olması gerektiği net olarak ortaya çıkarıldı (bkz. Mayor ve Queloz (1995), Marcy ve Butler (1996), Butler ve Marcy (1996b)). Bu anlamda, akla ilk gelen teknikler yıldızların tayf çizgilerindeki dönemli Doppler kaymalarını veya gökküresi üzerindeki konumlarında oluşacak dönemli yer değiştirmelerini algılamaya yönelik olanlardı. Bir yıldızın etrafında bulunun bir gezegen çekimsel bir tedirginlik yaratarak yıldızın salınımına neden olur. Yıldızın dikine hızındaki zamana göre bu değişimi ölçerek ve yıldızın kütle merkezi etrafındaki yörüngesi çıkartılarak gezegenin yörünge parametrelerini elde edebiliriz.

Güneş sistemimizde bütün gezegenleri göz önüne aldığımızda Jüpiter, Güneş'in dikine hızında ∼12 m/sn genlikli peryodik bir değişim yaratırken, Satürn ise ∼2.7 m/s yöresinde peryodik bir değişim yaratır. Dünya ise Güneş'te sadece 0.1 m/sn lik ince bir değişim yaratır. Bu nedenle Doppler tekniği ile gezegen keşfedebilmek için yüksek hassasiyetli dikine hız ölçümlerinin yapılabilir olması gerekir.

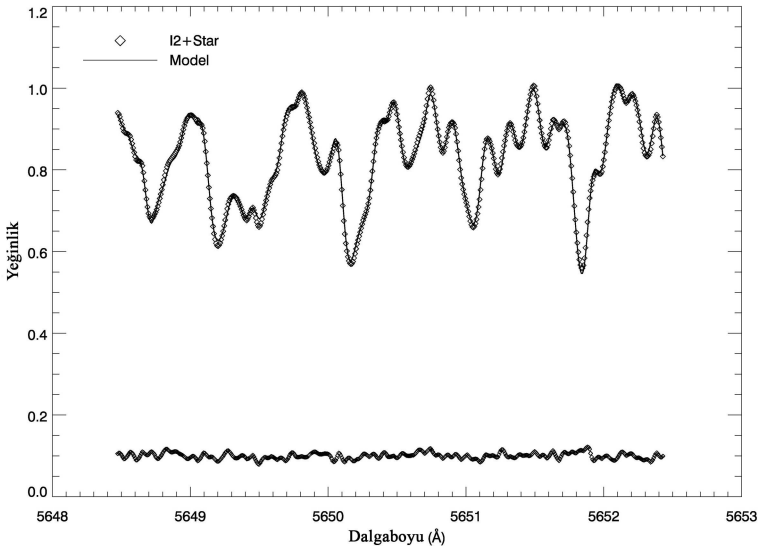
1.2 I_2 (İyodin) Soğurma Hücresi

Alışılmış dikine hız ölçümündeki duyarlılık limitleri (birkaç km/sn), aslında ilgili tayfsal verinin alınış şeklinden kaynaklanmaktadır. Asıl olarak ilgilenilen nesnenin tayfının, kalibrasyon amaçlı alınan tayflarla (hız standardı nesneler ve lamba tayfları) farklı zamanlarda ve hatta farklı optik yollar üzerinden (lamba tayfları) alınıyor olması dikine hız ölçüm hassasiyetine aşılamaz bir limit getirmektedir. Griffin ve Griffin (1973), dikine hız ölçümleri sırasında eğer yıldız tayfı ile birlikte eş zamanlı olarak referans tayfın da gözlenmesi halinde sistematik hataların önemli ölçüde azalacağını belirtmişlerdir.

Bu basit temel fikirle Marcy ve Butler (1992) yıldız ve referans tayfı eş zamanlı elde etmek için iyodin (I_2) soğurma hücresi tekniğinin kullanılabileceğini gösterdiler. Bu teknikte I_2 soğurma hücresi tayfçekerin giriş yarığından önce monte edilir, yıldız ışığı bu hücrenin içinden geçtiktikten sonra tayfçekere ulaşır ve bu sayede referans tayf asıl gözlenmek istenen nesne ile birlikte eş zamanlı elde edilmiş olur. Böylece birçok aletsel hata elimine edilerek hassas dikine hızların ölçülmesi sağlanmış olur.

I_2 soğurma hücresi, içerisinde moleküler iyodin gazı ihtiva eden bir cam hücredir. Normal oda sıcaklığında cam hücre içerisindeki iyodin molekülü katı

kristaller halindedir. Ancak hücrenin sıcaklığı 50-60 ^oC ulaştığında, iyodin molekülü katı halden gaz duruma geçer. Bu durumda iyodin molekülü elektronik titreşim-dönme hareketleriyle $5000 - 6000$ $\AA$ dalgaboyu aralığında binlerce dar tayfsal çizgi meydana getirir. Bu çizgiler ise tayfsal çalışmalarda referans bir dalgaboyu ölçeği sunar. RTT150 teleskobu için gerekli I_2 hücresi, Japon ortaklarımız tarafından Okayama Astrofizik Gözlemevi'nin (OAG) optik laboratuvarında üretildi ve TUG'a bağışlandı. I_2 hücresi, ekibimiz ve TUG teknik elemanlarının teknik çalışmasıyla Ekim 2007 sonunda TUG'un CET'ine başarıyla entegre edildi (bkz. Selam vd. 2008).



Şekil 1. RTT150 teleskobunun CET'i ve I_2 hücresi eklentisi ile 51 Peg yıldızı için elde edilen örnek bir modelleme.

2 Hassas Dikine Hız Analizi

I_2 soğurma hücresi ile gözlenen bir yıldızın öz $S(\lambda)$ tayfı, kullandığımız tayfçekerin alıcı çıkışında, yıldız + I_2 hücresinin bütünleşik tayfı $I(\lambda)$ olarak elde edilene kadar bir takım etkiler altında değişikliğe uğrar. Bunlar:

1. Yıldızın dikine hız değişiminden dolayı "dalgaboyu kayması" $\Delta\lambda$,
2. İyodin moleküllerinin oluşturduğu ve yıldız tayfı üzerine binen soğurma çizgili tayfı betimleyen "I_2 hücresi geçirgenlik fonksiyonu" $A(\lambda)$,
3. "Aletsel profil"i betimleyen ve tayfçekerin nokta dağılım fonksiyonu (PSF) tarafından üretilen aletsel bulanıklık.

Eşzamanlı elde edilen yıldız + I_2 bütünleşik tayfın modelleme tekniği, eşel verilerin küçük (2−10 $\mathring{A}$) parçalara bölünerek her bir parça için dikine hız değerlerin ölçülmesine dayanan bir tekniktir (bkz. Marcy ve Butler 1992, Butler vd. 1996a, Sato vd. 2002). Her bir küçük parça için $\Delta\lambda$ Doppler kayması;

$$I(\lambda) = k[S(\lambda + \Delta\lambda).A(\lambda)] * AP \quad (1)$$

bağıntısını ile modellenir (bkz. Şekil 1). Burada k normalizasyon faktörü, $\Delta\lambda$ yıldız tayfındaki Doppler kayma miktarını, $A(\lambda)$ iyodin geçiş fonksiyonunu, $S(\lambda)$ öz yıldız tayfını, * işareti konvolüsyon işlevini ve AP tayfçekerin aletsel profilini göstermektedir. Bu bağıntı kullanılarak yapılacak bir modelleme $S(\lambda)$ ve $A(\lambda)$'nın girdi verisi olarak önceden bilinmesini gerektirir. I_2 geçirgenlik fonksiyonu $A(\lambda)$'nın belirlenmesi için, Kitt Peak Ulusal Gözlemevi'de (KPNO) "Fourier Dönüşüm Tayfçekeri" (FDT) ile elde edilmiş R∼400,000 çözünürlüklü ve $S/N = 700$ olan saf I_2 hücresi tayfı dünya çapında tüm araştırmacılar tarafından karşılaştırma şablonu olarak kullanılmaktadır.

I_2 geçirgenlik fonksiyonu $A(\lambda)$, FDT'nın ölçeklendirilmesi ile elde edilir. Bu ölçeklendirme işlemi Menzel-Minnaert-Unsöld aradeğer bulma formülü (bkz. Pagel 1997, denklem 3.47) ile yapılır. İlgili ara değer bulma formülü, çizgi derinliği (R) ile çizgi/süreklilik optik derinlikler oranı $\eta = l/\kappa$ arasında bir ilişki olup, optik derinlikler oranı işlemlere $\alpha = \eta/\eta_0$ şeklinde tanımlanan bir parametre ile dahil edilir. Burada η_0 FDT şablonunu, η ise ölçeklendirilecek tayfçekerin optik derinlik oranını temsil etmektedir. Bu ilişkiden hareketle analiz sırasında α parametresi serbest bırakılarak TUG'daki ve Kitt Peak Ulusal Gözlemevi'ndeki I_2 hücrelerinin optik derinlik oranları farkı da analizde dikkate alınmaktadır.

Yıldız+I_2 tayfının tam olarak modellenebilmesi için yüksek çözünürlüklü öz yıldız tayfına ihtiyaç vardır. Bu tayf aynı zamanda tayfçekerin aletsel etkilerini de içermemiş olmalıdır. Böyle bir tayfı elde etmenin yollarından biri, hedef cismin tayfını, I_2 soğurma hücresi ile yapılan gözlemden önce veya sonra I_2 soğurma hücresi kullanmadan birkaç kez gözlemektir. Bu tayflar daha sonra birleştirilerek yüksek S/N sahip tek bir tayfa dönüştürülür. Ardından bu tayf tayfçekerin aletsel profili ile birlikte dekonvolüsyon edilir. Bu yolla hedef cismin yüksek çözünürlüklü öz yıldız tayfı elde edilmiş olur. Tayfçekerin aletsel profili ise yukarıda denklem (1)'de verilen bağıntı yardımıyla I_2 soğurma hücresi ile eşzamanlı aynı gece gözlenmiş hızlı dönen bir B yıldızın tayfının modellenmesi ile elde edilir. B türü yıldızların tayfı çok az çizgi içermektedir ve az sayıdaki bu çizgiler de hızlı dönmeden dolayı aşırı genişlemiş ve sürekliliğe karışmış olmaları nedeniyle $S(\lambda) = 1.0$ olduğu varsayılır. Böylelikle eşel verinin her bir parçası için en iyi fit modeli elde edilmesinin yanı sıra CCD algılayıcısı üzerinde her bir konuma bağlı olarak tayfçekerin aletsel profili de yüksek bir hassasiyetle elde edilmiş olur. Öz yıldız tayfı elde etmenin bir başka yolu ise, yıldız atmosfer modelleriyle üretilmiş teorik bir sentetik tayf kullanmaktır.

İyodin geçiş fonksiyonu ve öz yıldız tayfının elde edilmesinden sonra yukarıda ki denklem (1) yardımıyla her bir küçük parça için $\Delta\lambda$ Doppler kayması en küçük kareler yöntemiyle elde edilir. Analiz sonucunda toplam 18 parametreden oluşan denklem takımı da çözülmüş olur. Çok parametreli optimizasyon algoritması

adı verilen bu modelleme tekniğinde kullanılan parametreler; lineer süreklilik parametreleri ($k_0 + k_1 * \lambda$), optik derinlik oranlarını dikkate alan parametresi (α), dalgaboyu ölçeğini tanımlayan parametreler (2 derece polinom katsayıları), $\Delta\lambda$ Doppler kaymasını ifade eden parametere ve aletsel profili (AP) tanımlayan parametrelerdir (AP, çoklu Gauss profilleri ile tanımlanmakta ve bunu belirleyen parametreler, merkezi Gauss profilinin genişliğini ifade eden 1 katsayı ve uydu Gauss profillerinin yüksekliklerini ifade eden 10 adet katsayıdır)(bkz. Valenti vd. 1995). Böylece, her tayf gözlemi için bu yolla, her bölge için Doppler kayması değerleri ölçülür ve ortalaması alınarak tek bir dikine hız değeri elde edilmiş olur. Son olarak elde edilen dikine hızlar Güneş Sisteminin kütle merkezine, Hobbs vd.'nin (2006) hassas tekniği ile indirgenir.

3 RTT150 ve CET'in Dikine Hız Ölçümleri

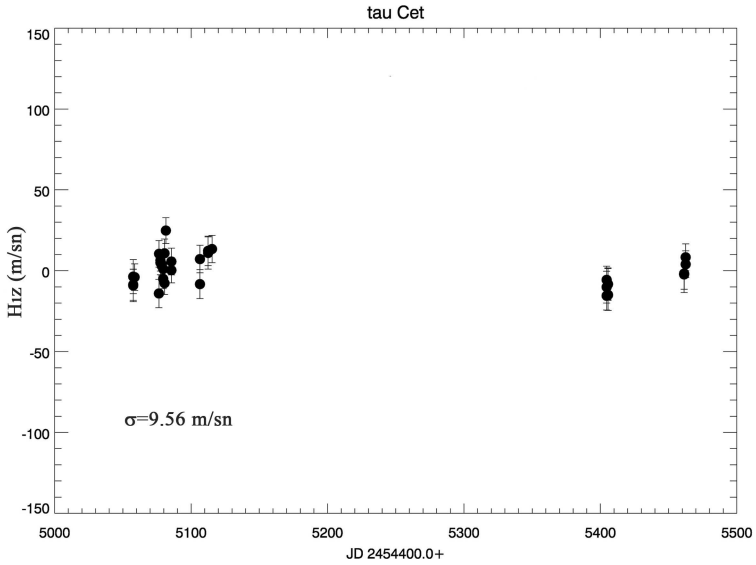
Bu çalışmanın amacı, bazı G-türü dev yıldızların TUG'da RTT150 teleskobu ve CET'ine yapılan I_2 hücresi eklentisini kullanarak hassas dikine hızlarını ölçmek ve bu yolla düşük kütleli yıldız-altı bileşenlerinin (gezegen ve/veya kahverengi cüce) varlığını ortaya koyabildiğimizi göstermektir. Bu amaçla 2007-2010 gözlem dönemleri için TUG'a gözlem projeleri önerildi ve bu projeler kapsamında bazı dikine hız standardı yıldızlar, gezegenlere sahip bazı yıldızlar, çevresinde gezegen aramak için seçilmiş bazı hedef yıldızlar ve I_2 referans tayfı için gerekli bazı hızlı dönen yıldızların yüksek çözünürlüklü (R $\sim 40000 - 55000$) tayfları elde edildi. Ayrıca dikine hız ölçümlerinin elde edilmesi için IDL[1] yazılım paketinin kendine özgü dili kullanılarak bir yazılım geliştirildi. Buna göre denklem 1'de verilen $\Delta\lambda$ Doppler kayması, k normalizasyon faktörü ve AP tayfçekerin aletsel profilin çoklu parametreleri en küçük kareler yöntemiyle bu yazılım ile elde edilmektedir.

Şekil 2 ve 3'te TUG'da I_2 soğurma hücresi ile gözlenen 51 Peg ve tau Cet yıldızlarının kendi özgün analiz kodumuz ile elde edilen hassas dikine hız sonuçları verildi. Şekil 4 ve 5'te ise B + I_2 soğurma hücresi ile eşzamanlı olarak elde edilen tayfların analizinden RTT150 ve CET için belirlenen aletsel profiller (AP) verildi.

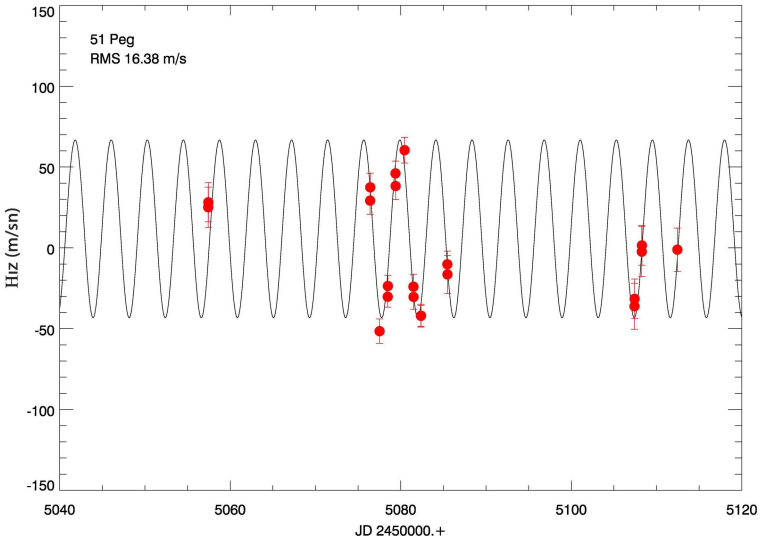
4 Tartışma ve Sonuç

Bu çalışmada, ülkemizde yeni bir araştırma alanı olarak ve Japonya, Rusya ve Türkiye'nin yer aldığı uluslararası bir işbirliği çerçevesinde TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nin (TUG) RTT150 teleskobuna bağlı CET'i ile ilk kez "hassas dikine hız ölçüm tekniği" ile gezegen arama çalışmaları başlatılmıştır. Birkaç m/s mertebesindeki hassas dikine hız ölçümlerine imkan tanıyacak I_2 soğurma hücresi proje ekibimiz tarafından üretilmiş ve RTT150 CET'ine entegre edilmiştir. Bu amaca yönelik olarak tayfçekerin alıcı çıkışında elde edilen yıldız+I_2 hücresinin bütünleşik tayfları için IDL yazılım paketinin kendine özgü dili kullanılarak bir yazılım geliştirilmiş ve modellenmiştir.

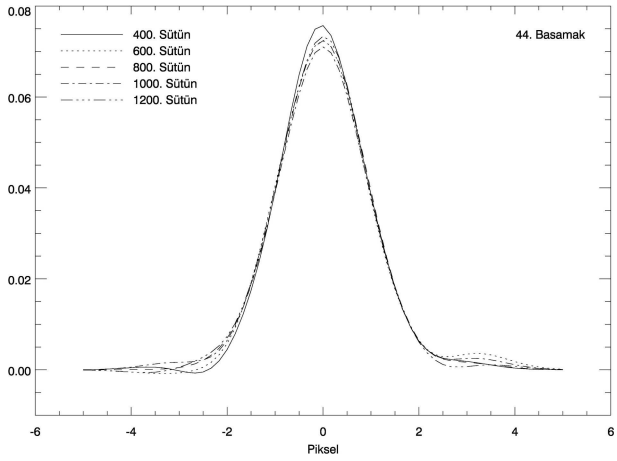
[1] http://www.ittvis.com/ProductServices/IDL.aspx



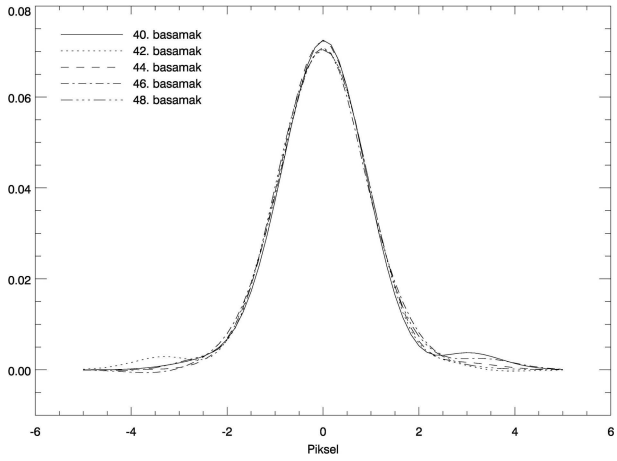
Şekil 2. Dikine hız standardı tau Cet için elde edilen dikine hız ölçümleri.



Şekil 3. Çevresinde bir gezegene sahip olduğu bilinen 51 Peg için elde edilen dikine hız ölçümleri. Sürekli eğri, Marcy vd. (1997) tarafından belirlenen yörünge çözüm parametreleri ile oluşturulan teorik dikine hız eğrisini göstermektedir.



Şekil 4. CET'i için elde edilen AP. Aynı eşel basamak için (44. basamak, merkezi dalgaboyu 5392.27 Å) AP'ler, dalgaboyuna yönünde kademeli olarak değişmektedir.



Şekil 5. CET'in farklı eşel basamakları için elde edilen AP'ler. AP'ler, benzer şekilde CCD üzerindeki konuma göre kademeli olarak değişmektedir.

Dikine hız standardı yıldızlar ve gezegene sahip yıldızların gözlemlerinden 10-20 m/sn dikine hız ölçüm hassasiyetine ulaşılmıştır. Bu limit hassasiyet yalnızca Güneş Sistemi dışı gezegen araştırmalarında değil aynı zamanda asterosismoloji alanında zayıf yıldız salınımlarının takibi ve yıldız atmosferlerindeki düşük genlikli hız alanlarının gözlemsel olarak algılanmasına da imkan verecektir.

Hızlı dönen B yıldızlarının I_2 soğurma hücresi ile eşzamanlı olarak elde edilen tayfların analizinden, RTT150 teleskobu ve Coude Eşel Tayfçeker'i için ilk kez aletsel profil değişimleri elde edilmiştir. Elde edilen AP'lerin biçimi tipik bir Gauss profili şeklindedir. AP'lerin yarı yükseklikteki tam genişlikleri (FWHM) CCD algılayıcısı üzerindeki konumuna bağlı olarak 2.0-2.8 piksel aralığında değiştiği anlaşılmıştır.Bu değişimin nedeni ise CCD algılayıcısı üzerine gelen ışığın yeğinlik dağılımındaki değişimlerinden kaynaklanmaktadır.

Projemiz, gezegen barındırması olası seçilmiş bazı G-türü dev yıldızların gözlemleri ile devam etmektedir. Projeden beklentimiz, birkaç başarılı gezegen keşfi ile çalışmamızın sonuçlanmasıdır.

Kaynaklar

Butler, R. P., Marcy, G. W., Williams, E., McCarthy, C., Dosanjh, P., Vogt, S. S.: Attaining Doppler Precision of 3 ms-1. PASP. **108** (1996) 500

Butler, R. P., Marcy, G. W.: A Planet Orbiting 47 Ursae Majoris. ApJ. **464** (1996) 153

Griffin, R.F., Griffin, R.E.: On the possibility of determining stellar radial velocities to 0.01 km/s. MNRAS. **162** (1973) 243–253

Hobbs, G. B., Edwards, R. T., Manchester, R. N.: TEMPO2, a new pulsar-timing package - I. MNRAS. **369** (2006) 655–672

Marcy, G. W., Butler, R. P.: Precision radial velocities with an iodine absorption cell. PASP. **104** (1992) 270–277

Marcy, G. W., Butler, R. P.: Planetary Companion to 70 Virginis. ApJ. **464** (1996) 147

Marcy, G. W., Butler, R. P., Williams, E., Bildsten, L., Graham, J. R., Ghez, A. M., Jernigan, J. G.: The Planet around 51 Pegasi. AJ. **481** (1997) 926

Mayor, M., Queloz, D.: A Jupiter-mass companion to a Solar-type star. Nature. **378** (1995) 355–359

Pagel, B.E.J.: Nucleosynthesis and Chemical Evolution of Galaxies. Cambrigde: Cambridge Univ. Press

S.O. Selam, M. Yılmaz, H. Izumiura, I. Bikmaev, V. Keskin, B. Sato, E. Kambe, K. Yakut: Güneş Sistemi Dışı Gezegen Araştırmaları ve Bu Alanda TUG'da İlk Adımlar. XVI. Ulusal Astronomi Kongresi Bildiri Kitabı, Ç.O.M.Ü. yayınları, no:**37**, (2008) 208

Sato, B., Kambe, E., Takeda, Y., Izumiura, H., Ando, H.: Development of Iodine Cells for the Subaru HDS and the Okayama HIDES: II. New Software for Precise Radial Velocity Measurements. PASJ . **54** (2002) 873-882

Valenti, J. A., Butler, R. P., Marcy, G. W.: Determining Spectrometer Instrumental Profiles Using FTS Reference Spectra. PASP. **107** (1995) 966

Elaboration of ERT5 Beam Pattern and Deconvolution

İsmail Yusifov[1⋆] and İbrahim Küçük[2]

[1] National Academy of Sciences of Azerbaijan, Institute of Physics, AZ-1143, AZERBAIJAN,ismail.yusifov@gmail.com
[2] Erciyes University, Dept. Astronomy and Space Sciences, 38039, Kayseri, TURKEY,kucuk@erciyes.edu.tr

Abstract In this paper we inform about the last stage of start and adjustment procedures of Turkish radio telescope ERT5. Here we report on the methods of observational data reduction and receiver calibration, more detailed estimation of the shape of antenna power pattern and the process of deconvolution of observational data. We also describe two (ground based and satellite) methods of antenna pattern measurements of ERT5 and their results. Beam estimations of ERT5 have been made for two frequencies (1.4 and 10 GHz) and the results are in good agreement with the theoretical estimations. We found that at the frequencies of 11 GHz ERT5 power pattern has the elliptic shape with the HPBW about $23'.5$ and $45'.7$. At the 1.4 GHz these values are correspondingly $160'$ and $225'$. Estimated beam efficiency of ERT5 is nearly 0.5. After precise beam estimations we performed 2D restoration of observed data with some methods of deconvolution (simple FFT, Lucy-Rychardson and maximum entropy (MEM)). Obtained results are in good agreement with each other and with other observations.

Key Words: Radio Astronomy, Radio Telescope, Telescope Calibration

1 Introduction

Converted from the 5m satellite antenna Erciyes University Educational Radio Telescope (ERT5) is the first working radio telescope in Turkey. The telescope was constructed by the financial support of Erciyes University Research Development Projects Department (Project No: FB. 03.12 and FB. 03. 18) and on the base of 5m satellite antenna which was presented by Turkish TELECOM.

Preliminary results of ERT5 calibrations can be found in: Yusifov et al. (2006), Yusifov et al. (2007), Yusifov and Küçük (2008). These measurements show (Yusifov et al. (2007)) that the antenna pattern of ERT5 has deformed circular (nearly elliptic) shape, which is the consequence of antenna deformation during the transportation. For this reason, in order to perform precise deconvolution we decided to perform precise estimation of the shape of power pattern of ERT5 by fitting it with 2D Gauss distribution which is described in this report.

⋆ ismail.yusifov@gmail.com

Antenna pattern measurements were made for both systems of receivers of ERT5: a wide band radiometer with central frequencies of $\nu_o = 10.5$ GHz and bandwidth $\Delta\nu = 1$ GHz and 1420 MHz HI receiver SC from Radio Astronomy Supplies (RAS). For the antenna pattern measurements we used ground based transmitter, which was located nearly 5 km from telescope and satellite TV transmitter from TURKSAT 1C.

The obtained results and conclusions are given at the end of the paper.

2 Measurement of ERT5 Antenna Pattern

Antenna Pattern of Radiation or simply Antenna Pattern (AP) of ERT5 have been measured by two methods: with the help of simple transmitter and with the geostationary satellite Turksat 1C. In the first case the transmitter with nearly 11 GHz central frequencies was placed on the top of hill which was located nearly 5 km distances from the ERT5. This distance is much far than the far field region of ERT5. Scanning the transmitter we obtain the inverted power pattern of ERT5. Then inverting it once more we obtain real AP of ERT5 which is shown with solid line in Fig. 1.

In the second case AP of ERT5 we obtain by scanning the satellite Turcsat 1C, which has the following azimuth and elevation: $168°.67$ and $44°.55N$ correspondingly in our geographic coordinates. Inverted results of these measurements are shown by solid line in Fig. 2.

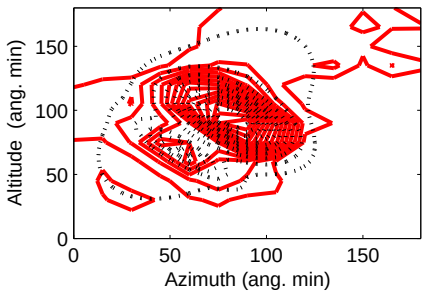


Figure 1. Observed (solid) and modeled (dotted) AP of ERT5 at 11 GHz obtained with the help of ground based transmitter

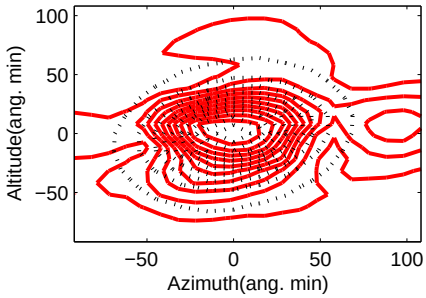


Figure 2. Observed (solid) and modeled (dotted) AP of ERT5 at 11GHz obtained by scanning the satellite Turksat 1C

3 Modeling and Canonization of ERT5 Antenna Pattern

As it is seen from Figures 1 and 2 cross-section of the beams have nearly elliptical shape. In order to compare obtained results with each others and to simplify

deconvolution process we modeled AP and fitted the observed patterns in Figures 1 and 2 with 2D Gauss surfaces. We modeled ERT5 AP with the sum of two or three 2D Gauss distribution which has the form

$$f(x,y) = \frac{1}{2\pi\sigma_x\sigma_y\sqrt{1-r_{xy}^2}} \exp\left\{-\frac{1}{2\sqrt{1-r_{xy}^2}}\left[A+B+C\right]\right\}, \qquad (1)$$

where

$$A = \frac{(x-m_x)^2}{\sigma_x^2}, \qquad B = \frac{2r_{xy}(x-m_x)(y-m_y)}{\sigma_x\sigma_y}, \qquad (2)$$

and

$$C = \frac{(y-m_y)^2}{\sigma_y^2}, \qquad r_{xy} = \frac{K_{xy}}{\sigma_x\sigma_y}. \qquad (3)$$

In these relations m_x and m_y are mean values, σ_x and σ_y are standard deviations of Gauss distributions. K_{xy} and r_{xy} is covariation and correlation coefficients correspondingly (Ventcel and Ovcharov 1988).

Cross-section of this 2D surface with the plane parallel to the $x0y$ plane is ellipse. Major axis of this ellipse form angles α with the $0x$ axis of coordinate system, which is evaluated by the relation:

$$\tan 2\alpha = 2r_{xy}\sigma_x\sigma_y/(\sigma_x^2-\sigma_y^2) \qquad (4)$$

When the symmetric axis of the ellipse coincide with the coordinate axis, ellipse equation will have symmetric (canonical) form:

$$(x'/\sigma_x')^2 + (y'/\sigma_y')^2 = b^2 \qquad (5)$$

where

$$(\sigma_x')^2 = \sigma_x^2\cos^2\alpha + r_{xy}\sigma_x\sigma_y\sin 2\alpha + \sigma_y^2\sin^2\alpha \qquad (6)$$

$$(\sigma_y')^2 = \sigma_x^2\sin^2\alpha - r_{xy}\sigma_x\sigma_y\sin 2\alpha + \sigma_y^2\cos^2\alpha \qquad (7)$$

and b is the parameter which is dependent on the distance of cutting plane from the $x0y$ plane (Ventcel and Ovcharov 1988). HPBW of ERT5 AP in one or another direction can be derived from the canonic elliptic form (5) with the help of following relations:

$$\theta_x' = 2\sigma_x'\sqrt{2\ln 2} \quad \text{and} \quad \theta_y' = 2\sigma_y'\sqrt{2\ln 2} \qquad (8)$$

4 Results of ERT5 AP Modeling at 11 GHz

In order to find the parameters of ERT5 power pattern in the frequencies 11 GHz observed patterns from Fig.1 and Fig.2 have been fitted with the sums of

two or three 2D Gauss distributions (1) and the results are shown by dotted lines in Figures 1 and 2.

From this fitting surfaces we can found AP parameters of ERT5 (HPBW in two directions (θ'_x, θ'_y) and inclination angle α of main symmetric axis of ellipse to $0x$ axis). For ground and satellite measurements correspondingly derived values are: $\theta'_{xg} = 46', \theta'_{yg} = 23', \alpha_g = -44^\circ$ and $\theta'_{xs} = 73', \theta'_{ys} = 57', \alpha_s = 36^\circ$. From these data are seen that obtained ERT5 HPBW from satellite measurements nearly 2-3 times more than the expected theoretical value $(1.02\lambda/D = 21')$. The reason of this may be observation of either double closely located satellites or projection of some extra solar sources in the direction of measurements and requires additional more precise measurements with other alone satellites in other times. For this reason in this stage we excluded satellite date from our considerations and ERT5 AP derived only ground based measurements (Fig. 1).

Numerical experiments of deconvolution with the simulated sources show that better results of map restorations may be obtained, if the ERT5 AP (Fig.1) is fitted with sum of two 2D Gauss surfaces. Final results of AP modeling are shown in Fig. 3 and Fig. 4. In Fig. 3 is shown 3D model of AP. Cross-section of ERT5 AP along major and minor ellipse axis are shown in Fig. 4. For the parameters of two functions (1) fitting ERT5 AP we obtain following values: $\sigma_{x1} = 19'.23; \sigma_{y1} = 10'.44; \alpha_1 = -44^\circ.42$ and $\sigma_{x2} = 41'.42; \sigma_{y2} = 62'.58; \alpha_2 = -34^\circ$. Main shape of ERT5 AP defines the first surface with parameters $(\sigma_{x1}; \sigma_{y1}; \alpha_1)$ and derived HPBW values have the following parameters: $\theta'_x = 46', \theta'_y = 23', \alpha = -44^\circ$. Finally, just this pattern was chosen for deconvolution of ERT5 observations.

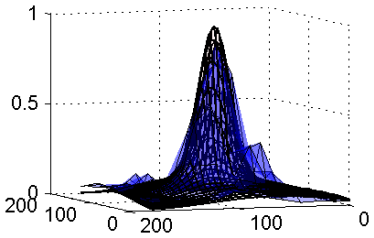


Figure 3. 3D view of observed (dark) and modeled (gray) AP of ERT5

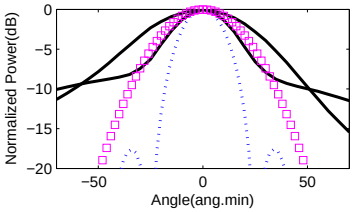


Figure 4. Comparison of theoretical and modeled AP of ERT5. Cross-section of AP along major and minor axis of ellipse shown by solid line. Theoretically expected shape is shown by dotted line. And expected profile for 2 m size antenna is shown by squares

5 AP Modeling of ERT5 at Frequencies 1.4 GHz

For the estimation of AP at frequencies 1.4 GHz we used the results of previous section and based on the next assumptions:

a) AP of ERT5 has nearly the same (elliptic) shape in these two frequencies (1.4 and 11 GHz);
b) orientation of symmetric axis of ellipsis in two frequencies is nearly same (nearly -44° relative $0x$ axis);
c) in previous section we found that at 11 GHz in the direction of minor axis of ellipse, HPBW of ERT5 is nearly equal to the theoretical value ($1.02\lambda/D = 21'$). We assume that at frequencies 1.4 GHz this relation is held also and in the direction of minor axis of ellipse, HPBW of ERT5 is nearly equal to the theoretical value ($1.02\lambda/D = 2^\circ.5$). This value is in agreement with HPBW estimation from Cyg A observation by ERT5 (Yusifov and Küçük (2008).
d) in previous section we found that at 11 GHz ratio of major to minor axis of ERT5 AP ellipse is 2. Until more precise estimations, here we accept compromised value nearly 1.5 for this ratio at 1.4 GHz and assume that HPBW of ERT5 along major axis of ellipse is nearly equal to $3^\circ.75$.

Constructed shapes of ERT5 AP on the base of these assumptions are shown in Fig.5. In future must be done precise estimation of ERT5 AP on the base of additional observations.

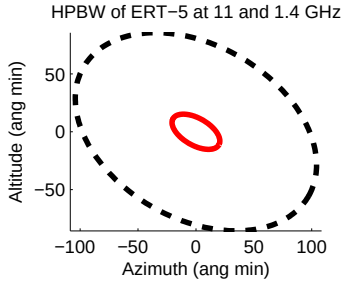


Figure 5. Comparative shapes ERT5 AP in two frequencies: 1.4 GHz (dashed line) and 11GHz (solid line)

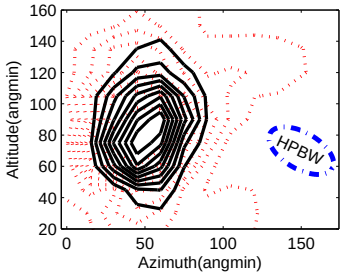


Figure 6. 11GHz map of Sun before (dotted) and after (solid) deconvolution

6 Deconvolution of Some Observational Data of ERT5

During the calibration period of ERT5 we performed preliminary observations of some celestial sources (Yusifov and Küçük (2008). In the results of observations we obtained blurred maps of the sources which are shown as dotted maps in

Figures 6, 7 and 8. In order to reveal fine details these maps must be deconvolved. For deconvolution of blurred maps or images radio astronomers applies various algorithms: CLEAN, MEM, Lucy-Richardson (L_R) etc. More detailed information on these algorithms can be found in: Högbom (1974), Cornwell and Evans (1985), Rohlf and Wilson (1996), Thompson et al. (2001) etc. Some times in low noisy systems with simple 2D Gaussian shaped AP for deconvolution successfully can be applied simple FFT method, also.

We carried out some numerical experiments of deconvolution of ERT5 observations with some of mentioned algorithms (namely MEM, L_R and simple FFT). In this stage of knowledge AP of ERT5, there were not great differences between deconvolved maps obtained by applying various algorithms and for deconvolution of ERT5 observations we used L_R algorithm. Obtained maps after deconvolution in Figures 6–8 is shown by solid line. In Figures 6 and 7 for deconvolution we used ERT5 AP which has been derived in section 5 and contours are shown by dash-dot lines. But in Fig. 8 we used 1.4 GHz AP of ET5 derived in section 6.

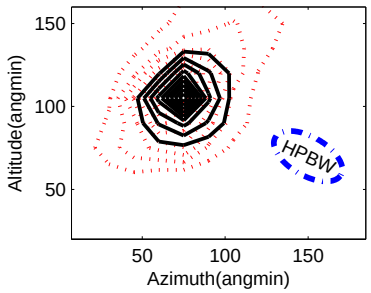


Figure 7. 11GHz map of Moon before (dotted) and after (solid) deconvolution

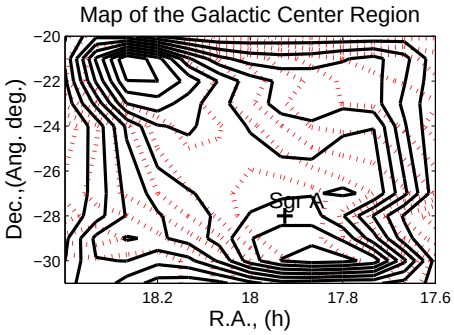


Figure 8. 1.4 GHz map of Sgr A region obtained by ERT5 before (dotted) and after (solid) deconvolution

From Fig. 8 is seen that in ERT5 observations although the galactic plane and bright sources are detected clearly, the map is very crude and fine details are absent. The main reason of this is the receiver instabilities and tracking system errors which were discussed in Yusifov and Küçük (2008).

7 Conclusions

In this paper the precise shape estimation of AP of ERT5 radio telescope is presented. It is shown that at 11GHz ERT5 AP has elliptic shape with minor and major diameters (at the half power intensity) nearly $23'$ and $46'$. At the 1.4 GHz ERT5 AP has the same shape and orientation with corresponding axis

nearly $160'$ and $225'$. Major axis of ellipse has the angle $-45°$ with respect of $0x$ axis or with the azimuth direction.

Naturally, that for the high quality radio astronomical observations ERT5 requires more stabile and high quality receiver. Additionally, in Yusifov and Küçük (2008) was shown that ERT5 tracking system has large residual errors. After overcoming these disadvantages, more precise estimations of AP parameters of ERT5 in future must be done.

However the results of present study generally are enough for draft deconvolution of observation results and the use of ERT5 for educational purposes and teaching principles of radio astronomy.

References

Burke R.F. and Graham-Smith F.: An Introduction to Radio Astronomy, Cambridge University Press, (2002).

Cornwell, T.J. and Evans, K.F.: A simple Maximum Entropy Deconvolution Algorithm, A & A, **143**, (1985), 77–83.

Högbom, J.: Aperture synthesis wiyh a non-regular distribution of interferometer baselines, Ap.J.Suppl.Ser.,**15**, (1974), 417–426.

RAS,: http://www.radioastronomysupplies.com/

Rohlf K. and Wilson T. L.: Tools of Radio Astronomy, Springer, (1996)

Thompson A. R., Moran J. M. & Swenson G. W. J.: Interferometry and Synthesis in Radio-astronomy, Wiley (Interscience), New York, (2001)

Ventcel E. S. and Ovcharov L. A.: Theory of Probability and Engineering Application of it, Moscow, "Nauka",(1988).

Yusifov İ., Küçük İ., Eyubov C., Mete M., Sabancı R., Parak H. and Yusifov A.: Technical Properties of ERT-5. XV National Astronomy Conference,Istanbul Culture University, Istanbul, Turkey, 28 August - 1 Sep. (2006) 939–946

Yusifov İ., Küçük İ., Sarıkaya M., Kürşad M., Avcı A., Sönmez T. N.: Calibrating Observations of ERT-5 Radio Telescope. Special Issue of Balkan Physics Letters, Proceedings of International Conference of TFD-24, İnönü University, Malatya, Turkey, 28 - 31 August. (2007) 789–793

Yusifov İ., Küçük İ.: Adjustment of Pointing and Tracking System of ERT-5 and Results of Some Bright Source Observations. Proceedings of VII Microquasar Workshop: Microquasars and Beyond, Foca, Turkey, (PoS(MQW7)079), http://pos.sissa.it/cgi-bin/reader/conf.cgi?confid=62, (2008)

XVII. Ulusal Astronomi Kongresi

Poster Sunumlar

VY Canis Majoris (Büyük Köpek Takımyıldızı)

AKIN Tamer*

Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi

Özet VY Canis Majoris, VY Canis Majoris veya kısa adıyla VY CMa, Büyük Köpek Takımyıldızı'nın içinde bulunan bir kızıl üstündev yıldızdır. Yarıçapı 2.100 güneş yarıçapı genişliğine varan bu yıldız bilinen en büyük yıldız olarak tanımlanmaktadır. Ayrıca aydınlatma gücü en yüksek yıldızlardan biri olan VY CMa, Dünya'dan yaklaşık 4.900 ışık yılı uzaktadır. Çift veya çoklu yıldız sistemlerinde bulunan çoğu yıldızın aksine, VY CMa tekil bir yıldızdır ve herhangi bir yıldızsal yoldaşı bulunmamaktadır. Bu yıldız yarıdüzenli değişen olarak kategorilendirilmiştir ve 2000 günlük bir yörünge süresi vardır.

* tamer_akn@hotmail.com

Yüksek Kütleli X-ışın Çiftlerindeki Nötron Yıldızlarının Kütlelerini Belirleme

ARABACI Mehtap Özbey*

Orta Doğu Teknik Üniversitesi

Özet X-ışını üreten yıldız sistemlerinin en kalabalık üyesi olan yüksek kütleli X-ışın çiftleri 8-10 Güneş kütleli, erken tip bir optik bileşen ve X-ışını üreten Nötron yıldızı ya da karadelik gibi yoldaşının etrafındaki bir yörüngede hareket eden yoğun bir kaynaktan oluşmaktadır. Evrimsel durumlarına göre bu çift sistemler iki ana gruba ayrılmaktadır: Çok yüksek kütleli X-ışın çiftleri (optik bileşen Roche lobunu doldurmuş ve Nötron yıldızına madde aktarmaktadır) ve Be/X-ışın sistemleri (optik bileşeni Be yıldızı olan, henüz Roche lobu doldurmamış bir optik bileşen ve Nötron yıldızından oluşur.)Bu çalışmada ESO Çok Büyük Teleskobun (VLT) yüksek spektral çözünürlüklü mor ve mor ötesi bantta çalışan eşel tayfçekeri UVES (Ultra-violet and Visible Echelle Spectrograph) ile alınmış bazı çok yüksek kütleli X-ışın çiftlerinin optik bileşenlerinin analizi yer almaktadır. Bu çalışmada ki asıl amaç sinyal-zaman analizi yapılarak yörünge parametrelerine ulasılan X-ışın pulsarının, optik bileşene ait (örneğin bir OB süperdev yıldızı) radyal-hız eğrilerinin yardımıyla kütlesine ulaşmaktır.

* mpersei@gmail.com

SLOAN 7. Veri Sürümü Işığında AGN'lerin Dağılımı

ATEŞ Alper K⋆ ve KILINÇ Can Battal

Ege Üniversitesi

Özet Tipik bir AGN 10^{46} erg/sn enerji üretebilir. Bu sayede AGN'ler $z \leq 6$ gibi çok uzak mesafelerden bile modern teleskoplarla tespit edilebilir. Yüksek mesafelerden dolayı gözlenebilen AGN'lerin çoğu nokta kaynaktır. SLOAN Digital Sky Survey, kalabalık yıldız alanlarında AGN'lerin tanınmasında büyük ilerleme sağlamış ve 7. veri sürümünde güvenilir fotometrik veriye sahip 150bin AGN tespit etmiştir. AGN'lerin dağılımı evrenin büyük ölçekte geometrisi, madde dağılımındaki eşitsizlikler gibi konularda değerli ip uçları sunmaktadır. Çalışmamızda SDSS 7. veri sürümünde listelenen 150bin AGN'in uzaysal dağılımları incelenmiş, 3 boyutlu dağılım haritası hazırlanmış, AGN dağılımının yönlere bağlı olup olmadığı incelenmiştir. Literatürde "redshift quantisation" olarak geçen büyük ölçekte gökada dağılımı halen önemli bir tartışma konusudur.

⋆ aka.alper@gmail.com

Planetaryumlarda Etkin Sunum Teknikleri ve Program Geliştirilmesi

ATEŞ Alper K⋆ ve PARMAK Burcu

İzmir Özel Türk Koleji

Özet Ülkemizde sayıları hızla artmakta olan planetaryumlar gökbilimin topluma anlatılmasında gittikçe artan bir rol oynamaktadır. Planetaryumlarda yapılan sunumların başarılı olabilmesi için farklı yaş gruplarına uygun programların geliştirilmesi, sürekli güncellenen eğitsel tekniklerin uygulanması gerekmektedir. Etkin bir planetaryum sunumunda akademik bilgi, konuya uygun görseller ve müziklerin ne şekilde birleştirileceği pek çok deneme ve yanılma gerektiren uzun bir uğraştır. İzmir Özel Türk Koleji Gezegenevinde 30bini aşkın ziyaretçiden alınan geri dönüşler yardımıyla hangi konuların ne sırayla ve ne şekilde anlatılacağı konusunda değerli dersler edinilmiştir. Gökbilim konusunda ilk heyecan verici deneyimi yaşayacak olan çocuklara planetaryumda geçirecekleri kısa sürede bilginin sıkmadan, eğlenceli şekilde verilmesi onların ileride bilime bakışını etkileyecektir.

⋆ aka.alper@gmail.com

Örten Çift Yıldızlardan TT And ve RR Dra Sistemlerindeki Üçüncü Cisim Etkisi

BEDEL Tülin*, ÇİÇEK Caner ve BULUT Ahmet

Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi

Özet Bu çalışmada örten çift yıldız sistemlerinden ikisi olan TT And (P=2.765 gün) ve RR Dra (P=2.831 gün) sistemlerindeki 3. cisim etkisi incelenmiştir. Literatür araştırması yapılarak sistemlere ait minimum zamanları toplanmış ve sistemlerin O-C eğrileri çizdirilerek analiz edilmiştir. Analiz için Pribulla(2003) tarafından yazılan 3T programı kullanılmıştır. Analiz sonucunda sistemlerin 3. cisme ait parametreleri elde edilmiştir. TT And ve RR Dra sistemlerindeki 3. cismin periyodu, sırasıyla 74.34+/-1.4 yıl ve 83.77+/-1.13 yıl olarak bulunmuştur.

* tulinbedel@gmail.com

Hipparcos Uydusu'nun Dünü, Bugünü, Yarını ...

BORA Özge (AVCIL)*

İstanbul Üniversitesi

Özet 1989 yılında astrometri uydusu olarak uzaya gönderilen Hipparcos, fotometrik çalışmalarda da kullanılmak üzere veri sağlamıştır. 200000 yıldız hakkında bilgi depolayarak ömrünün sonuna yaklaşan Hipparcos'un açtığı yolu, yeni dönem uzay teleskobu GAIA izleyecek.

* ozgeabora@gmail.com

BATMAN'DA ASTRONOMİ ÇALIŞMALARI

BORA Özge (AVCIL)*

Batman Doğa Koleji

Özet 2009 Dünya Astronomi Yılı'nın heyecanı ile birlikte 2009-2010 eğitim öğretim yılı başında Batman Doğa Astronomi Kulübü kuruldu. Eş zamanlı olarak 10-11-12. sınıflarda Astronomi ve Uzay Bilimleri dersi, Milli Eğitim müfredatına uygun olarak işlenmeye başladı. Anasınıfı öğrencilerine uzayla ilgili etkinlikler yaptırılırken, SBS grubu 7. ve 8. sınıf öğrencilerine Fen Bilgisi dersinin son ünitesi olan Uzay Araştırmaları ile ilgi seminerler verildi. Batman merkezindeki pilot okullarda yapılan çalışmalar medyanın da ilgisini çekti.

* ozgeabora@gmail.com

X-ray Galaxies from Aquarius Supercluster

Mustafa Bozkurt[1⋆], Murat Hüdaverdi[2], Arzu Mert[1], Füsun Limboz[3], Metin Arık[1] and Akihiro Furuzawa[4]

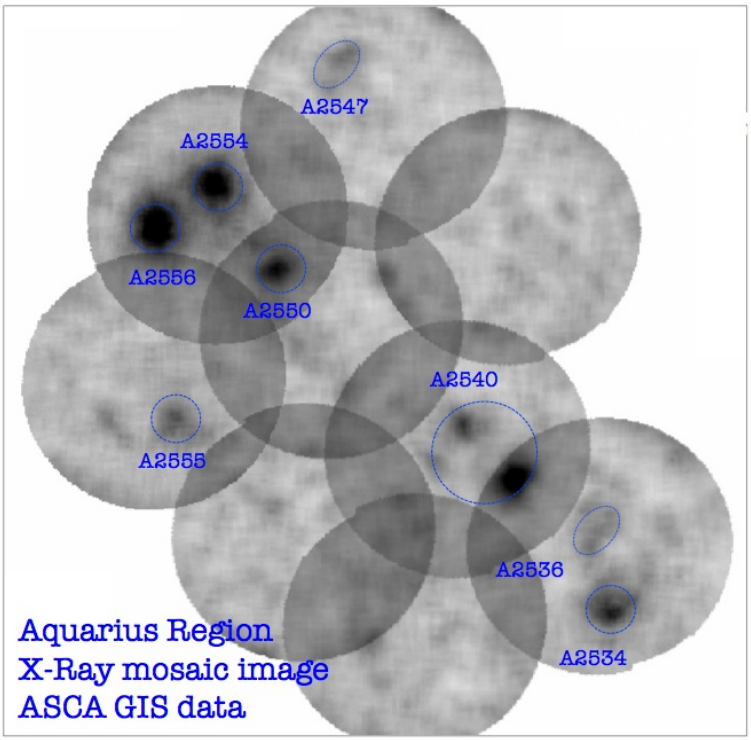
[1] Boğaziçi University, Physics Department, 34342, Istanbul, Turkey
[2] TÜBİTAK Space Technologies Research Institute, METU Campus, 06531, Ankara, Turkey
[3] Istanbul University, Astronomy & Space Science Department, 34119, Istanbul, Turkey
[4] Nagoya University, Division of Particle & Astrophysical Science, 464-8602, Furu-cho, Chikusa, Nagoya, Japan

Özet We present the analysis results of ASCA and Chandra observations of 30 X-ray point sources from the Aquarius supercluster core. As being one of the highest concentrations of rich clusters, Aquarius offers an intense physical environment for galaxies. Here we focus on three of the clusters from the Aquarius central region: A2534, A2550, and A2556. All the detected pointed sources have optical counterparts (except 2 sources). The central bright galaxies are observed to be strong radio emitters. The X-ray spectral properties are studied and compared with field-galaxies. The enhanced X-ray emission from the sources is explained by ICM galaxy interaction in the high density cluster outskirts.

1 Introduction

Until the year 2000, Japanese satellite ASCA provided deep and sharp images of the X-ray sky. It allowed us, understand the ambiguous nature of X-ray emitting sources. For the last decade, Chandra's great sensitivity allows us to detect many X-ray emitters in the field besides the main target. In our recent projects of TÜBİTAK 109T092 and 108T0226 we aim to inspect cluster like structures and their mutual interactions in high-dense cosmic territories, namely superclusters of galaxies. Supercluster Candidate-100 (SCC100) also known as Aquarius, one of the intersection sites of the cosmic filaments in the nearby universe. About 10 clusters locate at Aquarius region. First systematic observations are performed by ASCA. Figure1 shows superposed mosaic images of GIS detector of ASCA in 0.5-2 keV soft energy band. In this work we have used high resolution Chandra ACIS data in order to study point like X-ray sources from the field. Three clusters (A2534, A2550, and A2556) from Aquarius core are analyzed for ACIS data. Heasoft 6.9 and xselect 2.4 version is used for cleaning and filtering of raw GIS detector event files. For Chandra data we used CIAO 4.2 version. In the following

⋆ mustafa.bozkurt@boun.edu.tr



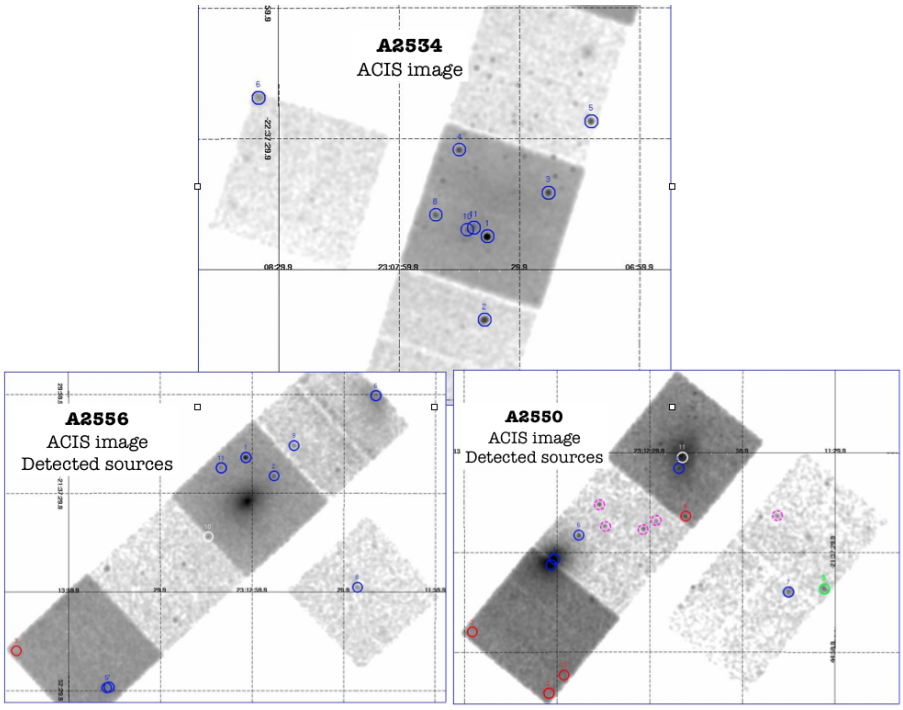
Şekil 1. ASCA mosaic image of Aquarius Supercluster.

sections, the physical properties of these sources is discussed. We assume a flat universe throughout the work.

2 Observations and Data Analysis

Aquarius supercluster region is well studied in optical band, but lack of complete results in X-rays. Thus, this work emphasizes X-ray properties of the region. Aquarius was systematically observed with ASCA around the year 2000. Here we have selected 3 observations with exposure >20ksec with GIS detector, because it has a larger field of view than SIS. Chandra observations of A2550, A2554 and A2556 are 59.8 ksec, 20.1 ksec and 20.1 ksec, respectively. Figure2 displays soft-band [0.3-8 keV] ACIS images of clusters. The wavdetect (CIAO) source detection algorithm is implemented to 0.3-8 keV band images. Considering the chip locations, variation in background level we have picked the points as X-ray AGNs with significance of 4σ. This selection criteria resulted 30 point like sources in total. Figure2 displays the location of the detected sources all over the ACIS chips. The difference of light sensitivity of BI (back-illuminated) and FI (front-

illuminated) chips are clearly evident from the images. The geometrical shapes and rotational angles are due to chip-gaps and viewing angle of ACIS detectors to the clusters. Spectral properties were further analyzed with XSPEC, version 12.6.0 software. The source counts were extracted within 30″ circular regions, and background counts are from 45″-60″ annular regions centered at the same X-ray peak. The response and ancillary files were created by *mkacisrmf* and *mkwarf* algorithm. The spectral properties were studied with single power-law model. The best fitted parameters are listed at the table below. The interstellar thermal and possible active nuclei properties are studied. The extracted counts are grouped into smaller bins (∼20 counts per channel) for definite spectral fit.

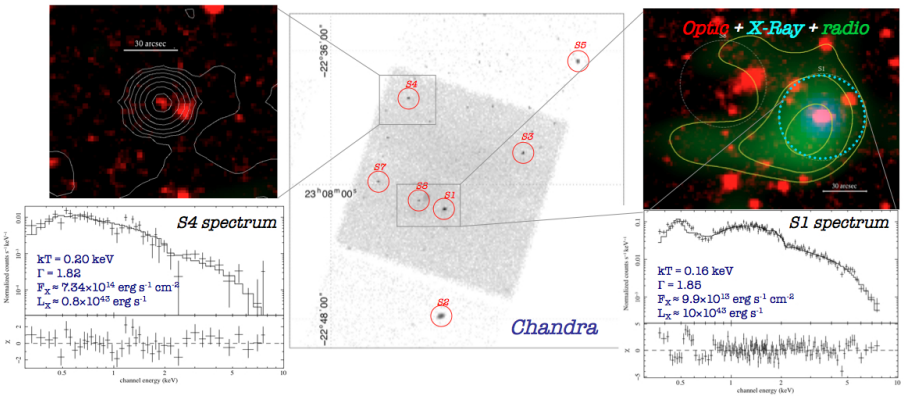


Şekil 2. Chandra - ACIS detector images of A2556, A2554, A2550 and the locations of the detected 30 point-like structures.

2.1 A2554 central region

In this section, we emphasize the spectral analysis results of A2554 central ACIS chip. These spectral properties are studied with meka+powerlaw model. Meka model is selected to describe interstellar thermal plasma. The power-law is representing the central emission from active nuclei. The best fit parameters and

90%error range values are listed at the Table4 below. Figure-3 shows the A2554 image, with spectra of two sources; #1 (cD galaxy) and #4 from ACIS chip corner. The binary #1 and #8 locate at the very center, #1 is bright in radio-band as it is seen in green in the figure-3. Considering F_X values, the source population seems to be a blend of LMXBs and AGNs. Our limited survey results suggest that active galaxies are crowded in cluster fields. The authors acknowledge the support of TÜBİTAK Scientific Projects #108T226 and #109T092. The readers are referred to proceeding ID#105 and ID#114 of this volume (Hudaverdi et al., 2010a, 2010b) for a detailed information about clusters and member galaxies.



Şekil 3. J141649.4+522531 spectral fit of XMM-*Newton* (*left*) and Chandra (*right*)

	α (2000)	δ (2000)	redshift	kT_e(keV)	Photon Index	F_X(erg s^{-1} cm^{-2})	L_X(erg s^{-1})	χ^2/dof
S1	23:07:37.9	-22:43:05.76	0.191325	0.16±0.03	1.85±0.07	9.92 E-13	9.970×10^{43}	248/140 = 1.77
S2	23:07:38.6	-22:47:52.56	...	$0.18^{+0.99}_{-0.17}$	$1.85^{+0.20}_{-0.15}$	2.29 E-13	2.576×10^{43}	70/61 = 1.14
S3	23:07:22.7	-22:40:34.68	0.203577	$0.07^{+0.14}_{-0.04}$	$1.82^{+0.16}_{-0.11}$	7.23 E-14	0.839×10^{43}	58/50 = 1.16
S4	23:07:44.9	-22:38:08.42	...	$0.20^{+0.19}_{-0.13}$	$1.82^{+0.15}_{-0.13}$	7.34 E-14	0.793×10^{43}	147/149 = 0.99
S5	23:07:12.0	-22:36:28.77	no obj.	$0.03^{+0.04}_{-0.03}$	$2.01^{+0.32}_{-0.25}$	1.94 E-13	2.135×10^{43}	78/80 = 0.97
S6	23:08:34.9	-22:35:07.40	no obj.	0.5	$2.13^{+0.21}_{-0.19}$	1.12 E-13	1.236×10^{43}	24/27 = 0.88
S7	23:07:50.7	-22:41:51.36	...	...	$2.35^{+0.19}_{-0.04}$	1.01 E-14	0.124×10^{43}	26/26 = 1.01
S8	23:07:42.9	-22:42:43.02	0.203397	$0.84^{+0.66}_{-0.56}$	$2.14^{+0.19}_{-0.04}$	4.78 E-14	0.601×10^{43}	136/144 = 0.94

Şekil 4. The spectral best fit parameters of 8 sources from A2554.

Kaynaklar

Hudaverdi M, et al. 2010, Presentation ID#105, **UAK-2010** Proceeding Book
Hudaverdi M, et al. 2010, Presentation ID#114, **UAK-2010** Proceeding Book

41 Cyg'de Mikrotürbülansın Derinlik Bağlılığının Araştırılması

Betül Civelekler

İstanbul Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, İstanbul

Özet 41 Cyg (F5Ib) yıldızında mikrotürbülans hız değerinin atmosferde derinlikle değişip değişmediğini araştırmak amacıyla uygun profillerinden Fourier dönüşümü yöntemi ile mikrotürbülans hız değerleri ve bu çizgilerin ortalama oluşum derinlikleri hesaplanmıştır. Elde edilen hız değerlerinin ortalama çizgi oluşum derinlikleri ile olan ilişkisine bakılarak, 41 Cyg yıldızı için mikrotürbülansın, atmosfer boyunca derinlikle arttığı şeklinde yorumlanabilecek sonuçlar elde edilmiştir.

1 Yöntem

Mikrotürbülans, karakteristik büyüklüğü fotonun ortalama serbest yolundan daha küçük olan türbülant yapıların hareketidir. Geleneksel bolluk analizi çalışmalarında bir yan ürün olarak elde edilen mikrotürbülans hız, bir elementin farklı iyonizasyon hallerinden tek bir element bolluğu elde edebilmek için termal hız alanına ek bir hız olarak kullanılır ve atmosfer boyunca sabit olduğu kabul edilir. Ancak mikrotürbülansın derinlikle değişiyor olabileceğine dair litaratürde bazı çalışmalar (Wright 1946,1947,Wright and Dien 1949,Parsons 1967,Wolf 1971,Takeda 1992) mevcuttur.

Mikrotürbülans, çizgi profili üzerine hakim olan üç genişleme mekanizmasından (mikrotürbülans, makrotürbülans ve rotasyon) biridir.

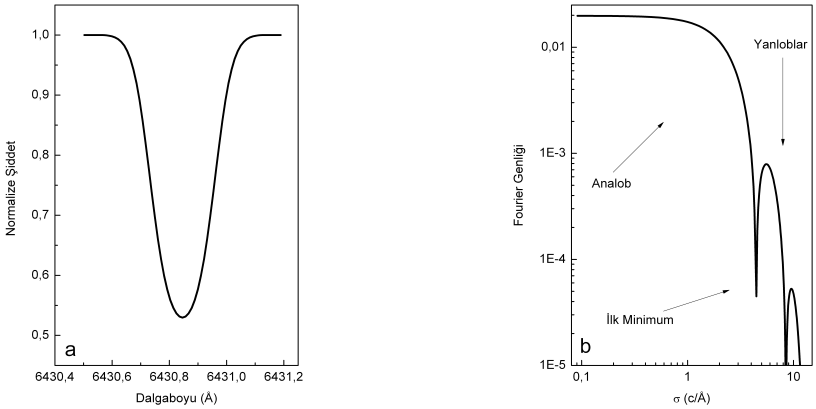
Genel anlamıyla Fourier dönüşümü,bir profilin eğrilik spektrumudur. Mikrotürbülans sebebi ile çizgi profilindeki kutusal görünüm, Fourier dönüşümünde kendini yanlobların güçlenmesi şeklinde gösterir.

Fourier analizi yöntemi ile mikrotürbülans tayini (Gray 1973) aletsel profil etkisinden arındırılmış gözlemsel profilin Fouirer dönüşümü f'(σ) karşılaştırılarak yapılır.

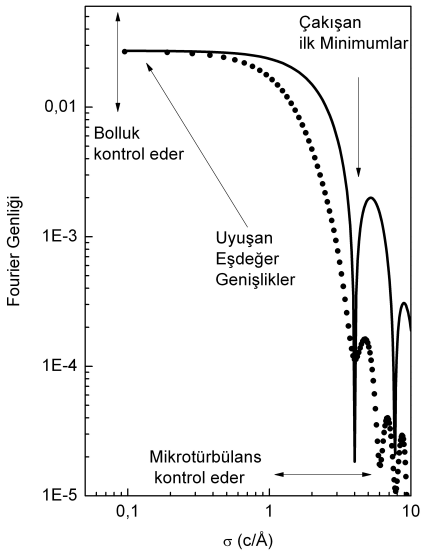
Karşılaştırma yapılırken aşağıdaki üç şartın sağlanması gerekir:

1. f(σ)'nın ile minimumu, f'(σ) nın ilk minimumu ile aynı frekansta olmalıdır.
2. f(σ) ve f'(σ) nın $\sigma = 0$ da ordinat eksenleri aynı değerde olmalıdır.
3. (σ) nın genliği her zaman tüm frekanslarda f'(σ) nın genliğinden büyük ya da ona eşit olmalıdır.

Çalışmada kullanılan spektrum Dominion Astrofizik Gözlemevi'nde ki 1.22 metrelik Coude teleskopu ile alınmıştır. R = 72000 , S/N = 200-800



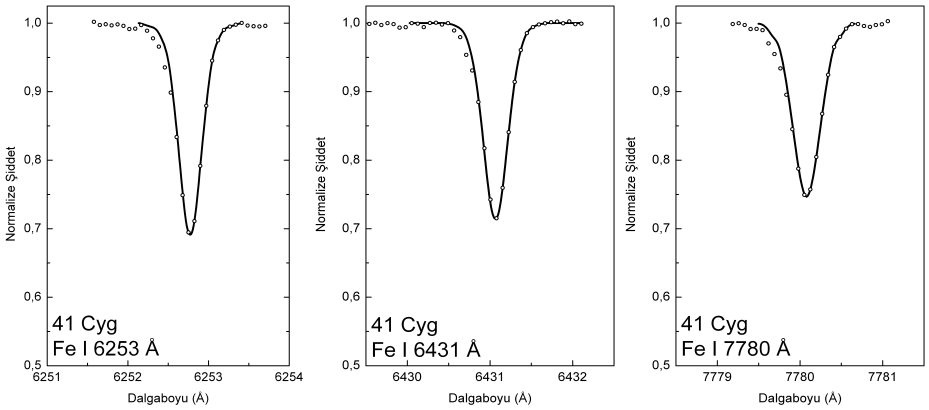
Şekil 1.



Şekil 2. Sentetik termal profil (–) ve gözlemsel profilin (.) karşılaştırılması

Fourier analizi için seçilen çizgilerin sentetik profillerini oluşturmak için gerekli olan model atmosferler ATLAS9 model atmosfer programı ile, sentetik profiller SYNTHE sentetik spektrum programı ile oluşturuldu.
Çizgi oluşum derinliklerinin hesabında WIDTH9 programı kullanıldı.

2 Analiz İçin Seçilen Çizgi Profillerinden Bazıları



Şekil 3.

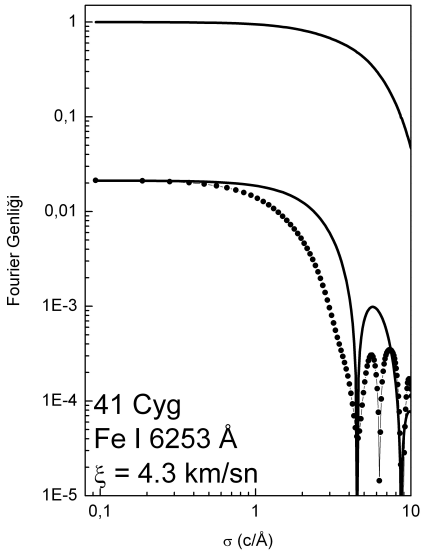
3 Seçilen Çizgi Profillerinin Mikrotürbülans Hızlarının Tayini

Karşılaştırma yapılırken sentetik termal profilin keyfi olarak ayarlanmış bolluk değerine karşılık farklı mikrotürbülans hızları denenerek sentetik ve gözlemsel profillerin Fourier dönüşümleri için bahsedilen üç şarta uygun olacak şekilde çakışmalar sağlandı. İlk minimumların çakıştığı sentetik spektruma ait milrotürbülans değeri, çizginin mikrotürbülans değeri olarak alınmıştır.

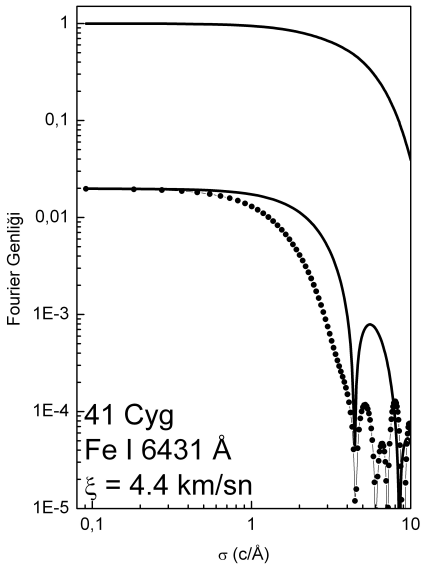
4 Sonuç

4.1 41 Cyg Yıldızının Atmosferinde Mikrotürbülansın Derinlik Bağlılığı

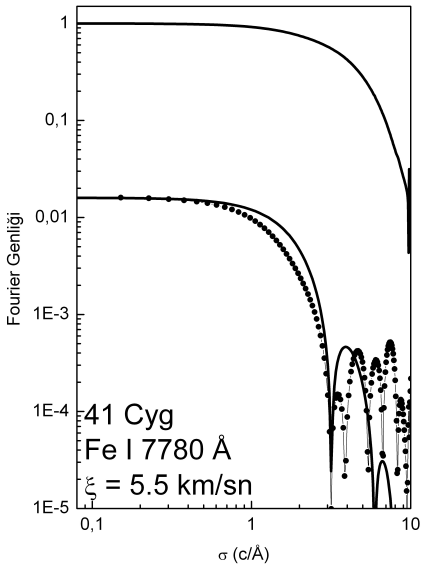
Şekilden atmosferde mikrotürbülans hızında bir artış olduğu gözlenmektedir. İncelenebilen çizgi sayısının azlığı sebebi ile bu ilişkinin şekli hakkında kesin bir şey söylemek mümkün olmamakla birlikte bulgular yıldız atmosferinde



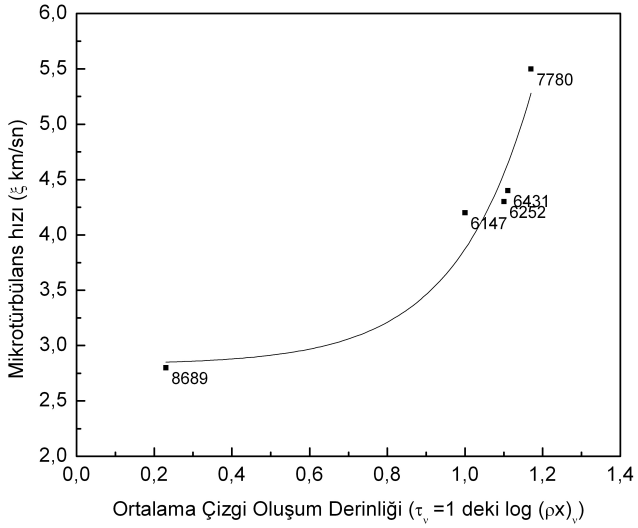
Şekil 4. f'(σ) $\rightarrow$ (.) ile, f(σ) $\rightarrow$ (–) ile, aletsel profilin Fourier dönüşümü $\rightarrow$ (–.–) ile gösterilmiştir.



Şekil 5. f'(σ) $\rightarrow$ (.) ile, f(σ) $\rightarrow$ (–) ile, aletsel profilin Fourier dönüşümü $\rightarrow$ (–.–) ile gösterilmiştir.



Şekil 6. f'(σ) $\rightarrow$ (.) ile, f(σ) $\rightarrow$ (–) ile, aletsel profilin Fourier dönüşümü $\rightarrow$ (–.–) ile gösterilmiştir.



Şekil 7.

mikrotürbülans hızının derinlikle artan bir şekilde arttığını düşündürmektedir.
Profillerden elde edilen mikrotürbülans değerleri, mikrotürbülansın atmosfer boyunca sabit olduğunu varsayan çalışmalardaki (Gray et al. 2001, ξ =4.4 km/sn ve Adelman et al. 2008, ξ = 2.8 km/sn) değeri kapsamaktadır.

Kaynaklar

Wright, K. O. : Curves of Growth for Neutral and Ionized Atoms in the Spectrum of Alpha Persei. JRASC **40** (1946) 183
Wright, K. O. : Curves of Growth for Stars of Class F Determined from Lines of Neutral Iron. JRASC **41** (1947) 49
Wright, K. O., E van Dien : The Spectrum of Epsilon Aurigae. JRASC **43** (1949) 15
Parsons, S. B. : A Fine Analysis of Two Yellow Supergiants I. Preliminary Results. ApJ **150** (1967) 263
Wolf, B. : The Atmosphere of the A0Ib Supergiant η Leonis. A&A **10** (1971) 383
Takeda, Y. : Spectroscopic Study of Microturbulence in the Atmosphere of Arcturus . A&A **253** (1992) 487
Gray, D. F. : On the Existence of Classical Microturbulence. ApJ **184** (1973) 461
Gray, R. O., et. al : The Physical Basis of Luminosity Classification in the Late A,F and Early G Type Stars. II. Basic Parameters of Program Stars and The Role of Microturbulence. AJ **121** (2001) 2159
Adelman, S. J., et. al : Elementel Abundance Analyses with DAO Spectrograms: XXXI. The Early F Supergiants ν Her (F2II) and 41 Cyg(F5Ib-II). AN **No. 1,4** (2008) 329

İstanbul Üniversitesi Gözlemevi Verileriyle 22. ve 23. Güneş Leke Çevrimlerinin Karşılaştırmalı Analizi

Hikmet Çakmak*, Mevlânâ Başal, Nurol Al Erdoğan ve Asuman Gültekin

İstanbul Üniversitesi Gözlemevi 34119 Üniversite, Beyazıt / İSTANBUL

Özet Çalışmamızda, Güneş fotosferinin 25 cm çaplı izdüşüm görüntüsü üzerinde, İstanbul Üniversitesi Gözlemevi'nin 13 cm açıklıklı ve 200 cm odak uzaklıklı refraktörü aracılığıyla yapılan günlük Güneş leke çizimi verileri bazında 22. ve 23. Güneş leke çevrimleri karşılaştırılmıştır. Bu karşılaştırmalı analizde rölatif sayının çevrimlere göre değişimi, lekelerin yarıküresel dağılımı (lekesel kuzey-güney asimetrisi), çevrimlerin çift hörgüçlülüğü, çevrim peryotları ve genlikleri, çıkış ve iniş kollarının özellikleri ve kelebek diyagramları gibi hususlar üzerinde durulmuştur.

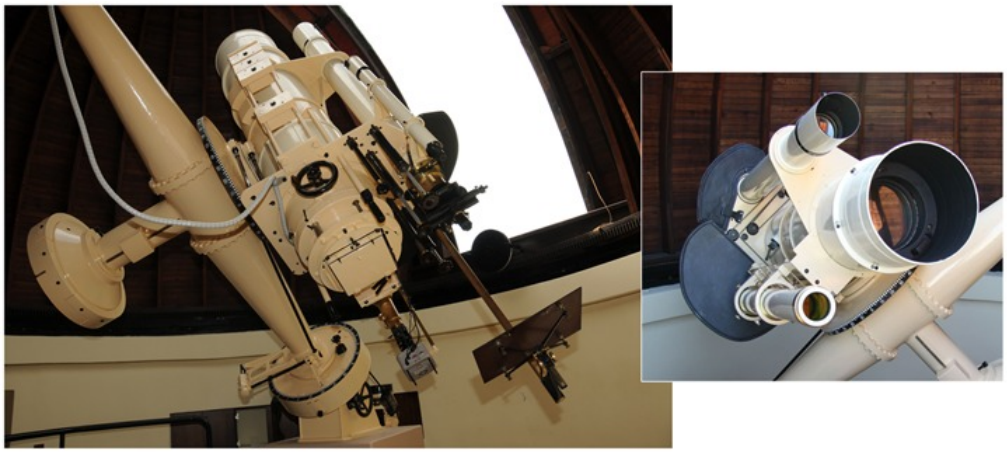
1 Giriş

İstanbul Üniversitesi Gözlemevi'nde düzenli olarak 1951 yılından bu yana fotosfer, 1956 yılından bu yana ise kromosfer gözlemleri yapılmaktadır. 130/2000 mm refraktör ile yapılan fotosfer gözlemlerinde, Güneş'in 25 cm çaplı izdüşüm görüntüsü üzerinden, Güneş lekeleri ve meşale alanları çizilmektedir. 120/2320 mm refraktörle elde edilen 21 mm çaplı odak görüntüsü üzerinden yapılan kromosfer gözlemlerinde ise Hα parlamaları, plaj alanları, filamentler ve protüberanslar gözlenmektedir. Güneş gözlemlerinde kullanılan bu iki refraktör 300/1500 mm özelliklerinde bir astrografa bağlıdır (Şekil 1).

2 Çevrim Verilerinin Elde Edilmesi

Çalışmamıza konu olan 1985-2007 aralığına ait 22. ve 23. Güneş Leke Çevrimi verileri, İstanbul Üniversitesi Gözlemevi rasıtlarının hazırladıkları ve İstanbul Üniversitesi Fen Fakültesi Matematik, Astronomi ve Fizik Dergisi'nde yayınladıkları yıllık değerlendirme raporlarından elde edilmiştir (Aliş, 2008; Başal ve Güver, 2008; Bilir ve Sırma, 1996; Çay ve Hamami, 2000; Esenoğlu, 1992; Esenoğlu, 2006; Esenoğlu, 2008; Gülseçen, 2008; Güngör, 1993; Güver, 2008a; Güver, 2008b; Güver ve Güver, 2008; Hamami ve Çay, 1998; H. Çay ve Çay, 2008a; H. Çay ve Çay, 2008b; Karataş, 1995; Kılçık, 2001; Kılçık ve Al, 2001; Menteşe, 1988; Menteşe, 1989; Ökten, 1987; Özışık, 1990; Sırma ve Bilir, 1998).

* hcakmak@istanbul.edu.tr



Şekil 1. Çalışmamızda kullanılan verilerin elde edildiği gözlem aletleri.

Veriler Excel dosyaları halinde derlenmiş, bu amaçla yazılan bir bilgisayar programı vasıtasıyla kuzey ve güney yarıküredeki Güneş leke grupları günlük bazda ayrılmıştır. Ardından yarıküresel ortalama rölatif sayılar günlük ve aylık olarak yine aynı program yardımıyla hesaplanmışlardır.

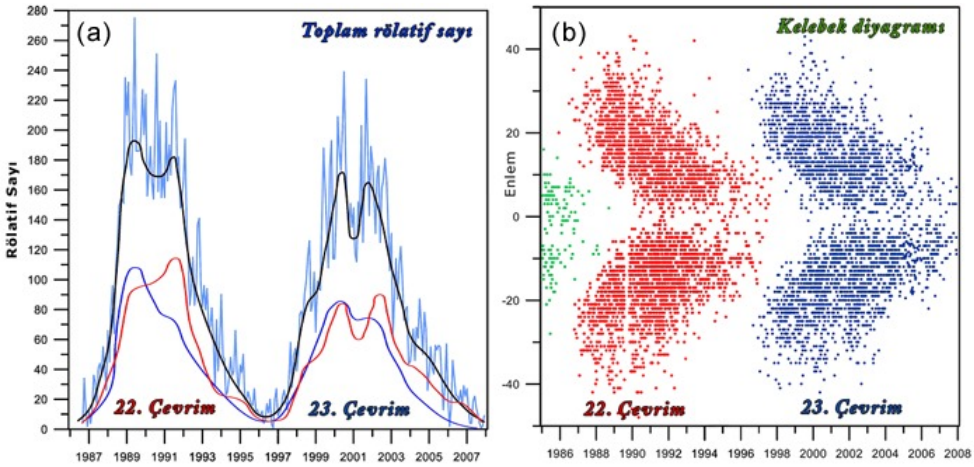
3 Çevrimlerin Genel Özellikleri

Güneş leke gruplarının yarıküresel dağılımlarındaki farklılıklar kelebek diyagramlarında ilk bakışta dikkati çekecek kadar barizdir. Özellikle 2005-2008 aralığını kapsayan son 3 yıllık gidişatıyla, 23. Çevrim de belirgin kuzey-güney asimetrisi gösteren çevrimlerden biridir. Aylık ortalama rölatif sayılar üzerinden her iki çevrim de bariz bir çift hörgüçlü yapı sergilemektedir (Şekil 2a). Bu yapı 23. Çevrim'de çok daha belirgindir. 22. Çevrim'in 23. Çevrim'den daha şiddetli ama daha kısa olması karşılaştırmalı bir başka sonuçtur.

Aylık ortalama rölatif sayılar kuzey ve güney yarıkürelerde farklı bir gelişim göstermektedirler. Çift hörgüçlü yapı her iki yarıkürede de görülmekle beraber, bu durum güney yarıkürede çok daha barizdir (Şekil 2a). Her iki çevrimde de dikkati çeken bir başka önemli husus, kuzeyde birinci, güneyde ise ikinci hörgüçlerin daha şiddetli olmalarıdır. Aynı zamanda kuzey yarıkürelerin güney yarıkürelerden daha önce maksimuma ulaştıkları anlamına gelen bu durum, yarıküreler arasında bir faz farkının varlığına işaretle, 23. Çevrim örneğinde açıkça görülen kuzey-güney asimetrilerinin sebebi olarak özellikle kayda değerdir.

4 Sonuçlar

Her iki çevrim beraber dikkate alındığında şu özellikler belirgin olarak gözlenmektedir.



Şekil 2. (a) Aylık ortalama rölatif sayılarının genel gidişatı ve kuzey (mavi), güneye (kırmızı) ait aylık rölatif sayılarının gelişimleri. (b) Leke gruplarının enlemlere göre dağılımını gösteren kelebek diyagramı.

- Her iki çevrimde de rölatif sayı çift hörgüçlü yapı göstermektedir.
- Çift hörgüç aktivitenin düşük olduğu çevrimde daha belirgindir.
- Güney yarıkürelerdeki çift hörgüçlü yapı daha belirgindir.
- Kuzey ve güney yarıküre arasındaki aktivitede bir faz kayması mevcuttur.
- Kuzey yarıkürede aktivite, maksimuma daha önce ulaşmakla beraber, güney yarıküredeki maksimum daha şiddetlidir.
- Leke aktivitesi fazla olduğunda maksimum şiddete daha çabuk ulaşılmaktadır.

Çizelge 1. Çevrim sürelerinin ve grup sayılarının karşılaştırılması.

Çevrim	Çıkış Süresi	Maksimum Dönem	İniş Süresi	Toplam Süre
22.	2.5 yıl	2 yıl	6.5 yıl	11 yıl
23.	3.5 yıl	1.5 yıl	8.5 yıl	12.5 yıl

Çevrim	Toplam grup sayısı	Kuzey yarıküredeki grup sayısı	Güney yarıküredeki grup sayısı	Kuzey-Güney arasındaki fark
22.	3472	1577	1895	318
23.	3093	1475	1618	143

Çevrimlere ait istatistiksel bilgiler yukarıdaki Tablo'da listelenmiştir. Görüldüğü üzere grup sayılarındaki farklılıklar çevrimlerin şiddetlerini açıkça göstermektedir.

Teşekkür: Bu çalışma İstanbul Üniversitesi Bilimsel Araştırma Projeleri Komisyonu tarafından 6021no'lu proje ile desteklenmiştir.

Kaynaklar

Aliş, S., J. of Math., Phy. and Ast., New Ser. **Vol. 2** (2008), 200716-1/8
Başal M, ve B. Güver, F., J. of Math., Phy. and Ast., New Ser. **Vol. 2** (2008), 200708-1/19
Bilir, S. ve Sırma, M., İstanbul Üniv. Fen Fak. Astro. ve Fiz. Der. **60** (1996) 1-26
Çay T. ve Hamami, İ., İstanbul. Üniv. Fen Fak. Astro. ve Fiz. Der. **62** (2000) 11-20
Esenoğlu, H., İstanbul Üniv. Astro. ve Fiz. Der. **55** (1992) 1-22
Esenoğlu, H., İstanbul Üniv. Fen Fak. Mat. Fiz. Astro. Derg. **1** (2006) 157-164
Esenoğlu, H., J. of Math., Phy. and Ast., New Ser. **Vol. 2** (2008), 200711-1/41
Gülseçen, H., J. of Math., Phy. and Ast., New Ser. **Vol. 2** (2008), 200715-1/8
Güngör, S., İstanbul Üniv. Astro. ve Fiz. Der. **56** (1993) 21-48
Güver, F., J. of Math., Phy. and Ast., New Ser. **Vol. 2** (2008a), 200709-1/22
Güver, F., J. of Math., Phy. and Ast., New Ser. **Vol. 2** (2008b), 200710-1/29
Güver, T. ve Güver, J. of Math., Phy. and Ast., New Ser. **Vol. 2** (2008), 200714-1/12
Hamami, İ. ve Çay, T., İstanbul Üniv. Fen Fak. Astro. ve Fiz. Der. **61** (1996) 1-19, 1998
H.Çay, İ. ve Çay, T., J. of Math., Phy. and Ast., New Ser. **Vol. 2** (2008a), 200712-1/15
H.Çay, İ. ve Çay, T., J. of Math., Phy. and Ast., New Ser. **Vol. 2** (2008b), 200713-1/11
Karataş,Y., İstanbul Üniv. Astro. ve Fiz. Der. **58** (1995) 21-48
Kılçık, A., İstanbul Üniv. Fen Fak. Astro. ve Fiz. Der. **63-64** (2001) 43-56
Kılçık, A. ve Al, N., İstanbul Üniv. Fen Fak. Astro. ve Fiz. Der. **63-64** (2001) 57-66
Menteşe, H., İstanbul Üniv. Fen Fak. Mec. Seri C, **52** (1988) 79-86
Menteşe, H., İstanbul Üniv. Fen Fak. Mec. Seri C, **53** (1989) 1-11
Ökten, A., İstanbul Üniv. Fen Fak. Mec. Seri C, **50-51** (1987) 45-52
Özışık, T., İstanbul Üniv. Astro. ve Fiz. Der. **54** (1990) 131-149
Sırma, M. ve Bilir, S., İstanbul Üniv. Fen Fak. Astro. ve Fiz. Der. **61** (1998) 21-35

Yaşam Boyu Eğitimde Bir Kent Projesi: Mevlana Toplum ve Bilim Merkezi

ÇAMURDAN Coşkun Muzaffer*, GÖKÇE Deniz Birol, DOĞAN Tuncay ve URAL Gonca

Bornova Belediyesi

Özet Evrenin bilinen, bilinmeyen, keşfedilmeyi bekleyen tüm yönlerine ilgi duyan her yaştan bireyler gelişen teknolojiye ve zamanın değerine paralel olarak olabildiğince kısa sürede maksimum verim almayı, meraklarını arttırmayı ve bunları temin ederken de sıkılmamayı talep etmektedirler. Bu yüzden de eğitim kurumları klasik olmayan yeni yöntem arayışlarına girmişlerdir. Buradan hareketle 2009 yılı içerisinde İzmir Bornova Belediyesi'ne lisans üstü eğitim almış profesyonel kişilerden oluşturulacak ekiplerin hazırlayıp, öncelikli olarak ilköğretim ikinci kademe ve lise öğrencilerine klasik yöntemlerden farklı olarak işitsel, görsel ve en önemlisi dokunsal temaların tümünü kullanarak bilimi ve etik değerleri modern bir bakış açısıyla aktaracağı "Popüler Bilim Aktiviteleri" projesi sunulmuştur. Proje 2010 yılı Mart ayında Belediye Meclisi tarafından da kabul edilmiş ve uygulamaların hayata geçirilebilmesi için toplam kullanım alanı 2930 m^2 olan ve 180 kişilik toplantı salonu bulunan bir merkezin büyük bir kısmı bu projeye tahsis edilmiştir. Proje kapsamında merkezde astronomi, bilim tarihi ve felsefesi, tabiat tarihi ve fosilbilim odaları ile fizik, kimya, biyoloji ve bilgisayar laboratuvarları kurulmuştur. 17 Mayıs 2010 tarihinde açılacak olan merkezde yaz boyunca pilot uygulamalar yapılacaktır. Eğitim koordinatörü gözetiminde takip edilecek eğitimlerin analizlerinin yapılarak uygulamaların katılımcılara katkılarına ilişkin ilk sonuçların XVII. Ulusal Astronomi Kongresi'nde paylaşılması hedeflenmektedir.

* cmcamurdan@gmail.com

Kaostan Kosmosa

DANIŞAN Gaye*

İstanbul Üniversitesi

Özet İnsanlık tarihi boyunca "evren kavrayışı" insan düşüncesinin her zaman ilgi odağında yer almıştır. Birçok mitolojik hikâyede evrendeki egemen gücün yasa ve düzen yerine, rastlantı sonucunda ortaya çıkan başka bir değişle, ilk maddenin, evrendeki düzenden önce söz konusu olan, düzensiz, karmakarışık, şekilden yoksun ve ayırımlaşmamış hali olan kaostan söz edilir. Bu düşünce Pythagoras'tan itibaren yerini kosmosa, yani evreni düzenli ve ahenkli bir yapı oluşturan bütün olarak görme durumuna bırakmıştır. Daha sonra da evren kavrayışı yönünde birçok fikir ortaya atılmıştır. Bunlar kimi zaman metafiziğe kimi zaman da fiziğe yakın açıklamalar olmuştur. Bu poster çalışmasında, insanın evreni kavrayışında binlerce yıl içerisinde sergilediği değişim ortaya konulmaya çalışılmıştır.

* gayedanisan@gmail.com

16. Yüzyıl Denizcilik Astronomisi ve Astronomi Aletleri

DANIŞAN Gaye*

İstanbul Üniversitesi

Özet Açık denizde bir yerden başka bir yere ulaşmak veya herhangi bir anda geminin bulunduğu konumu saptamak için zaman içinde çeşitli yöntemler geliştirilmiştir. Bunların en eskisi astronomik seyirdir. Osmanlı denizcileri, öncülleri gibi yön tayininde astronomik seyir metodunu kullanmışlardır. Parlak yıldızları, bazı gezegenleri, Ay'ı, Güneş'i gözlemleyerek seyir yapma tekniği olan bu yöntemin gerçekleştirilmesinde ise çeşitli astronomi aletlerine başvurmuşlardır. Bu çalışmada, 16. yüzyılda Osmanlılar tarafından denizcilik astronomisi sahasında kullanılan astronomi aletleri ve denizcilik astronomisinde kullanılma alanlarının tartışılması hedeflenmiştir.

* gayedanisan@gmail.com

EI CVn YILDIZ SİSTEMİNİN İLK FOTOMETRİK ANALİZİ

Yahya DEMİRCAN⋆, Zahide TERZİOĞLU, Gökhan GÖKAY, Birol GÜROL ve Ethem DERMAN

Ankara Ü., Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri, Beşevler, 06100 Ankara

Özet : Kısa dönemli W UMa-türü bir sistem olan EI CVn'nin ilk Johnson VRI bandlarındaki fotometrik gözlemleri Ankara Üniversitesi Gözlemevi'nde (AUG) 40 cm 'lik teleskop kullanılarak elde edildi. Sistemin ışık eğrisi analizi Wilson Devinney 2003 kodu kullanılarak gerçekleştirildi. Bu analizler sonucunda sisteme ilişkin ilk geometrik parametreler hesaplandı. Sisteme ilişkin yeni ışık elemanları belirlendi.

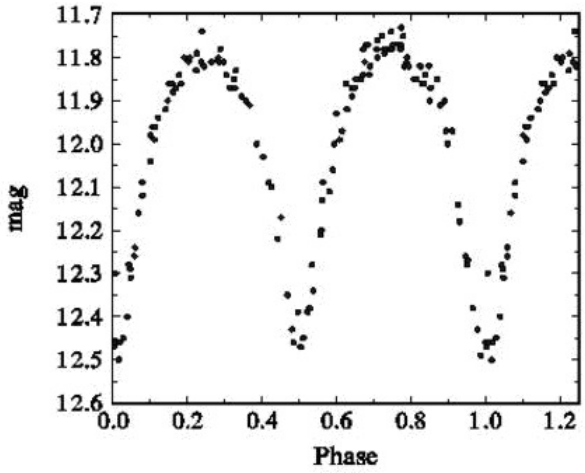
Anahtar Kelimeler: örten değişen, EI Cvn, geometrik ve fiziksel parametreler.

1 Giriş

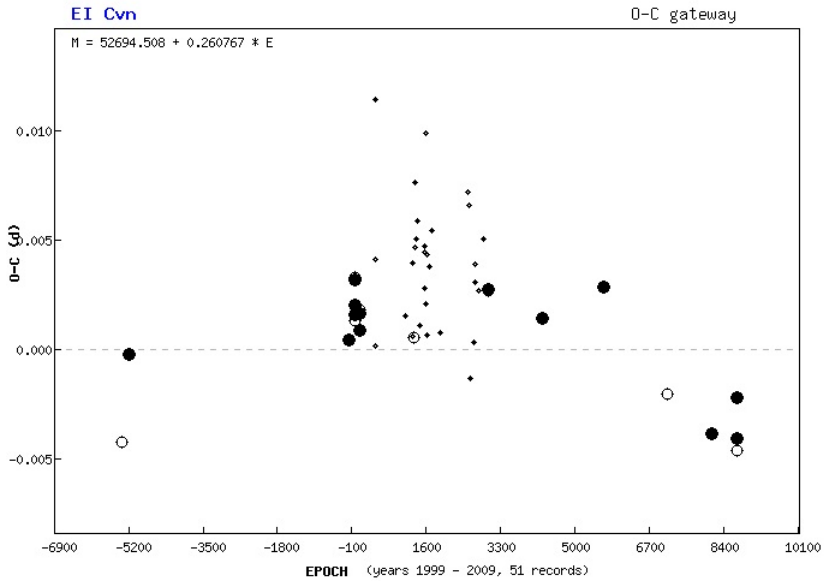
EI CVn sistemi (GSC02548-00936, α=$14^s a02^{dk}05.6^s$, δ=+34°02'39".9), ROTSE-I (The Robotic Optical Transient Search Experiment I) tarafından örten değişen bir sistem olarak belirlenmiş olan bir sistemdir. ROTSE-I katalogunda ROTSE1 J140205.83+340239.1 olarak isimlendirilmiş ve sistemin yörünge dönemi 0.260775 gün olarak belirlenmiştir (Akerlof et al. 2000). Kısa dönemli W UMa türü bir sistem olan EI CVn'nin isimlendirilmesi gerçekleştirilmiştir (Kazarovets et al. 2006). Sistemin tayf türü, Large Spectroscopic Survey (Stephenson et al. 1986)'de K5 olarak verilmiştir. Sistemin tayf türü, salma çizgileri kullanılarak tekrar incelenmiş ve tayf türünde bir değişiklik görülmemiştir (Beers et al. 1994). Sistem için Simbad veritabanında verilen BVJHK bandlarındaki parlaklık değerleri sırasıyla, $13^m.00$, $11^m.854$, $10^m.568$, $10^m.001$, $9^m.877$ şeklindedir. Sistemin ilk ışık eğrisi, 2002-2003 yılları arasında ROTSE-I veritabanında bulunan filtresiz gözlemlerden oluşmaktadır (Blattler and Diethelm 2003). Literatürde sisteme ait minimum zamanlarından elde edilmiş O-C grafiği Şekil 2'de verilmiştir.

Şekil 1'de verilen değişimden sistemin değen veya değmeye yakın bir sistem olduğu anlaşılmaktadır. Minimum seviyeleri arasındaki farktan, bileşen yıldızların ışınım güçlerinin birbirine çok yakın olduğu ve bu nedenle bileşen yıldızların sıcaklıklarının da birbirine yakın olması gerektiği sonucu çıkarılabilir. W UMa türü sistemlerde bileşen yıldızların ortak bir zarf içerisinde hareket etmeleri bu durumu açıklayabilir.

⋆ demircan@ankara.edu.tr



Şekil 1. EI CVn sisteminin ROTSE-I veritabanında bulunan filtresiz gözlemlerinden elde edilmiş ışık eğrisi. Işık eğrisinden sistemin W UMa türü bir sistem olduğu anlaşılmaktadır. Gözlemsel verilerde fazla saçılma olduğu ve birinci minimum ile ikinci minimum derinliklerinin birbirlerine çok yakın olduğu görülmektedir. Ayrıca 0.75 evresinden sonra bir çöküntü yapısının bulunduğu dikkati çekmektedir.



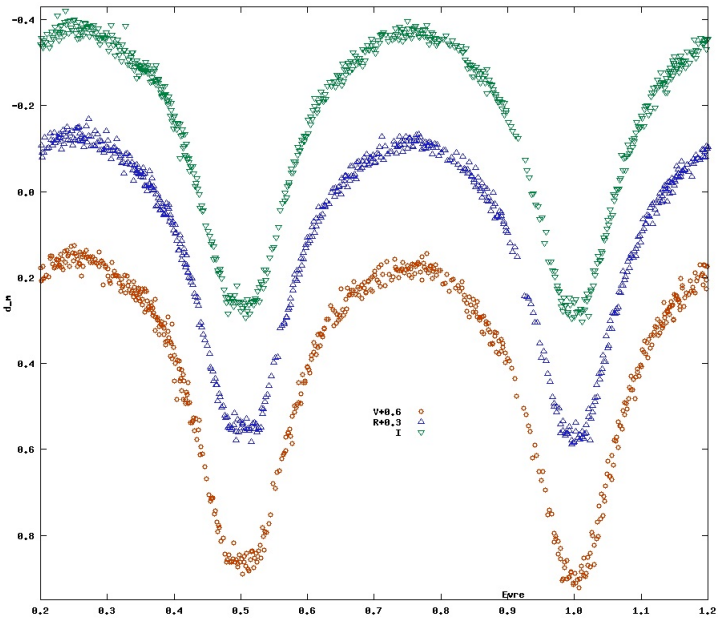
Şekil 2. EI CVn sistemi için O-C Gateway'de (web page) verilmiş O-C değişimi. O-C değişiminden sistemde bir dönem değişiminin bulunduğu, kısa zaman aralığında gerçekleşen bu değişimin parabol ile temsil edilebileceği gibi sinüsel bir değişimle de temsil edilebileceği görülmektedir.

2 Gözlemler

EI CVn sistemi, Ankara Üniversitesi Rasathanesi'nde bulunan 40 cm çaplı Schmidt-Cassegrain tipi teleskoba bağlı Apogee ALTA U47+ CCD kamerası kullanılarak 29 Nisan ve 16 Mayıs 2010 tarihlerinde Johnson VRI bandlarında gözlenmiştir. Gözlemsel verilerin indirgenmesinde IRAF programı kullanılmıştır. Standart indirgeme adımları (bias, dark ve flat düzeltmesi) uygulanmış ve sistemin aletsel parlaklık değerleri apphot taskı kullanılarak elde edilmiştir. Mukayese yıldızı olarak GSC 02548-00010 (α=$14^{sa}01^{dk}57.7^{s}$, δ=+34°00'16".7) kullanılmış ve değişen yıldız ile renk, parlaklık ve konum olarak birbirine yakın olması nedeniyle atmosferik sönümleme düzeltmesine ihtiyaç duyulmamıştır. Diferansiyel parlaklık değerleri, Δm (değişen-mukayese) olarak hesaplanmıştır.

Şekil 3'de EI CVn sisteminin VRI bandlarındaki diferansiyel parlaklık değerlerinin evreye göre değişimi verilmiştir. Gözlemlerimizde daha derin olan birinci minimumun, ROSAT-I tarafından verilen ışık eğrisinde ikinci minimuma karşılık geldiği görülmüştür. ROSAT-I gözlemlerinden elde edilen ışık eğrisinde belirlenen ışık elemanlarının hatalı olduğu kabul edilerek, yeni ışık elemanları O-C değişiminde doğrusal değişim gösteren bölge dikkate alınarak elde edilmiştir.

Min I (HJD)= 2455316.51505 ± 0.2607659xE.....1



Şekil 3. EI CVn sisteminin Johnson VRI bandlarında elde edilmiş diferansiyel parlaklık değişimi. Işık değişiminden maksimum seviyeler arasında parlaklık farkının bulunduğu ve ikinci minimumda tam tutulma olabileceği görülmektedir.

3 Yeni Işık Elemanları

Fotometrik gözlemlerimizden V, R ve I bandlarında olmak üzere iki adet birinci ve iki adet ikinci minimum zamanı, Kwee van Wooerden (2000) yöntemi kullanılarak hesaplanmıştır. Çizelge 1'de hesaplanan minimum zamanları, hataları ve minimum türleri verilmiştir.

Çizelge 1. Bu çalışmada elde edilen minimum zamanları

HJD	Hatası	Min Türü	Gözlem Aleti
55316.3849	0.0001	II	ccd
55316.5148	0.0001	I	ccd
55333.3349	0.0001	II	ccd
55333.4639	0.0001	I	ccd

Literatürden toplanan minimum zamanları ile birlikte toplam 55 adet minimum zamanı kullanılarak, O-C Gateway'de verilen ışık elemanları kullanılarak çizilen O-C değişimi Şekil 4'de verilmiştir. Çok sayıda ccd gözlemi olmasına rağmen verilerin bir kısmının görsel gözlemlerden oluşması nedeniyle, O-C değişimi elde edilirken görsel minimum zamanlarının ağırlığı 1 alınmış ve ccd verileri ise 10 olarak alınmıştır. O-C değişiminin parabolik değişim gösterdiği kabul edilerek gerçekleştirilen parbol fit'i ve denklemi sırasıyla Şekil 4'de ve denklem 2'de verilmiştir.

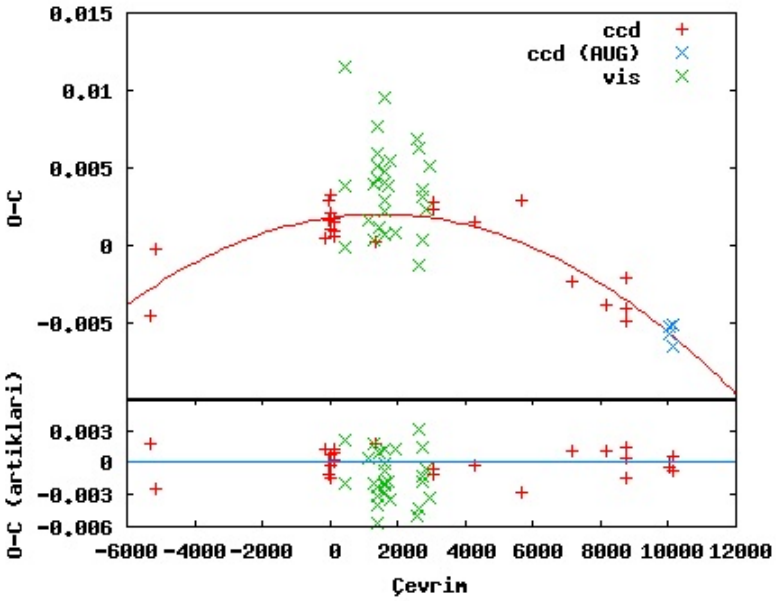
O-C değişimine ilişkin parabolik fit kullanılarak hesaplanan ışık elemanı aşağıdaki gibidir.

Min I (HJD)= 2452694.3798 + 0.260767xE - 1.05x10^{-10}xE^2 2

EI CVn sistemi için elde edilen O-C değişiminin parabolik yapıda olduğu kabul edildiğinde, elde edilen parabol fit'ine ilişkin katsayılardan, sistem için (dP/dE)/2=-1.05x10^{-10} gün/çevrim olduğu ve bu değere karşılık sistemin dP/dt=-3.89x10^{-7} gün/yıl ölçüsünde dönem değişimi gösterdiği hesaplanmıştır. Bu büyüklükte dönem değişimleri W UMa türü sistemlerde görülen dönem değişim miktarlarına çok yakındır. Bu değişimin temel nedeninin büyük kütleli bileşenden küçük kütleli bileşene kütle aktarımından kaynaklandığı düşünülmektedir.

4 Işık Eğrisi Analizi

Sistemin ışık eğrisi analizi, Wilson-Devinney (1971) (WD) kodlarını kullanan Phoebe 0.29d (Prsa 2005) arayüzü ile gerçekleştirilmiştir. Şekil 3'de sistemin



Şekil 4. EI CVn sistemi için elde edilen O-C değişimi ve parabol fit'i görülmektedir. O-C fit'inden hesaplanan artıklarda sistematik bir değişimin bulunmadığı ve özellikle ccd türü minimum zamanlarındaki değişimi çok iyi temsil edilebildiği görülmektedir.

ışık eğrisinde maksimum seviyeler (0.25 ile 0.75 evrelerinde) arasında parlaklık farkının olduğu ve bu durumun bileşen yıldızlardan biri üzerinde bulunabilecek manyetik alan kökenli leke etkisinden kaynaklanabileceği düşünülmektedir (O'Connell etkisi). İkinci maksimum seviyesinin birinci maksimum seviyesinden yaklaşık olarak $0^m.03$ (V bandı) daha sönük olduğu belirlenmiştir.

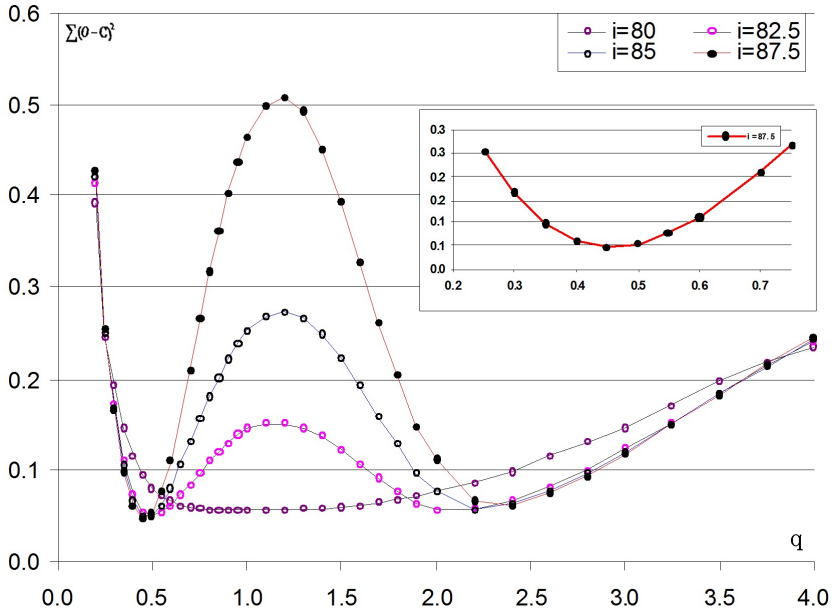
Sistem için daha önce yapılan çalışmalarda verilen K4 tayf türü, ayrıca J-K=0.691 renk indisi değerine karşılık Allen (Cox 2000) tarafından verilen bağıntılardan bulunan tayf türü ile aynıdır. Uzun dalgaboylarındaki parlaklık ve renk değerlerinin, kısa dalgaboylarındaki renk ve parlaklık değerlerinden daha az kızarmaya veya soğrulmaya uğraması nedeniyle tayf türünden elde edilecek sıcaklık değeri güvenilir olacaktır. Allen tarafından K4V tayf türünden yıldızlar için verilen sıcaklık değeri 4560 °K olarak elde edilmiştir. Bu sıcaklık değeri sistemi oluşturan ortak zarfa ilişkin bir sıcaklık değeridir ve genel olarak W UMa türü sistemlerde evreye bağlı renk değişimi çok küçük veya çok az olduğundan baş bileşenin sıcaklığı olarak dikkate alınabilir. Bu sıcaklık değeri ışık eğrisi analizinde sabit olarak alınmıştır.

Sistemin ışık eğrisi analizinde kenar kararma katsayıları Van Hamme (1993) tablolarından alınmıştır. Çekim kararma sabitleri ise konvektif atmosferler kabulü altında Lucy (1967)'den $g_{1,2}$=0.32 olarak alınmıştır. Yansıma katsayıları ise yine konvektif atmosfer kabulü altında Rucinski (1969)'den $A_{1,2}$=0.5 olarak alınmıştır. Sistemin dairesel yörüngede dolandığı (e=0) ve senkronize dönmede bulunduğu ($F_{1,2}$=1) kabul edilmiştir.

EI CVn sisteminin literatürde henüz dikine hız eğrisi gözlemi bulunmamaktadır. Dolayısıyla sistemin tayfsal kütle oranı bilinmemektedir. Işık eğrilerinin çözümü için ihtiyaç duyulan başlangıç parametrelerinden i (yörünge eğim açısı) ve q (=m2/m1) kütle oranı değerleri; i-q taraması yöntemi kullanılarak elde edilmiştir. Bu amaçla yukarıda belirlenen başlangıç değerleri ile birlikte WD programının aşırı değen çift yıldız sistemleri için kullanılan Mod-3 kullanılarak farklı i yörünge eğim açıları için, farklı q değerlerine karşılık hesaplanan fark kare toplam değerleri elde edilmiştir. Sistemde maksimum seviyeler arasındaki farkın bileşen yıldızlardan biri üzerinde bulunan soğuk lekeden kaynaklandığı kabul edilmiştir. Bu nedenle i-q taraması gerçekleştirilirken 0.75 evresinde leke kaynaklı düşme dikkate alınmamıştır.

Farklı yörünge eğim açıları için VRI bandlarındaki gözlemler için eşzamanlı olarak q değeri 0.1<q<9.0 aralığında ve i yörünge eğim açısı 80°-87°.5 aralığında farklı değerler alınarak; T_1, Ω_1 ve L_1 parametreleri serbest bırakılarak elde edilmiştir. i-q taramasının sonuçları Şekil 5'de verilmiştir. Yapılan inceleme sonucunda en küçük fark kareleri toplamı değerinin q=0.45 ve i=87°.5 değerlerine karşılık geldiği görülmüştür.

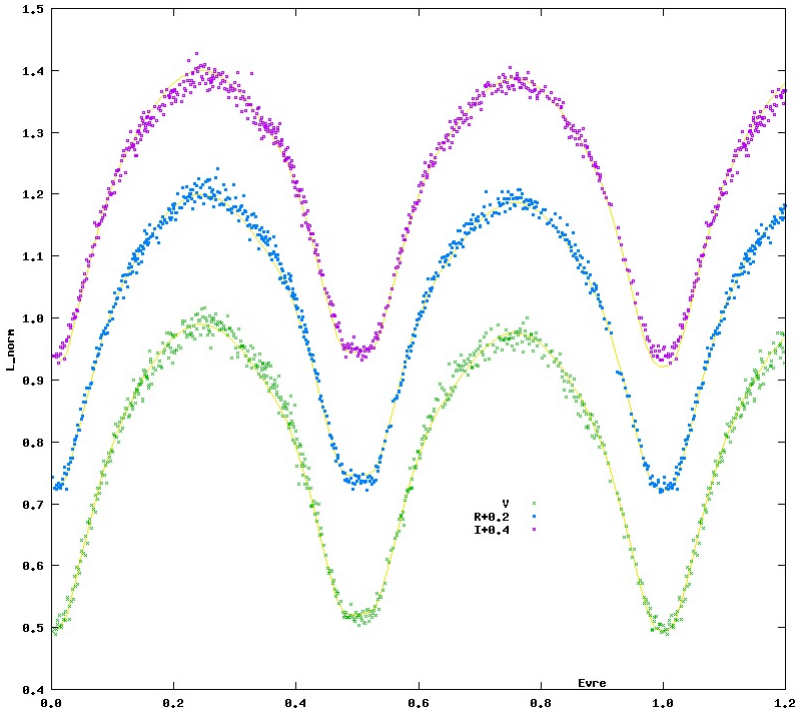
EI CVn sistemi için i-q taraması sonucunda elde edilen parametreler; q, i, T_2, Ω_1 ve L_1 değerleri WD programı için başlangıç parametreleri olarak dikkate alınmış ve diferansiyel düzeltme yöntemi ile sistemin ışık eğrisini temsil eden en iyi paramektereler aranmıştır. Yapılan analizler sonucunda sistemin kütle oranı için 0.453 değerinin daha iyi sonuçlar verdiği görülmüştür. Ardından sistem için belirlenen yeni parametreler dikkate alınarak leke etkisinin bulunduğu ışık



Şekil 5. Sisteme ait i-q taraması sonucu elde edilen $\sum$(O-C)^2 değerlerinin q değerine göre değişimi.

eğrilerinin tamamı için çözülmüş ve leke'ye ilişkin parametreler elde edilmiştir. WD programı ile elde edilen gözlemsel ve teorik ışık eğrileri Şekil 6'de, ışık eğrisi çözümünden elde edilen parametreler Çizelge 2'de verilmiştir. Şekil 7'da ise sistem için elde edilen geometrik model gösterilmiştir.

EI CVn sisteminin ışık eğrisinde görülen O'Connell etkisinin modellenebilmesi için yoldaş bileşen üzerinde soğuk bir lekenin bulunduğu kabul edilmiştir. WD programı kullanılarak modellenen lekeye ilişkin parametreler Çizelge 2'de ayrıca verilmiştir.



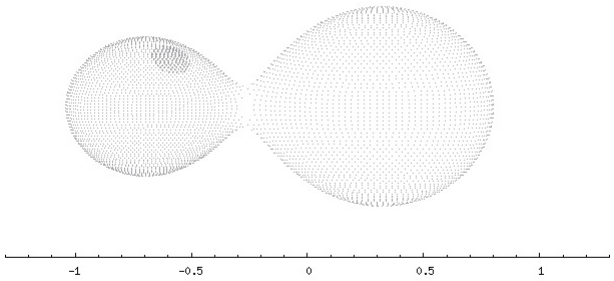
Şekil 6. EI CVn sistemi için elde edilen gözlemsel ve çözümden elde edilen kuramsal ışık eğrileri verilmiştir.

5 Sonuçlar

EI CVn sisteminin 2010 yılında Ankara Üniversitesi Rasathanesi'nde VRI bantlarıyla yapılan gözlemlerinden elde edilen ışık eğrileri kullanılarak ilk kez fotometrik çözümü gerçekleştirilmiştir. Sistemin kütle oranının, q=0.453 ve yörünge eğim açısının i=87°.82 olduğu bulunmuştur. Özellikle tam tutulma gösteren örten değişen sistemlerde, fotometrik kütle oranı ile tayfsal kütle

Çizelge 2. EI CVn sistemi için elde edilen ışık eğrisi analizi sonuçları.

Sabit Tutulan Parametreler	VRI
T_1 °K	4560
A_1=A_2	0.5
F_1=F_2	1.0
g_1=g_2	0.32
Serbest Bırakılan Parametreler	
q (m_2/m_1)	0.453 ± 0.004
i (°)	87.82±1.13
T_1 °K	4598±6
Ω_1=Ω_2	2.7408±0.0081
$L_{1V}/(L_1+L_2)$	0.6579
$L_{2V}/(L_1+L_2)$	0.3421
$L_{1R}/(L_1+L_2)$	0.6613
$L_{2R}/(L_1+L_2)$	0.3387
$L_{1I}/(L_1+L_2)$	0.6634
$L_{2I}/(L_1+L_2)$	0.3366
r_1 (pole)	0.430
r_1 (side)	0.460
r_1 (back)	0.450
r_2 (pole)	0.300
r_2 (side)	0.314
r_2 (back)	0.353
$\sum$(O-C)^2	0.33
f (doldurma oranı)	% 16
Leke Parametreleri	
Enlem (rad)	0.78
Boylam (rad)	5.20
Yarıçap (rad)	0.29
Sıcaklık Faktörü	0.76



Şekil 7. EI CVn sistemin 0.75 evresi için geometrik yapısı. Soğuk leke yoldaş bileşen üzerine yerleştirilmiştir.

oranının birbirlerine çok yakın olarak tespit edilebildiği bilinmektedir .Yoldaş bileşenin baş bileşenden ΔT=38 °K daha sıcak olduğu görülmektedir. Sıcaklık değerlerinin birbirine çok yakın olması, ışık eğrisindeki değişimin temel nedeninin bileşen yıldızların yarıçapları ve yörünge eğim açısına bağlı olduğunu göstermektedir. Sistemin fiziksel parametrelerinin belirlenebilmesi için mutlak şekilde dikine hız eğrisi gözlemine ihtiyaç duyulmaktadır.

EI CVn sisteminde görülen dönem değişiminin büyük kütleli bileşenden küçük kütleli bileşene kütle aktarımından kaynaklandığı düşünülmektedir. Hesaplanan dönem değişim miktarı, benzer sistemler için elde edilen değerlere çok yakındır. Dönem değişiminin sinüsel bir değişimin parçası olup olmadığı henüz açık değildir. Gelecekte yapılacak gözlemler ile bu durumun açıklığa kavuşturulması mümkündür.

EI CVn sisteminin, W UMa türü sistemlerde görülen A- veya W- alt türlerinden hangisine ait olduğu belirlenememiştir. Fakat tipik kütle oranı değerleri dikkate alındığında A-türü W UMa sistemi olma olasılığı yüksektir.

Kaynaklar

Akerlof, C.; Amrose, S.; Balsano, R.; Bloch, J.; Casperson, D.; Fletcher, S.; Gisler, G.; Hills, J.; Kehoe, R.; Lee, B.; Marshall, S.; McKay, T.; Pawl, A.; Schaefer, J.; Szymanski, J.; Wren, J. , ROTSE All-Sky Surveys for Variable Stars. I. Test Fields, **2000**, The Astronomical Journal, Volume 119, Issue 4, pp. 1901-1913

Beers, Timothy C.; Bestman, William; Wilhelm, Ronald., Emission-line candidates from the northern HK survey, **1994**, The Astronomical Journal, vol. 108, no. 1, p. 268-270

Blattler, E.; Diethelm, R., CCD Light Curves of ROTSE1 Variables, XVIII: GSC 3022:996, CVn, GSC 2534:216 CVn, GSC 2536:122, CVn, GSC 2548:936 CVn and VV CVn, **2003**, IBVS5403

Cox, A. N.**2000**, Allen's Astrophysical Quantities (New York: Springer)

W. van Hamme,**1993** 'New Limb-Darkening Coefficients for Modeling Binary Star Light Curves', The Astronomical Journal,106 (1993) pp. 2096-2117

Kazarovets, E. V.; Samus, N. N.; Durlevich, O. V.; Kireeva, N. N.; Pastukhova, E. N., The 78th Name-List of Variable Stars, **2006**, IBVS5721

Kwee, K.K., van Woerden, H., **1956**, 'A method for computing accurately the epoch of minimum of an eclipsing variable',BAN, V12, 327.

Lucy L. B., **1967**, 'Gravity-Darkening for Stars with Convective Envelopes' Zeitschr. F. Astrophys.,65, 89

O-C Gateway, http://astro.sci.muni.cz/variables/ocgate/

Rucinski S. M., **1969**, 'The Proximity Effects in Close Binary Systems. II. The Bolometric Reflection Effect for Stars with Deep Convective Envelopes', Acta Astr., 19, 245

Prsa., Zwitter T., **2005**,'A Computational Guide to Physics of Eclipsing Binaries. I. Demonstrations and Perspectives', The Astrophysical Journal, 628, 426

Stephenson, C. B., Dwarf K and M stars of small proper motion found in a large spectroscopic survey,1986, Astronomical Journal, vol. 91, **Jan. 1986**, p. 144-158

Wilson, R.E., Devinney, E.J.,**1971**,'Realization of Accurate Close-Binary Light Curves: Application to MR Cygni', The Astrophysical Journal, 166, 605

XVII. Ulusal Astronomi Kongresi VI. Ulusal Öğrenci Astronomi Kongresi
31 Ağustos - 4 Eylül 2010, Adana

İnternet Üzerinde Çalışan Bazı Astronomi Programları

Yahya DEMİRCAN* ve Ethem DERMAN

Ankara Ü., Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri, Beşevler, 06100 Ankara

Özet : Astronomların hızlı ulaşabileceği aynı zamanda kurulum gerektirmeden internet üzerinde bazı uygulamalar çalıştırılabilmektedir. Bunlar;

- Çift Yıldızların Dönemini bulma Bu program; Dwortesky 1983 ve Lafler Kinman 1965 yöntemlerini esas alıp tarama yaparak sisteme uygun en iyi uyacak 10 adet dönemi kullanıcıya önermektedir.
- Tarihten JD ye, JD den Tarihe dönüşüm uygulaması Dönüşüm formülleri yardımıyla; Tarih ve saat bilgilerine karşın JD 'yi, yada girilen JD'ye karşılık gelen Tarih ve saati hesaplamaktadır.
- Anakol Yıldızları için verilen renk indisine karşılık gelen sıcaklık ve tayf türlerini belirleme Girilen renk indisine göre; çeşitli yayınlarda yer alan renk-sıcaklık ile renk-tayf türü tablolarından bilgileri getirmektedir.
- Dönem ve To değerleri ne göre; verilen zaman aralığında gözlem programı oluşturma. Dönüşüm formülleri yardımıyla; Girilen dönem ve To değeri için, verilen zaman aralığında gözlem programı oluşturmaktadır. Burada gözlem zamanı, gözlenecek evre , JD zamanlarını hesaplamaktadır.

Bu uygulamalar internet üzerinde çalıştırılmak üzere; java ve php programları ile mysql veritabanı kullanılmıştır.

Anahtar Kelimeler: Dönem, JD, Sıcaklık, Tayf türü, renk indeksi

1 Giriş

Gelişen teknoloji ile elde edilen verilere hızlı ulaşılabilmesini sağlamak için veritabanı ve internet ortamına taşınmaktadır. Aynı anda birden fazla kaynaktan sorgu yapma, onları aynı anda karşılaştırma işlemlerinde de veritabanı uygulamaları ile sağlanabilmektedir. Astronomi dünyasında kullanılan bir çok katalog artık tek tıklamayla araştırmacının önüne gelmektedir. Astronomide kullanılan hesaplama programlarının çoğu, bilgisayara kurularak çalıştırılan programlardan oluşmaktadır. Bilgisayara kurmadan, internet üzerinden çalıştırılabilen uygulamalar son günlerde hızla artmaktadır. Araştırmacıların bilgiye hızlı erişmesi, farklı kaynaklardan yararlanması son derece önem kazanmaktadır.

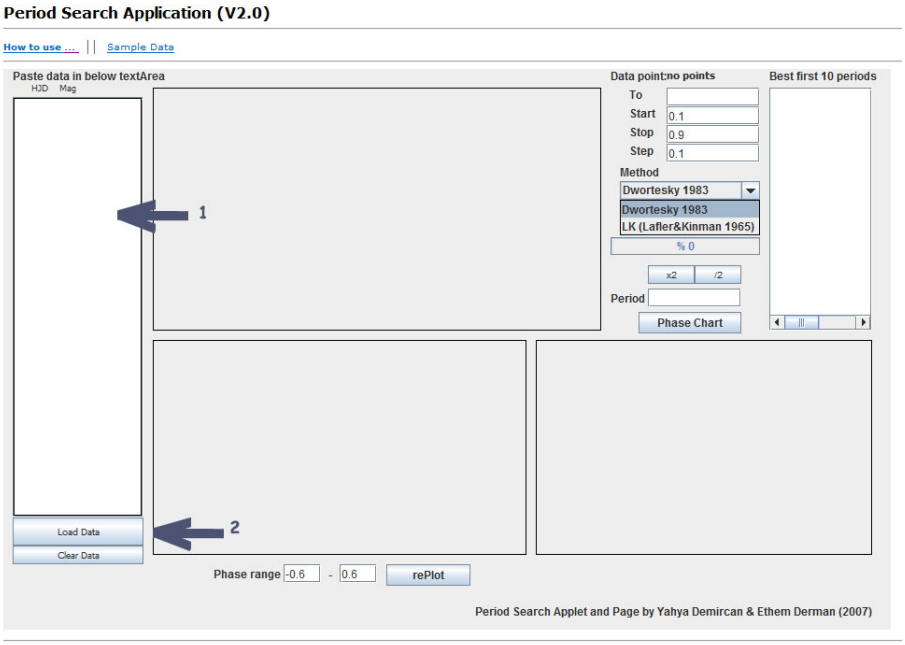
* demircan@ankara.edu.tr

2 Çift Yıldızların Dönemi

İkili sistemlerde önemli parametrelerden birisi olan dönemdir. Dönem bulan bir çok program litaratürde mevcuttur. Bunlara ilave olarak internet üzerinde çalışan "Period Search Application" isimli uygulamayı geliştirdik. Bu sistem araştırmacılara, var olan uygulamalardan farklı bir platform kazandırmıştır.

Bu uygulama java platformunda applet kullanılarak geliştirildi. Dönem hesaplama algoritması olarak Dwortesky (1983) ve Lafter & Kinman (1965) metotlarını kullanmaktadır.

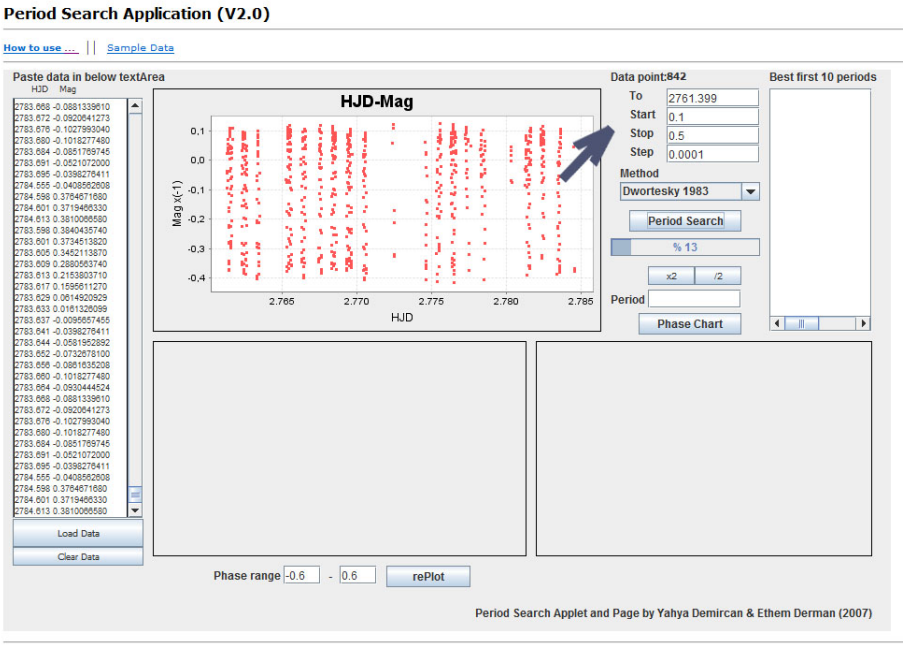
Uygulamanın kullanılması oldukça basittir. Verilerinizi HJD ve mag olmak üzere Şekil 1'de olduğu gibi text alanına yapıştırılır.



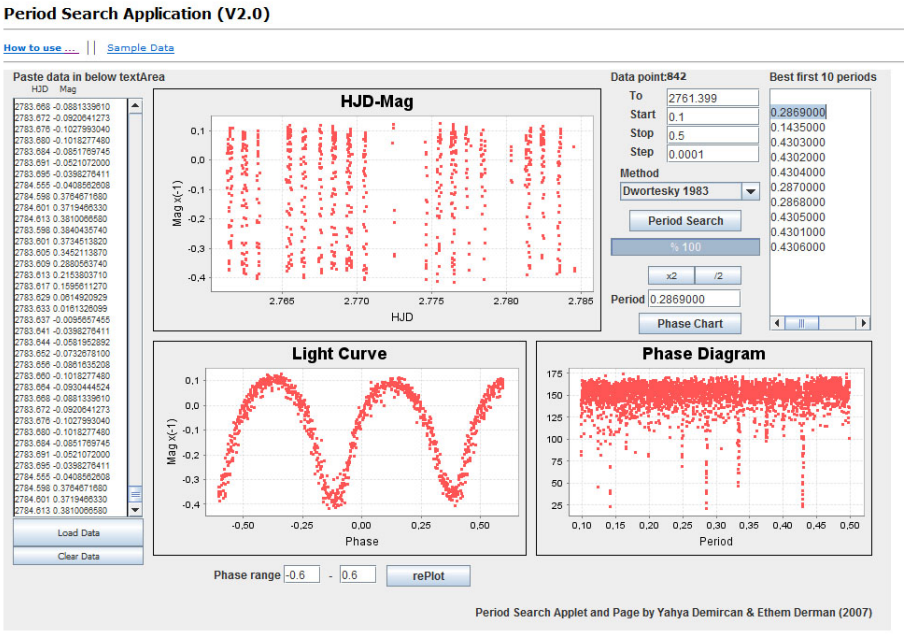
Şekil 1. Uygulamanın kullanımına örnek resim. Önce veriler yapıştırılır, 2. sırada "load data" düğmesine basılarak verinin yüklenmesi sağlanır

Veri yüklendikten sonra hjd-mag ışık eğrisi çizilmiş, To değerine verilerden ilk HJD değeri atanmış görüntü Şekil 2'deki gibi olacaktır. Method seçim kutusundan da seçim yapılıp, ardından "Period Search" düğmesine basıldığı taktirde dönem aramaya başlanacaktır.

Programın dönem araması sona erdiğinde, en iyi ilk 10 dönem listelenecektir. Bu listeden birisi üzerinde fareye çift tıklayıp, ardındanda "Phase Chart" düğmesi tıklantığı taktirde evre grafiği Şekil 3'de olduğu çizdirilmiş olacaktır.



Şekil 2. Uygulamada verinin yüklendikten ve "Period Search" işleminin başlatılmış görünümü



Şekil 3. Uygulamada evre grafiğini çizdirilmiş görünümü.

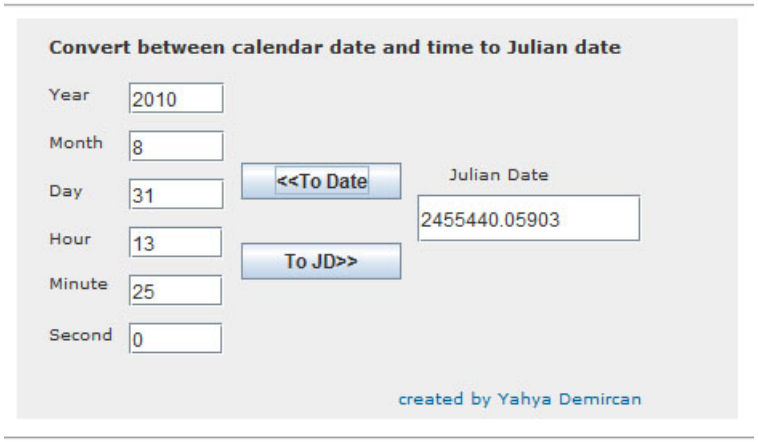
Evre grafiğinde, minimum zamanlarının daha doğru görüntülenmesi ya da başka bir deyişle kaymaması için doğru To değeri girilmelidir.

3 JD-Tarih Dönüşümü

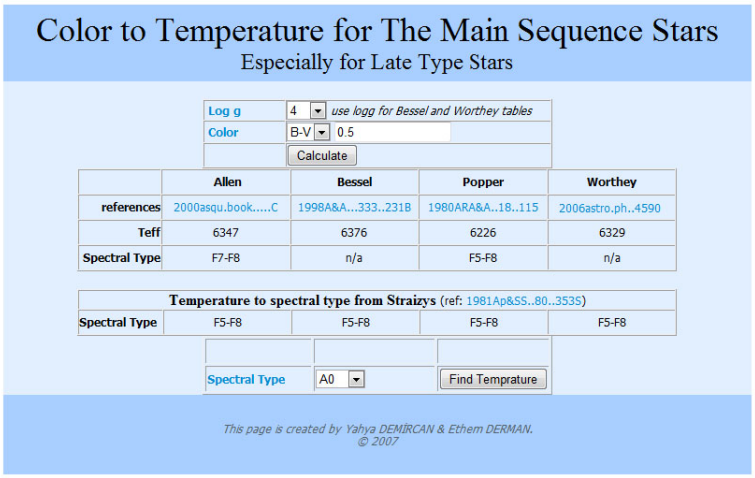
Zamandan JD'ye ya da JD'den zamana dönüştürme gereksinimine ihtiyaç duyulmaktadır. Bu amaçla küçükte olsa bir Astronomi dönüşümü yapan bir applet uygulamasıdır. Uygulamadan bir görüntü Şekil 4'da verilmiştir.

4 Renk indisi-Tayf Türü

Çift yıldızlarda tayf türünü belirleme yöntemlerinden birisi de, renk indisi-tayf türü tablolarıdır. Bir çok araştırmacı bu tabloları hazırlamıştır. Aranılan bilgiye erişmek için bu tabloları bir şekilde gözden geçirmek gerekmektedir. Bu zaman alan, göz kaymaları gibi hatalı bilgi alma gibi sonuçlara sebep olmaktadır. Bu amaçla; Allen (Cox 2000), Bessel et al. (1998),Popper (1980), Worthey and Lee (2006) ve Straizys and Kuriliene (1981) tabloları veritabanına aktarılmıştır. Araştırmacı, internet üzerinden sadece renk indisini girecek ve ilgili tablolardan uyan değerler Şekil 5'de olduğu gibi listelenecektir.

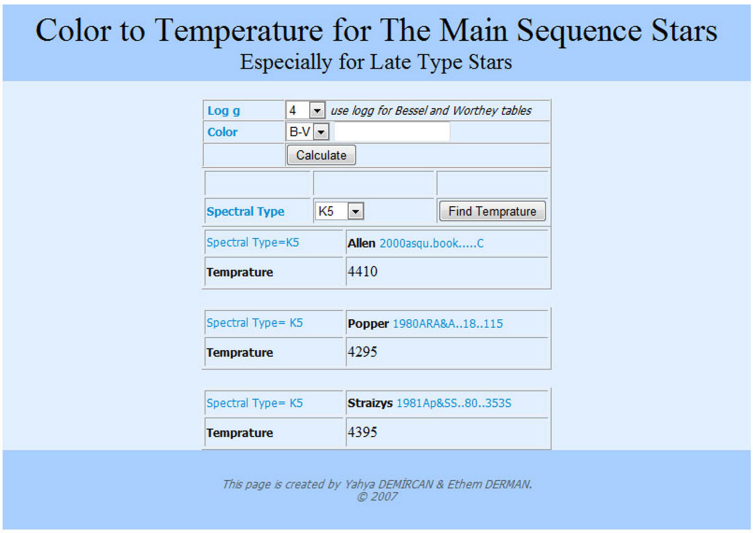


Şekil 4. JD-Tarih dönüşümüne örnek bir görünüm.



Şekil 5. B-V rengi 0.5 olan sisteme ilişkin Tayf türleri ve sıcaklık değerleri.

Araştırmacıya yardımcı olması açısından da tayf türüne karşılık gelen sıcaklık değerini de "Spectral Type" kutusuna girerek, Şekil 6'deki gibi karşılık gelen sıcaklık değerlerine ulaşabilecektir.



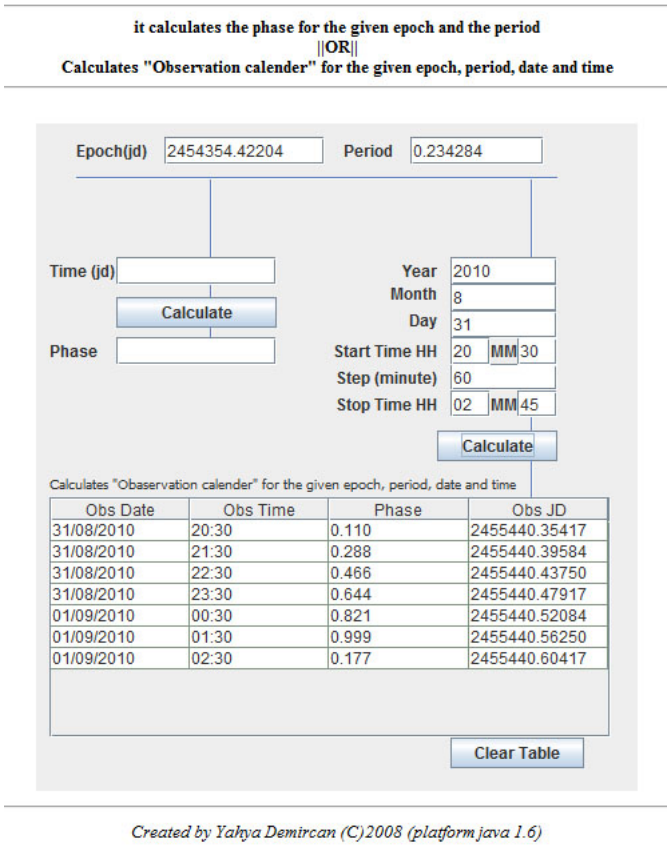
Şekil 6. K5 tayf türüne karşılık gelen sıcaklık değerleri listelenmiştir. Aynı anda birden fazla araştırmacının sonuçlarından sorgulamaktadır.

5 Gözlem Programı

Bu uygulama ile gözleme çıkacak araştırmacının gözlem programını hazırlamasına yardımcı olacak bir uygulamadır. Araştırmacının gözlem aralığına karşılık, artım değerini de göz önüne alarak; gözlem tarihi, gözlem saati, evre ve JD değerlerini hesaplayarak Şekil 7 'de olduğu gibi görüntülemektedir. Sonuçlar fare ile seçilerek başka bir ortama da aktarılabilmektedir. Aynı zamanda HJD zamanı belirli olan bir ana karşılık gelen evreyi de hesaplayabilecektir.

6 Sonuç

Araştırmacıların zamanını almayacak, kurulum gerektirmeyen, hızlı erişebileceği programlar tercih sebebi olmaktadır. Bu bildiride yer alan minik programlar daha da geliştirilmeli ve sayıları artırılmalıdır. İnternet üzerinden tüm araştırmacıların kullanabileceği duruma getirilmelidir, aynı programcıklar farklı araştırmacılar tarafından bir daha tekrar yazılmamalıdır. Bu metinde bahsedilen programlara erişmek için aşağıdaki bağlantıya girilmelidir.



Şekil 7. Gözleme ait bilgilerden gözlem programı hazırlanmış bir görüntü. Bu uygulama ile gözlemci, yıldızına ait gözlemde hangi evreleri gözleyebileceğini de görebilmektedir.

http://derman.science.ankara.edu.tr/Contact-Binary/

Kaynaklar

Bessell, M. S., Castelli, F., Plez, B., Model atmospheres broad-band colors, bolometric corrections and temperature calibrations for O−M stars, 1998, A&A, v.333, p.231-250

Cox, A. N. 2000, Allen's Astrophysical Quantities (New York: Springer)

Dwortesky, M.M.. A periodfinding method for sparse randomly spaced observations or "How long is a piece of string ?". ,1983,Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, vol. 203, pp. 917 - 924.

J. LAFLER and T. D. KINMAN., An RR Lyrae Star Survey with Ihe Lick 20-INCH Astrograph II. The Calculation of RR Lyrae Periods by Electronic Computer,1965, Astrophysical Journal Supplement

Popper, D. M., Stellar masses, 1980, ARA&A, Vol. 18

Straizys, V.; Kuriliene, G., Fundamental stellar parameters derived from the evolutionary tracks, 1981, Ap&SS

Worthey, G., & Lee, H.-C., An Empirical UBVRIJHK Color-Temperature Calibration for Stars,2006, arXiv

XVII. Ulusal Astronomi Kongresi VI. Ulusal Öğrenci Astronomi Kongresi
31 Ağustos - 4 Eylül 2010, Adana

SEYRELTİK PLAZMADA GYROVİSKOZ KARARSIZLIĞIN ÖZELLİKLERİ

Ebru DEVLEN[1] ve E. Rennan PEKÜNLÜ[2]

[1] Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, İzmir
[2] Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, İzmir

Özet Bu çalışmada zayıf manyetik alan içeren ve diferansiyel dönen, sıcak, seyreltik (dilute) plazmanın kararlılığını inceledik. Bu tür plazma dev karadeliklerin etrafındaki düşük yoğunluklu toplanma akışlarında ve gökadalararası ortamda bulunabilir. MHD bağlamında paralel viskozite ve gyroviskozitenin manyetik dönme kararsızlığı üzerindeki etkile- rini inceledik. Gyroviskoz kuvvetin güçlü bir kararsızlığa neden olduğunu gösterdik.

1 Giriş

Balbus ve Hawley (1991) zayıf manyetik alan içeren ve açısal hızın dışarıya doğru azaldığı bir toplanma diskinin doğrusal bağlamda kararsız olduğunu gösterdiler. Bu kararsızlık manyetik dönme kararsızlığı (magnetorotational instability: MRI) olarak bilinir.

Islam ve Balbus (2005) paralel viskoz stresin kararsızlığa neden olduğunu ve karasızlığın büyüme oranının ideal MRI dan daha büyük olduğunu gösterdiler.

Ramos (2003) çarpışmasız manyetize plazmada manyetik alana koşut ısı akılarının dinamik evriminin çözümlemesini yaptı. Çalışmada, çarpışmasız MHD yaklaşımının dalga-parçacık etkileşimi gibisinden süreçlerin taşıdığı kinetik bilgiyi içermediği savunuldu. Tutarlı bir sonuca ulaşabilmek için stres tensöründe gyroviskoziteyi dikkate aldı. Çarpışmasız plazmanın akışkanlar bağlamındaki ilk betimlemesini Chew, Goldberger ve Low (1956) vermiştir. Bu yazarların çalışması sıfır veya düşük mertebeden Larmor yarıçapı sınırında yapılmıştı. Diyamanyetizm ve çok akışkanlı etkilerin ortaya çıkarılabilmesi için Larmor yarıça- pında seriye açılımın üst mertebeden terimlerini içermesi gerekiyor. Manyetize olmuş çarpışmasız plazma çözümlemesi önündeki bu eksiklikleri gidermek amacıyla Ramos (2005) yüksek mertebeden FLR etkilerini içeren terimleri akışkan hız momentleri eşitlikleri dizgesine kattı. Bu eşitlikler dizgesinin, geometrik yapısı ne olursa olsun bir manyetik alandaki gyroviskoz stresleri, basınç yönbağımlılığını ve yönbağımlı ısı akısını açıklayabileceğini savundu.

Ferraro (2007) iki-akışkan MHD denklemlerinde sonlu Larmor yarıçapı etkisinin getirdiği düzeltmeleri dikkate almıştır. $\mathbf{B}_0 = B\hat{\mathbf{z}}$ biçiminde manyetik alan içeren plazmada sadece açısal hız vektörü ile manyetik alan vektörünün aynı yönlü olduğu durumda kararsızlığın ortaya çıktığını buldu.

Bu çalışmada zayıf manyetik alan içeren ve diferansiyel dönen seyreltik plazmanın paralel viskozite ve gyroviskozite etkileri altındaki kararsızlık özellikleri incelenmiştir.

2 Seyreltik Plazmanın Özellikleri

İyon Larmor yarıçapının iyon ortalama özgür yolundan $r_{Li} \ll \lambda_i$ ve diskin herhangi bir ölçek uzunluğundan çok küçük olduğudur. Bu parametre uzayı aynı zamanda iyon cyclotron frekansının iyon–iyon ortalama çarpışma zamanından çok büyük olduğu $\epsilon \equiv \omega_{ci}\tau_i \gg 1$ uzaydır.

Bu koşullar altında, plazma dinamiğini belirleyen MHD eşitlikleri, manyetik alan kuvvet çizgileri boyunca özgürce devinen parçacıkların neden olduğu yönbağımlı taşınım süreçlerini dikkate almalıdır (Bragiskii 1965). İyonların paralel viskoziteye katkısı elektronlarınkinden $(m_i/m_e)^{1/2}$ çarpanı denli büyüktür. Bu yüzden sadece iyonların katkısı alınır. Seyreltik plazma için MHD eşitlikleri şöyle verilir:

$$\frac{d\rho}{dt} + \rho\nabla\cdot\mathbf{v} = 0 \tag{1}$$

$$\rho\frac{d\mathbf{v}}{dt} = -\nabla P - \nabla\cdot\mathbf{\Pi} + \frac{\mathbf{J}\times\mathbf{B}}{c} - \rho g(R) \tag{2}$$

$$\frac{\partial\mathbf{B}}{\partial t} = \nabla\times(\mathbf{v}\times\mathbf{B}) \tag{3}$$

Stres tensörü $\mathbf{\Pi} = \mathbf{\Pi}^{\parallel} + \mathbf{\Pi}^{\perp} + \mathbf{\Pi}^{gv}$, paralel ($\parallel$), dik ($\perp$) ve gyroviskoz ($gv$) bileşenlerinin toplamı ile verilir. Ancak dik viskozitenin katkısı çok küçük olduğundan boşlanır.

$$\mathbf{\Pi}^{v} = 0.96\frac{P_i}{2\nu_i}\left(\mathbf{I} - 3\hat{\mathbf{b}}\hat{\mathbf{b}}\right)\left(\hat{\mathbf{b}}\cdot\mathbf{W}\cdot\hat{\mathbf{b}}\right) \tag{4}$$

$$\mathbf{\Pi}^{gv} = \frac{P_i}{4\omega_{ci}}\left[\hat{\mathbf{b}}\times\mathbf{W}\cdot\left(\mathbf{I}+3\hat{\mathbf{b}}\hat{\mathbf{b}}\right) + \left[\hat{\mathbf{b}}\times\mathbf{W}\cdot\left(\mathbf{I}+3\hat{\mathbf{b}}\hat{\mathbf{b}}\right)\right]^{T}\right] \tag{5}$$

Burada $\hat{\mathbf{b}} = \mathbf{B}/B$, $\omega_{ci} = eB/m_ic$ sırasıyla manyetik alan boyunca olan birim vektör ile cyclotron frekansıdır, ν_i iyon çarpışma frekansı ve $\mathbf{W} = \nabla\mathbf{v} + (\nabla\mathbf{v})^T - 2/3\mathbf{I}\,(\nabla\cdot\mathbf{v})$ rate of strain tensörüdür.

3 Doğrusallaştırılmış Eşitlikler

Çalışmamızı silindirik konsayı düzeneğinde (R, ϕ, z) yapacağız. Eksen bakışık olarak ortaya çıkan tedirginliklerin uzay-zaman değişimlerinin de, $\exp(ik_R + ik_z + \omega t)$ biçiminde olduğu varsayılacak. Plazmadaki zayıf manyetik alanın sarmal biçiminde olduğu, bileşenlerinin ve manyetik alanın ϕ ekseniyle yaptığı açınında (bundan sonra bu açıyı pitch angle: *tınıs açısı* olarak adlandıracağız. Ancak bu

açının parçacık yörünge kuramındaki, parçacığın anlık hız vektörüyle manyetik alan arasındaki açıyla karıştırılmaması gerekiyor.) sırasıyla , $B_z = B_0 \sin\theta$, $B_\phi = B_0 \cos\theta$ ve $\theta = \tan^{-1}(B_z/B_\phi)$ oldukları varsayılacaktır. B_0, manyetik alanın başlangıçtaki genliğidir. Sonlu bir değere sahip B_R nin zamanla B_ϕ bileşeni üreteceği (BH91) ve çözümlemeyi karmaşık bir duruma sokacağı için $B_R = 0$ varsayımı yaptık. Denge durumunda plazmanın Kepler hız alanına sahip olduğu, diğer bir deyişle diferansiyel döndüğü $v_\phi = R\Omega(R)$, ve plazma basıncının yönbağımsız olduğu varsayılmıştır.

Doğrusallaştırılmış kütle korunumu eşitliği

$$k_R \delta v_R + k_z \delta v_z = 0 \tag{6}$$

ile verilir. Doğrusallaştırımış momentum korunumu eşitliğinin doğrusal, azimutal ve eksensel bileşenleri de sırasıyla şöyle verilir:

$$\begin{aligned}
&\omega\delta v_R - 2\Omega\delta v_\phi + ik_r\frac{\delta P}{\rho} \\
&+\frac{1}{4\pi\rho} ik_R \left(B_\phi \delta B_\phi + B_z \delta B_z\right) - \frac{1}{4\pi\rho} ik_z B_z \delta B_R \\
&-V_{par}\left[\frac{d\Omega}{d\ln R}\frac{1}{\omega}\frac{k_R}{k_z}\sin 2\theta\delta v_R + \frac{k_R}{k_z}\sin 2\theta\delta v_\phi + 2\frac{k_R}{k_z}\sin^2\theta\delta v_z\right] \\
&-V_{gyro}\begin{bmatrix} 2\sin\theta\frac{d\Omega}{d\ln R}\frac{1}{\omega}(\frac{k_R^2}{k_z^2}-1)\delta v_R + (2\cos\theta\frac{k_R^2}{k_z^2}+E)\delta v_z \\ -(2\frac{k_R^2}{k_z^2}\sin\theta + A)\delta v_\phi \end{bmatrix} = 0
\end{aligned} \tag{7}$$

$$\begin{aligned}
&\omega\delta v_\phi + \frac{\kappa^2}{2\Omega}\delta v_R - \frac{1}{4\pi\rho} ik_z \left(B_z \delta B_\phi\right) \\
&+V_{par} 2D\left[\frac{d\Omega}{d\ln R}\frac{1}{\omega} cos\theta\delta v_R + cos\theta\delta v_\phi + \sin\theta\delta v_z\right] \\
&+V_{gyro}\begin{bmatrix} -2D\frac{d\Omega}{d\ln R}\frac{1}{\omega}\delta v_z + \frac{d\Omega}{d\ln R}\frac{1}{\omega}B\delta v_\phi \\ +\left[(\frac{d\Omega}{d\ln R})^2\frac{1}{\omega^2}B - A + 2\sin\theta\frac{k_R^2}{k_z^2}\right]\delta v_R \end{bmatrix} = 0
\end{aligned} \tag{8}$$

$$\begin{aligned}
&\omega\delta v_z + ik_z\frac{\delta P}{\rho} + \frac{1}{4\pi\rho} ik_z B_\phi \delta B_\phi \\
&+V_{par}\left[F\frac{d\Omega}{d\ln R}\frac{1}{\omega}\delta v_R + F\delta v_\phi + C\delta v_z\right] \\
&+V_{gyro}\begin{bmatrix} \left(2\frac{k_R^2}{k_z^2}\cos\theta + E + 4D(\frac{d\Omega}{d\ln R})^2\frac{1}{\omega^2}\right)\delta v_R \\ +\left(4\frac{k_R}{k_z}\sin\theta + 4D\frac{d\Omega}{d\ln R}\frac{1}{\omega}\right)\delta v_\phi + \frac{d\Omega}{d\ln R}\frac{1}{\omega}G\delta v_z \end{bmatrix} = 0
\end{aligned} \tag{9}$$

Doğrusallaştırılmış manyetik indüksiyon eşitliğinin doğrusal azimutal ve eksensel bileşenleri de sırasıyla şöyle verilir:

$$\omega\delta B_R - ik_z B_z \delta v_R = 0 \tag{10}$$

$$\omega\delta B_\phi - ik_z B_z \delta v_\phi - \frac{d\Omega}{d\ln R}\delta B_R = 0 \tag{11}$$

$$\omega\delta B_z - ik_z B_z \delta v_z = 0 \tag{12}$$

Yukarıdaki bağıntılarda $V_{par} = 0.96k_z^2 P_i/2\nu_i\rho$ paralel viskoziten kaynaklanan dissipation zaman ölçeğinin tersi, $V_{gyro} = k_z^2 P_i/4\omega_{ci}\rho$ gyroviskoz stresin zaman ölçeğinin tersidir. κ^2 epicyclic frekanstır. Tınıs açısına θ bağlı olan diğer sabitler şöyledir: $A = \sin\theta(1-3\cos 2\theta)$, $B = \sin\theta(1+9\cos^2\theta - 3\sin^2\theta)$, $C = 2\sin^2\theta(-1+3\sin^2\theta)$, $D = 3\sin^2\theta\cos\theta$, $E = 2\cos\theta(1+3\sin^2\theta)$, $F = 2\sin\theta D - \sin 2\theta$, $G = \sin\theta(1+3\cos 2\theta)$ ve $H = 3\sin\theta\cos^2\theta$.

(6)–(12) eşitliklerinden türetilen boyutsuz dağılma bağıntısı (dimensionless dispersion relation: DDR) (13) eşitliğiyle verilmiştir:

$$\omega^4 + a_3\omega^3 + a_2\omega^2 + a_1\omega + a_0 = 0 \tag{13}$$

(13) eşitliğindeki katsayılar şunlardır:

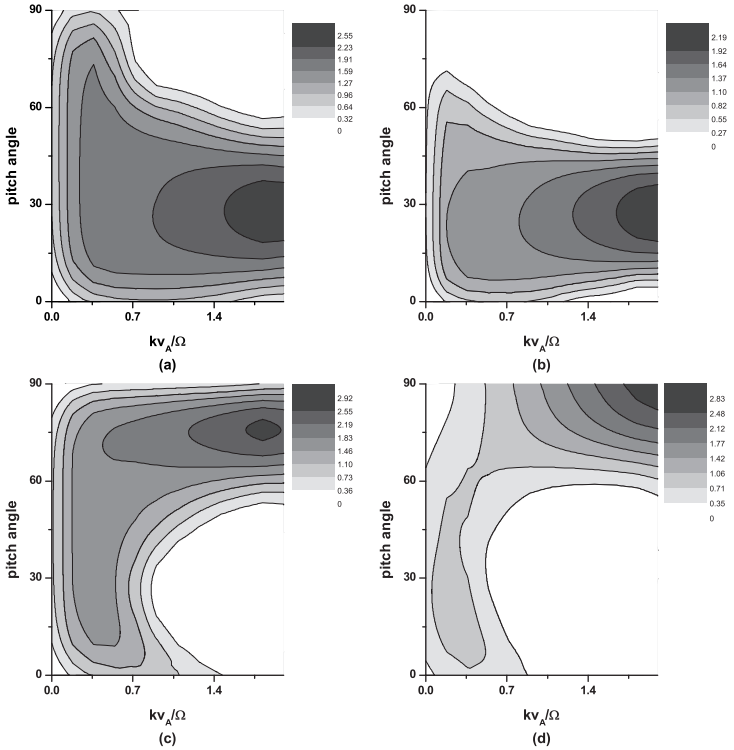
$$a_3 = 6V_{par}s^2\frac{k_\perp^2}{k^2} \tag{14}$$

$$\begin{aligned} a_2 = {} & 2k_z^2 v_A^2 + \frac{k_z^2}{k^2}\kappa^2 + \frac{k_z^2}{k^2}\tilde{V}_{gyro}^2\Omega^2(2sy^2 - A)^2 \\ & + \tilde{V}_{gyro}\Omega'(G+H) + 4\frac{k_z^2}{k^2}\tilde{V}_{gyro}(2sy^2 - A) \end{aligned} \tag{15}$$

$$\begin{aligned} a_1 = {} & 6V_{par}s^2k_z^2v_A^2\frac{k_\perp^2}{k^2} + V_{par}\tilde{V}_{gyro}3s^2G\Omega'\frac{k_\perp^2}{k^2} \\ & + \frac{k_z^2}{k^2}V_{par}\Omega' 2cD + \frac{k_z^2}{k^2}\tilde{V}_{gyro}6y\Omega D\Omega' + (\tilde{V}_{gyro})^2 3y\Omega D(2sy^2 - A)\Omega'\frac{k_z^2}{k^2} \end{aligned} \tag{16}$$

$$\begin{aligned} a_0 = {} & \frac{k_z^2}{k^2}y^2\tilde{V}_{gyro}^2 2D^2(\Omega')^2 + \left[k_z^2v_A^2 + \tilde{V}_{gyro}\Omega'(G/2+H)\right] \\ & \times \left[k_z^2v_A^2 + \tilde{V}_{gyro}\Omega' G/2 + \frac{k_z^2}{k^2}\Omega'\right] \end{aligned} \tag{17}$$

burada $y = k_R/k_z$, $\Omega' = d\Omega^2/d\ln R$, $s = sin\theta$, $c = cos\theta$, $k_\perp^2 = k_R^2 + k_z^2\cos^2\theta$ and $\tilde{V}_{gyro} = k_z^2 P_i/4\Omega\omega_{ci}\rho$ dir.



Şekil 1. $\mathbf{\Omega} \uparrow\uparrow \mathbf{B}_z$ (Şekil 1a ve 1b) ve $\mathbf{\Omega} \uparrow\downarrow \mathbf{B}_z$ (Şekil 1c ve 1d) için gyroviskoz kararsızlığın büyüme oranları. Şekil 1a ve 1c $k_R = 0$ için, Şekil 1b ve 1d ise $k_R/k_z = 1$ için çizilmiştir. $\tilde{V}^n_{gyro} = 1$ durumunda 60° den küçük açılarda ve $\tilde{V}^n_{gyro} = -1$ durumunda 60° den büyük açılarda kararsızlık geniş bir dalgasayısı aralığında ortaya çıkar.

4 Kararsızlık Kriteri ve Sayısal Çözümler

(13) eşitliği yukarıda özellikleri verilen plazmada ortaya çıkan dört tane düşük frekanslı biçemi (mod) tanımlar. Kararsızlık için gerek ve yeter koşul Routh-Hurwitz teoremine göre şöyle verilir:

$$a_0 = \frac{k_z^2}{k^2} y^2 \tilde{V}_{gyro}^2 2D^2(\Omega')^2 + \left[k_z^2 v_A^2 + \tilde{V}_{gyro}\Omega'(G/2+H)\right] \times \left[k_z^2 v_A^2 + \tilde{V}_{gyro}\Omega' G/2 + \frac{k_z^2}{k^2}\Omega'\right] < 0 \qquad (18)$$

Gyroviskozitenin yokluğunda bu kriter ideal MRI kritrine $(\mathbf{k}\cdot\mathbf{v_A})^2 < -\Omega'$ indirgenir. Basitlik için $\mathbf{B} = B_0\hat{\mathbf{z}}$ alalım. Bu durumda tınıs açısı 90° dir ve $D = 0$, $G = -2$, $H = 0$ olur. Böylece kararsızlık kriteri basitleşir:

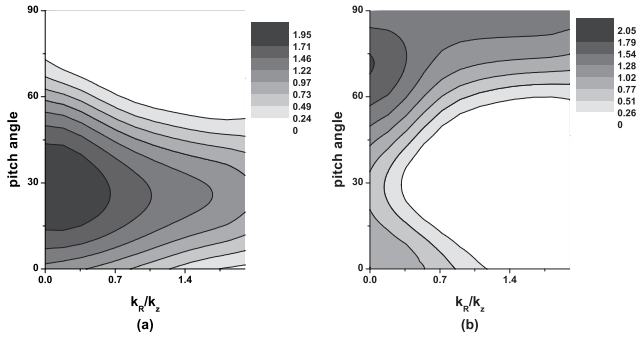
$$\left[k_z^2 v_A^2 + \tilde{V}_{gyro}\Omega'(G/2+H)\right]\left[k_z^2 v_A^2 + \tilde{V}_{gyro}\Omega' G/2 + \frac{k_z^2}{k^2}\Omega'\right] < 0 \qquad (19)$$

$\Omega' > 0$ için kararsızlık $\tilde{V}_{gyro}$ işaretine bağlıdır. $\tilde{V}_{gyro} > 0$ (bu durumda ($\mathbf{\Omega} \uparrow\uparrow \mathbf{B}$) olur) için birinci çarpan pozitif olur ve kararsızlık koşulu ikinci çarpanın sıfırdan küçük olmasına indirgenir. Bu durumda diferansiyel dönmeyle eşleşen gyroviskoz kuvvet manyetik gerilme kuvvetiyle aynı yönde etki ettiğinden kararsızlığı bastırır. $\tilde{V}_{gyro} < 0$ (bu durumda ($\mathbf{\Omega} \uparrow\downarrow \mathbf{B}$) olur) için, gyroviskoz kuvvet manyetik gerilmeye ters yönlüdür ve kararsızlığı kuvvetlendirir. Farklı tınıs açıları ve radyal dalga sayılarını dikkate alırsak (18) eşitliğini yorumlamak güçleşir. Bu durumda karasızlığın davranışını görmek için boyutsuz dağılma bağıntısının sayısal çözümlerine bakılır. (13) eşitliğinin her tarafı Ω^4 ile bölünerek boyutsuz dağılma bağıntısı elde edilir.

Şekil 1 dalgasayısına karşı tınıs açısına göre büyüme oranlarını göstermektedir. Şekil 1a $\mathbf{\Omega} \uparrow\uparrow \mathbf{B}_z$ durumunda en hızlı büyüyen biçem (yani $k_R = 0$) için, Şekil 1b $k_R/k_z = 1$ için çizilmiştir. 15° ile 45° arasındaki tınıs açılarında $k_R = 0$ ve $k_R/k_z = 1$ için tüm dalgasayılı biçem kararsız iken, $\theta > 60^\circ$ ve $k_R/k_z = 1$ için tüm dalgasayılı biçem kararlıdır. Maksimum büyüme oranları ideal MRI ınkinden (0.75Ω) özellikle $\theta = 30^\circ$ için oldukça büyüktür.

$\mathbf{\Omega} \uparrow\downarrow \mathbf{B}_z$ durumu Şekil 1c ve 1d de sırasıyla $k_R = 0$ ve $k_R/k_z = 1$ için gösterilmiştir. $k_R = 0$ durumunda $\theta > 45^\circ$ olduğu tınıs açılarında kararsızlık vardır. $k_R/k_z = 1$ için $\theta > 60^\circ$ olan açılarda karasızlık görülür. Maksimum büyüme oranları yine ideal MRI ınkinden büyüktür.

En hızlı büyüyen biçem için normalize edilmiş dalgasayısı $k_z v_A/\Omega = (15/16)^{1/2}$ olarak verilir (Balbus & Hawley 1992). Şekil 2 de tınıs açısı ve k_R/k_z için büyüme oranlarını çizdirdik. $\tilde{V}_{gyro}^n = 1$ için büyüme oranları Şekil 2a da, $\tilde{V}_{gyro}^n = -1$ için büyüme oranları Şekil 2b de verilmiştir. $\mathbf{\Omega} \uparrow\uparrow \mathbf{B}_z$ durumunda, büyüme oranları küçük tınıs açıları ve k_R için en büyük değerlere sahiptir (bkz. Şekil 2a). $\theta > 60^\circ$ açılarında kararsız biçem yoktur. $\mathbf{\Omega} \uparrow\downarrow \mathbf{B}_z$ durumunda ise bu açılarda kararsızlık en büyük büyüme oranlarına sahiptir.



Şekil 2. En hızlı büyüyen biçemin normalize edilmiş dalgasayısı ($k_z v_A/\Omega = (15/16)^{1/2}$) için tınıs açıları ve k_R/k_z değerlerine karşı çizilen büyüme oranları. $\tilde{V}^n_{gyro} = 1$ durumunda (Şekil. 2a) 60° den küçük tınıs açıları ve $\tilde{V}^n_{gyro} = -1$ durumunda (Şekil. 2b) 60° den büyük tınıs açılarında kararsızlık tüm dalgasayılarında ortaya çıkar.

5 Sonuç

Bu çalışmada zayıf manyetik alan içeren ve diferansiyel dönen seyreltik plazmanın paralel viskozite ve gyroviskozite etkileri altındaki kararsızlık özelliklerini inceledik. Seyreltik plazmada paralel viskozite gyroviskoziteden çok büyük olmasına karşın kararsızlık koşulu ve büyüme oranları üzerinde bir etkisinin olmadığını gösterdik. Gyroviskoz kuvvet güçlü bir kararsızlığa yol açar. Karasızlığın büyüme oranları $0.5\Omega - 3\Omega$ arasındadır. $\mathbf{\Omega} \uparrow\downarrow \mathbf{B}_z$ durumu içinde Ferraro'nun (2007) tersine kararsızlık olduğunu gösterdik. Daha detaylı bilgi ve bu kararsızlığa ilişkin diğer şekiller için Devlen ve Pekünlü (2010) makalesine bakınız.

Kaynaklar

Balbus, S. A., Hawley, J. F.: 1991, ApJ, 376, 214.
Balbus, S. A., Hawley, J. F. 1992, ApJ, 392, 662
Braginskii, S.I.: 1965, *in Reviews of Plasma Physics*, Vol. 1, ed. M. A. Leontovich (New York: Consultants Bureau), 205.
Chew, G.L., Goldberger, M.L., and Low, F.E.: 1956, Proc. R. Soc. London, Ser. A, 236, 112.
Devlen E., Pekünlü E. R.: 2010, MNRAS, 404, 830.
Ferraro, N.M.: 2007, ApJ, 662, 512.
Islam, T. & Balbus, S.: 2005, ApJ, 633, 328.
Ramos, J.J.: 2003, Physics of Plasmas, 10, 3601.
Ramos, J.J.: 2005, Physics of Plasmas, 12, 052102.

V348 Car Çift Yıldız Sisteminin Rüzgar Geometrisi

Mehtap DOĞANAY[1,⋆], Özgün ARSLAN[1],Hüseyin KOÇER[1],Mehmet KARAKUŞ[1],Ferhat Fikri ÖZEREN[2],Mehmet TANRIVER[2]

[1] Erciyes Üniversitesi, Fen Bilimleri Enstütüsü, Astronomi ve Uzay Bilimleri Anabilimdalı,Kayseri
[2] Erciyes Üniversitesi, Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Gözlemevi Uygulama ve Araştırma Merkezi, Kayseri

Özet IC 2581 açık yıldız kümesinin bir üyesi ve B1 III+B bileşenlerine sahip 5.6 gün periyotlu yakın bir sistem olan (β Lyr tipi) V348 Car'ın V dalga boyundaki ışık eğrisinin Binary Maker programı ile çözümü ve rüzgar yapısının geometrisi sunulmuştur. Yapılan analizler sonucunda, V348 Car sisteminde rüzgarlarla atılan maddenin mutlak boyutlarının 4-5 AB kadar olduğu bulunmuş, sistemde meydana gelen kuvvetli rüzgarlar, bileşenlerdeki bünyesel kararsızlıklar ve ışınım azalması (radyative damping) gibi süreçler nedeniyle oluştuğu düşünülmektedir. Rüzgar nedeniyle kaybedilen kütle sitemi yörünge periyodunu zamanla değiştirecektir.

1 Giriş

V348 Carrinae Lloyd Evans (1969) tarafından ilk kez bir çift sistem olarak bildirilmiştir. Bileşenlerin yeterince büyük Roche loblarına sahip olduğu veya yörünge periyotları 5 gün civarında olan büyük kütleli çift sistemlerdeki yıldızlar, kendi limit Roche yüzeylerini doldurmadan önce çekirdeklerinde hidrojen tüketme evresine evrimleşir. Doğrudan bir sonuç olarak bu tip yıldızların, bileşenleri B tayf türündeki süperdev degşenler olan 53 Persei sistemindeki gibi β Cephei türü radyal veya radyal olmayan zonklamalar göstermesi beklenebilir. Bu tip sistemlerin astrofiziksel önemleri açıktır. Birincisi açık yıldız kümelerinde bulunan bu tip sistemlerin yaş, lüminosite, yarıçap ve kütleleri üzerinde güçlü gözlemler sınırlamalar yapılabilirken, olası zonkalama modellerinin limit aralığı da diğer bileşene yakın ve Roche lobunun sınırındaki yıldızın zonklama özelliklerinin etkilerinin de araştırılması mümkündür.İkincisi ilk olarak Webbink(1976) tarafından çalışılan, bileşenleri anakol yaşam süresi içinde Roche loblarını dolduran çift sistemlerinin, yüksek kütle oranına sahip yarı ayrık ve değen sistemlere hızlı bir şekilde evrimleşmesi beklenebilir. Bileşenlerin çok erken evrim aşamalarından itibaren etkileştikleri çift sistemler için tam olarak uyumlu evrimsel modeller olmamasına rağmen, keşfedilen bu tip sistemlerin sayıalrı giderek artmaktadır. (Popper D.M. 1980) Bu posterde, bir çift sistem olarak

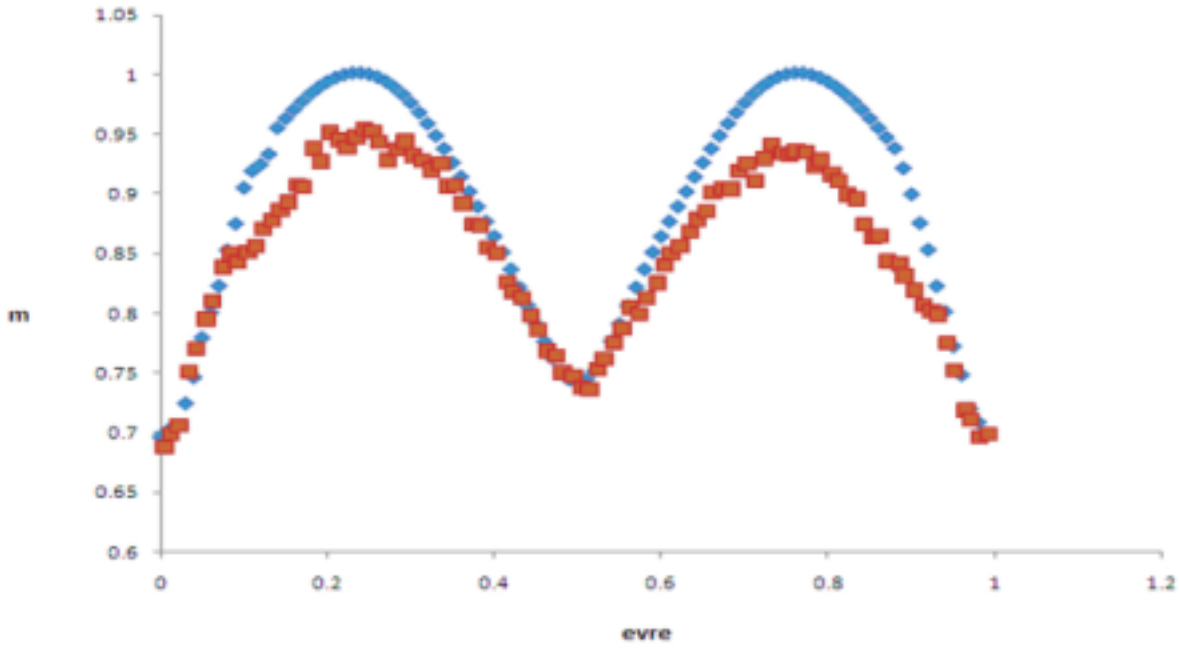
⋆ email:doganay.mehtap@gmail.com

Lloyd Evans (1969)tarafından keşfedilen V348 Carrinae'nın gözlemsel ve spektroskopik verilerinden yararlanarak sistemin yörünge parametreleri bileşenlerin iç yapılarındaki değişimler ve rüzgar geometrisi incelenecektir.

Analizden elde edilen sonuçlara göre V348 Car sistemi değen bir çift sistemdir ve bileşenlerinin zonklamasına neden olabilecek kararsızlıklar göstermesi beklenebilir. (Hildtch R.W et al. 1984)

2 Işık Eğrisi Analizi

Işık eğrisinin ilk analizlerini yapabilmek için Binary Maker programında V dalga boyundaki ışık eğrisi kullanılarak sisteme ait parametrelerin ilk yaklaşık değerleri belirlenmiştir.



Şekil 1. V438 Car çift yıldız sisteminin V bandındaki ışık eğrisi.Üsteki eğeri teorik fiti , altdaki eğeriyse yapılan gözlemi temsil eder

3 Yıldız Rüzgarları

Büyük kütleli çift yıldızlar üzerindeki çalışmalar, bileşenlere ait yörünge parametrelerinin doğru elde edilmesini, çift yıldız rüzgar modellenmesi ve yapısının anlaşılması üzerinde fotometrik bilgileri elde etmemizi sağlar. Büyük kütleli yakın çift yıldızların ışık eğrilerinde asimetriler benzeri bazı anormallikler

görülmektedir, bunların sebebi ise sistemden atılan güçlü, sıcak, homojen olmayan rüzgar materyalinin sistemin etrafını sarması ve sistem etrafında oluşan bu zarfın yıldız ışığını soğurmasıdır.V348 Car Çift sisteminin UBV bandından elde edilen üç ışık eğrisinde asimetriler açıkça görülmektedir.(Hilditch R.W. et al. 1985) Sistem etrafındaki soğurucu zarfın ışık eğrisi üzerinde asimetri oluşturması, zarfın sistem etrafında küresel olarak dağılmadığını ve soğurmanın her yerde aynı olmaması da zarf maddesinin optik derinliğinin değiştini gösterir.(Tanrıver M. 2005) Işık eğrisi üzerinde görülen asimetrik yapılar yıldız rüzgarı tarafından yıldız ışığının soğurulmasıyla oluşur. Bu yüzden V348 Car sisteminde asimetriyi üreten rüzgarın geometrisini ve yapısını modellemek için evreye bağlı ışık artıkları kullanılmıştır. Modelleme yapılırken kullanılan yöntem tamamen fotometrik gözlemsel verilere dayanmaktadır ve sadece V bandında yapılan gözlemlerin verileri kullanılmıştır. Gözlem verilerini kullanarak gözlemsel ışık eğrisi çizilmiştir.Teorik ışık eğrisinin çiziminde ise Binary Maker programı kullanılmıştır. Teorik ışık eğrisini elde ederken tutulmanın olduğu minimumların daha dar kısmına yani iniş koluna en iyi yaklaşım yapılmıştır. Asimetrilerin görüldüğü minimumların çıkış kolunda ve maksimumlarda yaklaşımın uyumlu olması beklenilmemiştir. Bu yüzden teorik ışık eğrisi, gözlemsel ı¸sık eğrisinin daha yukarısında görülmektedir. Teorik ve gözlemsel olarak elde edilen iki ışık eğrisindeki evreye bağlı olarak gözüken fark yıldız rüzgarının nasıl bir etki yarattığını görmemizi sağlamıştır.

Pogson formülünden gözlemsel ışınım şiddeti ve teorik ışınım şiddeti (soğurulmadan önce) oranı elde edilmiştir. Bu oranın elde edilmesindeki amaç sistemin etrafını saran zarfın optik derinliğinin hesap edilmesidir.

$$I = I_0 e^{-\tau} \tag{1}$$

I:Gözlemsel ışınım şiddeti, I_0:Teorik ışınım şiddeti, τ:Optik derinlik

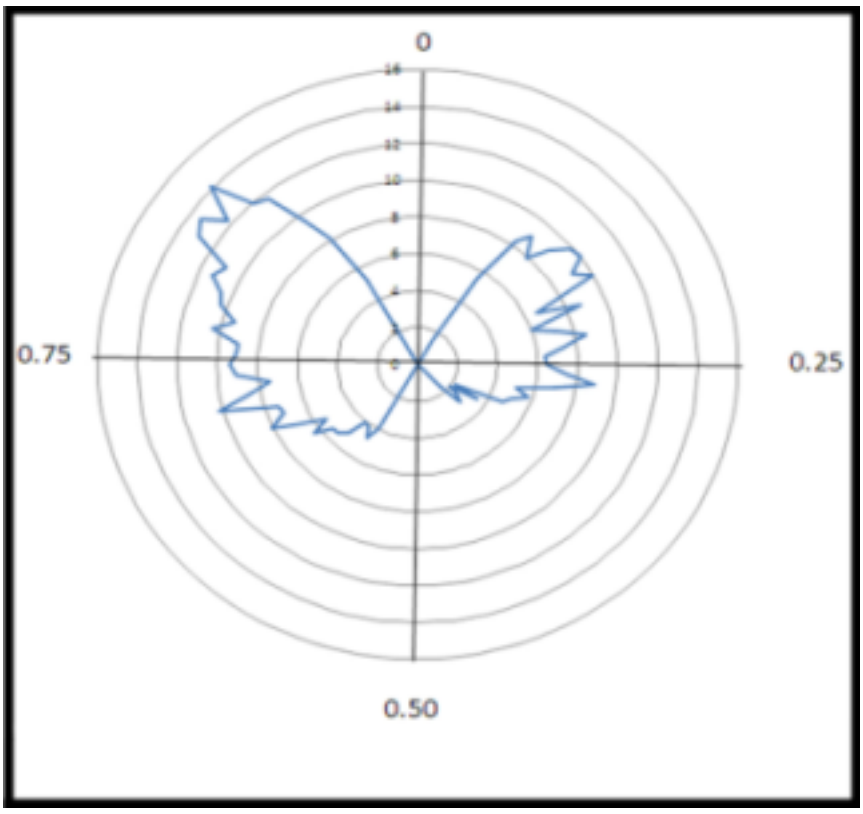
Işık eğrisi üzerinde her gözlemsel nokta ile teorik eğrinin şiddet değerleri ölçülerek evreye göre τ değerleri hesaplanmıştır.Sistemi saran zarf küresel bir hacim içinde değil yörünge düzleminde uzanacak şekilde yıldızlararası ortamı doldurmaktadır. Öyleyse modellemenin ortaya çıkması için zarfın kapladığı uzayın mutlak boyutları hesap edilmelidir. Mutlak boyut hesabı yapmak için optik derinlik, τ ;

$$\tau = \int k_\nu \rho dx \tag{2}$$

Birim kütlenin soğurma katsayısı k_ν, tek bir atom için soğurma katsayısını ifade eden a_ν cinsinden ifadesi;$k_\nu = a_\nu N_e/\rho$ şeklindedir. Ortamda baskın olan soğurmanın elektron saçılması olduğu düşünülmüştür ve ortamın elektron yoğunluğu için,$N_e = 10^{19} cm^3$ değeri alınmış ve buradan a ifadesi;$a = \nu = 6.65 \times 10^{-25} cm^{-2}$ bulunmuştur.

$$x = \tau / a_\nu N_e \tag{3}$$

formülünden mutlak boyut hesabı yapılmıştır. Evreye karşılık mutlak boyut değerleri özel bir grafik gösterimi ile çizildiğinde zarf sisteminin sistem etrafındaki geometrik yapısı ortaya çıkarılmıştır. Bu geometrik yapıdan sistemin yörünge düzleminde yayılmış, bileşen yıldızlardan farklı başka bir ikili sistem gibi olduğu görülüştür. Sistem bileşenleri bu geometrik yapının yanında boyut olarak çok küçük kalmıştır ve 0-0.50 ekseni boyunca yer alır. Grafikteki her bir çember zarf maddesinin eş optik derinliğini göstermektedir. Bu yapı 2-3 AB kadar uzaya yayılmaktadır ve tamamen iyonize bir yapıdadır.



Şekil 2. Sistemin etrafını saran zarfın geometrik yapısı

Kaynaklar

Graham J. A.: The Space Distribution of the OB Stars in Carina The Astronomical Journel **75** (1970)

Hilditch R.W.,Lloyd Evans T.: The massive-near-contact binary system V348 Carinae(HD 90707) in IC 258 Astr.Soc.**213** (1985) 75–83

Hilditch R.W., Bell S. A. : On OB-type close binary stars Mon. Not. R. Astr. Soc.**229** (1987) 529–538

Kjurkchieva D. P., Marchev D. V. : Spectroscopic and photometric observations of the eclipsing stars UV Leo Mon. Not. R. Astr. Soc.**381** (2007) 663–668

Li L. et al.: Stucture and evolution of low-mass W Uma Type systems Mon. Not. R. Astr. Soc.**351** (2004) 137–146

Lloyd Evans T.: The Spectroscopic Orbit of HD 90707 Mon. Not. R. Astr. Soc.**161** (1972) 15–21

Lorenz R. et al.: V606 Centauri: an early-type eclipsing contact binary Astron. Astrophys**345** (1999) 531–546

Tanrıver M.: OB Bileşenli Etkileşen Çift Yıldızlarda Rüzgar Yapısı Doktora Tezi, Ankara (2005)

Van Rensbergen W. et al.: Evolution of interacting binaries with a B type primary at birth Astron. Astrophys **446** (2006) 1071-1079

Vitrichenko E. A. et al.: Mass-Luminosity Relation for Massive Stars Astronomy Letters **33** (2007) 251–258

EPS AUR SİSTEMİNİN 2009-2011 TUTULMASI

Serdar EVREN*, Esin SİPAHİ, Hasan Ali DAL ve Orkun ÖZDARCAN

Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, İzmir

Özet Bu çalışmada içinde bulunduğumuz gözlem kampanyasında 2009 yılının Ağustos ayında tutulması başlayan Epsilon Aurigae sisteminin gözlemlerinden elde edilen ilk sonuçlar sunuldu. 2009 gözlem kampanyasının amacı, amatör ve profesyonel gökbilimcilerin beraber çalışarak, doğası henüz tam olarak anlaşılamamış olan Epsilon Aurigae sisteminin gözlemlerinin dünyanın dört bir yanında yapılmasını sağlamak ve yanıtlanamamış sorulara yanıt bulmaya çalışmaktır.

1 Giriş

Çok uzun yörünge dönemli (27.1 yıl) örten çift Epsilon Aurigae gökadamızdaki en ilginç sistemlerden biridir. Sistem F0 tayf türünden bir süperdev yıldız ile küçük kütleli görünmeyen bir bileşen içerir. Baş minimum tam tutulma şeklinde görülür ve 0.80 kadir derinliğindedir. Tam tutulma süresi 330 gündür. Yan minimum gözlenmemiştir ve baş bileşenden daha sönük bileşenin varlığından dolayı gözlenemediği sanılmaktadır. 27.1 yıl yörünge dönemli sistemin tutulması tipik olarak iki yıl sürmektedir. Bu durum örtülen cismin devasa boyutlarda olduğunu gösterir. Bunun için tatmin edici bir açıklama bulunmamaktadır. Sistemi daha ilginç kılan diğer bir özellik de tutulma ortasındaki parlama değişimidir. Zonklamaların belirlenmesi çalışmaları devam eden gözlemler ile sağlanmaya çalışılıyor. Eğer zonklamaların özelliği belirlenebilirse belki yan minimum belirlenebilecektir.

Epsilon Aurigae sisteminin değişen olması ilk olarak 19. yüzyılın ilk yarısında Argelander ve Heis tarafından düzenli olarak yapılan gözlem verilerinin incelenmesiyle kesinlik kazanmıştır (Huffer 1932). Epsilon Aurigae sisteminin ayrıntılı çalışması ilk olarak Ludendorff tarafından yapılmış ve sistemin ışık değişim türünün Algol tipi sistemlere benzediğini ileri sürülmüştür (Markwick 1904). Epsilon Aurigae sisteminin 1901-1902 yılları arasında gözlenen tutulmasının ardından 20 yüzyılın ikinci tutulması 1928-1930 yılları arasında gözlenmiştir. Bu gözlemler süresince yıldızın ışığında tutulma dışı, kısa ve kararsız dönemlere sahip ikinci ışık değişimleri olduğu görüldü. Bu ikinci ışık değişimleri, sistemin ışığında ortalama olarak 0.2 kadirlik ışık azalmasına neden olmaktadır (Huffer 1932). Epsilon Aurigae'nin 1982-1984 tutulmasına ilikin gözlemler bir kampanya dahilinde yapılmıştır. Minimum derinliği 0.86 kadirdir. Maksimumda parlaklığı

* e-mail:serdar.evren@ege.edu.tr

V=2.96 kadir olan sistemin B-V=0.54 kadir olup, minimum ortasındaki değerleri, V=3.82 kadir ve B-V=0.54 kadirdir. Renk ölçeklerinde herhangi bir değişimin olmaması, dalgaboylarında eşit derecede ışık kaybı olduğunu gösterir (Bhatt et al. 1984). Bir önceki tutulmada olduğu gibi 1982-1984 yıllarında gözlenen tutulmada da, baş bileşenin Cepheid tipi zonklamasından dolayı değme noktalarının zamanı kesin bir şekilde belirlenememiştir. 1982-84 tutulması tam olarak 1955 ve 1928 yıllarında gözlenen tutulmalar gibi değildir. Bu tutulma sırasında gözlenen bazı ilginç durumlar vardır, bunlar (Parthasarathy and Frueh 1986): (i) tam tutulma ortasında görülen parlama, (ii) üçüncü değme noktası öncesinde görülen ani parlama, (iii) tam tutulma süresinin uzunluğu, (iv) tam tutulma süresince ikinci değme noktasından üçüncü değme noktasına doğru görülen ışık azalması.

2009-2011 kampanyası J. Hopkins ve R. Stencel'in yürütücülüğünde sürdürül- mektedir. Kampanya için genel olarak bilgiler ve haber bültenleri kampanyaya ilişkin web sitesinde yayımlanmakta (http://www.hposoft.com/Campaign09.html) ve iletişim e-mail aracılığı ile sağlanmaktadır. Sistemin gözlemlerinde mukayese yıldızı olarak λ Aurigae kullanılması ve standart süzgeçlerle gözlem yapılması önerilmektedir. Epsilon Aurigae sistemi için düzenlenen bu kampanyaya katılım gösteren ülkeler Türkiye, İngiltere, Almanya, Hollanda, İtalya, Kıbrıs, Amerika, Kanada, Belçika, Güney Kore, Hawaii, İsveç ve İzlanda'dır.

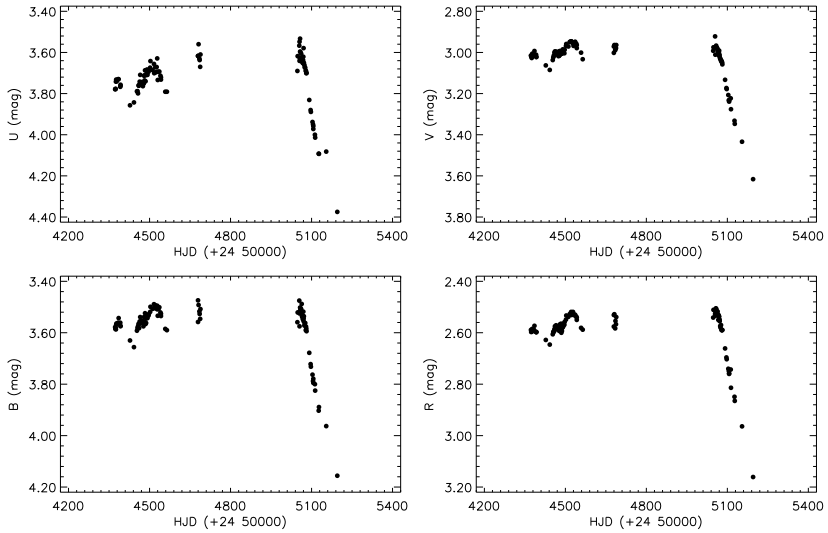
2 Gözlemler

Epsilon Aurigae sisteminin gözlemleri Ege Üniversitesi Gözlemevi'nde ve diğer kampanya üyesi gözlemevlerinde 2006 yılından itibaren yapılmaya başlanmıştır. Ege Üniversitesi Gözlemevi'nde gözlemler farklı iki teleskop ve ışıkölçer ile yapılmaktadır. Bunlardan biri 48 cm çaplı Cassegrain türü teleskop ve ona bağlı Vilnius üç kanallı hızlı ışıkölçeridir. Diğeri ise 30 cm çaplı Meade LX200 model teleskop ve ona bağlı SSP-5 ışıkölçeridir. Mukayese yıldızının parlaklığı her iki teleskopla yapılan gözlemler için standart düzeneğe dönüştürülerek parlaklık düzeyi çakıştırılmıştır.

Sistemin 2009 yılında başlayan gözlem kampanyasında Ege Üniversitesi Gözlemevi'nde UBVR süzgeçlerinde elde edilen ışık değişimleri Şekil 1'de verildi. Elde edilen verilerde tutulma öncesindeki ışık değişimlerinde sistemin Cepheid bileşeninden kaynaklandığı düşünülen zonklama değişimi açıkça görülür. Bu zonklama değişimin genliği V süzgecinde ∼l0.1 kadirdir. Şekil 1'de tutulmaya ilişkin gözlemler tutulmanın birinci ve ikinci teğet evrelerini içerir. V süzgecinde ∼0.8 kadirlik bir tutulma derinliği görülmektedir.

3 Kampanya Gözlemlerine İlişkin Ulaşılan İlk Sonuçlar

Epsilon Aurigae sistemine ilişkin 1982 yılından itibaren günümüze kadar sürdürül- müş fotometrik gözlemlerinden elde edilen V rengindeki ışık değişimi Şekil 2'de verildi. Sistemin kampanya verileri çoğunlukla V süzgecinde yapılan gözlemlerden oluşmaktadır. Epsilon Aurigae sisteminin ışık eğrisinde görülen



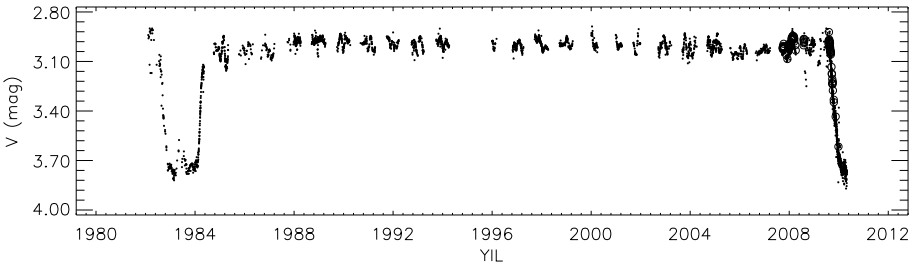
Şekil 1. Bu çalışma kapsamında elde edilen Epsilon Aurigae'un UVBR ışık değişimi.

tutulma dışı ışık değişimleri, baş bileşenin Cepheid türü zonklamasından kaynaklanır. Şekil 3'te sistemin tutulma dışı ışık değişimleri verildi.

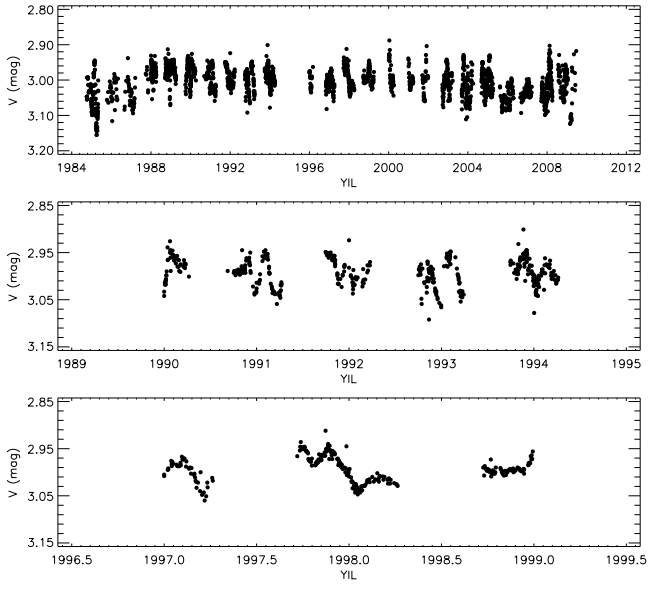
Çizelge 1. 2009-2010 gözlemlerinden Epsilon Aurigae sisteminin tutulmasının UBV süzgeçlerinde ayrı ayrı belirlenen parametleri ve bu parametrelerin 1982-1984 yılındaki değerler ile karşılaştırılması.

	U	U	B	B	V	V
Tutulma Yılı :	1982/1984	2009/2011	1982/1984	2009/2011	1982/1984	2009/2011
I. Teğet :	2445180	2455073	2445170	2455070	2445158	2455063
II. Teğet :	2445300	2455209	2445305	2455204	2445300	2455207
Derinlik (mag) :	0.84	-	0.73	-	0.91	-
Eğim (m/d) :	0.0066	0.0058	0.0052	0.0052	0.0050	0.0049
Tut. iniş süre. (gün) :	120	136	135	136	142	144

Epsilon Aurigae sistemine ilişkin tutulmalar dışı zonklamaya ilişkin dönem analizlerinde baskın dönemler olarak 480, 100, 80 ve 60 gün dönemleri verilir. Sistemin ışık eğrilerinde görülen zonklamaların doğası hala belirlenememiştir. Biz de bu çalışmada 1982 yılından itibaren olan tüm veri üzerine dönem analizi yaptık ve 320 ve 155 gün gibi iki dönem elde ettik. Eğer dönem analizinde bize ait olan 2007-2008 yılına ilişkin verileri kullanırsak 187.14 ve 66.6 gün değerli dönemleri elde ediyoruz. 2009 ve 2010 yılına ait kampanya dahilinde elde edilen



Şekil 2. Epsilon Aurigae'un 1982 - 2010 Yılları arasında elde edilen tüm ışık değişimi.



Şekil 3. 1982 - 2010 yılları arasında Epsilon Aurigae gözlemlerinde tutulmalar dışında elde edilen V rengi ışık değişimi.

Çizelge 2. 2009-2010 gözlemlerinden Epsilon Aurigae sisteminin tutulmasının UBV süzgeçlerinde ayrı ayrı belirlenen parametleri ve bu parametrelerin 1982-1984 yılındaki değerler ile karşılaştırılması.

Süzgeç	Birinci Teğet JD (gün)	Birinci Teğet Tarih	İkinci Teğet JD (gün)	İkinci Teğet Tarih	Tutulmaya İniş Süresi (gün)
V	2455061 ± 02	17 Ağustos 2009	2455206 ± 01	09 Ocak 2010	145 ± 01
B	2455064 ± 06	20 Ağustos 2009	2455204 ± 00	07 Ocak 2010	141 ± 05
U	2455068 ± 06	24 Ağustos 2009	2455211 ± 03	14 Ocak 2010	144 ± 08

Çizelge 3. Epsilon Aurigae sisteminin tutulmasında tam tutulma sırasında görülen parlama değişimine ilişkin tahmin edilen zamanlar.

Süzgeç	Başlama JD	Başlama Tarih	Orta JD	Orta Tarih	Bitiş JD	Bitiş Tarih
V	2455325	08 Mayıs 2010	2455405	27 Temmuz 2010	2455485	15 Ekim 2010
B	2455319	02 Mayıs 2010	2455405	21 Temmuz 2010	2455485	09 Ekim 2010
U	2455334	17 Mayıs 2010	2455405	05 Ağustos 2010	2455485	24 Ekim 2010

Çizelge 4. Epsilon Aurigae sisteminin devam eden tutulmasında üçüncü ve dördüncü teğet noktalarının tahmin edilen zamanları.

Süzgeç	Üçüncü Teğet JD	Üçüncü Teğet Tarih	Dördüncü Teğet JD	Dördüncü Teğet Tarih
V	2455654	02 Nisan 2011	2455719	06 Haziran 2011
B	2455641	20 Mart 2011	2455712	30 Mayıs 2011
U	2455664	12 Nisan 2011	2455719	06 Haziran 2011

fotometrik veriden ilk ulaşılan sonuçlar aşağıda Çizelge 1 ve Çizelge 2'de verildi. Çizelge 3 ve Çizelge 4'te ise sistemin devam eden tutulması için tahmin edilen tutulma ortası parlama değişimlerinin ve ayrıca tam tutulmanın üçüncü ve dördüncü değme noktalarının zamanları verilmiştir. 2010 yılı Mayıs ayında sistemin tutulma ortası parlama değişiminin başladığı kampanya sayfasından duyuruldu. Bu eşsiz gökcisminin tüm dünyada gözlemleri devam etmektedir.

Kaynaklar

Bhatt, H. C., Chandrasekhar, T., Ashok, N. M. ve Desai J. N. 1984, ApSS, 104, 293
Huffer, C. M. 1932, ApJ, 76, 1
Markwick, C. E. E. 1904, MNRAS, 65
Parthasarathy, M. ve Frueh, L. M. 1986, ApSS, 123, 31

GÜNEŞ VE BENZERİ YILDIZLARDA MANYETİK KONVEKSİYON

Gülizar GENÇOĞLU[1], ⋆ Evrim KIRAN[2] ve Rennan PEKÜNLÜ[3]

[1] EGE Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Bornova, 35100, İzmir, gulizast@gmail.com
[2] EGE Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Bornova, 35100, İzmir, evrimkiran@mail.ege.edu.tr
[3] EGE Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Bornova, 35100, İzmir, rennan.pekunlu@ege.edu.tr

Özet Bu çalışmada, elde edilmiş herhangi bir orijinal ürün sunulmamıştır. Ferriz-Mas ve Schüssler (1993)'in çalışması fiziksel ve matematiksel adımlarda incelenmiştir. Bu çalışmada, önceki çalışmalardan farklı olarak akı tüpü içindeki gaz ile dış ortamın farklı hızlarda döndüğü kabul edilmiştir. Konvektif bölge tabanında yatan kararlı manyetik akı tüpünün yüzeye çıkması için kararsız hale gelmelidir. Bu kararsızlığa neden olabilecek kuvvetler incelenmiştir.

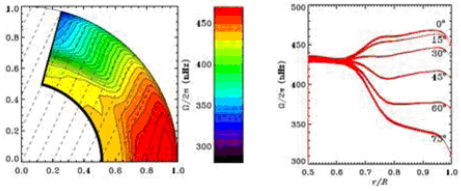
1 Giriş

Güneş ve Güneş benzeri yıldızlarda manyetik konveksiyon bölgesinin altında manyetik akı tüpü bulunur. Dinamo etkisiyle manyetik akı tüpünün güçlendirilmesi için belli bir zamana ihtiyaç vardır. Bu konudaki temel problemler, manyetik akı tüpünün bu zaman boyunca konveksiyon bölgesi tabanında nasıl kaldığı ve manyetik akı tüpünü yüzeye çıkartmaya yarayan kararsızlığın nedenleridir. Bu problemi çözmek için ince akı tüpü yaklaşımı yapılarak diferansiyel dönme göz önünde bulundurulur. Böylece diferansiyel dönme ve katmanlaşmanın etkisi altındaki, eşlek bölgesine yerleşmiş olan eksensimetrik toroidal akı tüplerinin kararlılığı incelenebilir. Akı tüpünün denge durumu, üç nedenden dolayı kararsız olabilir: a) akı tüpü çevresinin süperadyabatik olması b) diferansiyel dönme ve c) akı tüpü dışındaki plazma akımları.

2 Temel Denklemler

Yıldız konveksiyon bölgesinde yer alan, yalıtılmış bir ince akı tüpünü varsayalım. Bu akı tüpü, diferansiyel dönme ve diğer hız alanlarının etkisi altındadır. Bu durumda akı tüpünün devinim eşitliklerini inceleyebiliriz. İnce akı tüpü yaklaşımının temel varsayımı, akı tüpüyle onu çevreleyen ve manyetik alan içermeyen ortamın anlık yatay basınç dengesidir. Akı tüpünün içi ve dış ortam arasındaki basınç

⋆ gulizast@gmail.com



Şekil 1. GONG verisinden yararlanılarak Güneş'in dönme profilinin yarıçapın bir fonksiyonu olarak gösterimi. Sol: belli hızlarla dönen bölgelerin eş yükselti haritaları (Howe ve ark., 2005). Sağ: Belli enlemlerde diferansiyel dönmenin radyal yöne bağlılığı (Howe ve ark., 2000)

dengesini incelerken dış ortamın manyetik alana sahip olmadığı kabul edilmiştir. p_i akı tüpü içindeki basıncı, p_e ise akı tüpü dışındaki basıncı ifade etmek üzere; basınç dengesi aşağıdaki eşitlikle ifade edilir:

$$p_i + \frac{B^2}{8\,\pi} = p_e \tag{1}$$

Diferansiyel dönme göz ardı edilerek, ideal MHD yaklaşımıyla sabit açısal hızıyla dönen konsayı düzeneğinde akı tüpünün devinim eşitliği şu şekildedir:

$$\rho \frac{D\,v}{D\,t} = -\nabla\left(p + \frac{B^2}{8\,\pi}\right) + \frac{(B\,.\,\nabla)\;B}{4\,\pi} + \rho\,g - \rho\,\Omega \times (\Omega \times r) + 2\,\rho\,v \times \Omega \tag{2}$$

Bu denklemde, D/Dt materyal türevi ($\frac{D}{D\,t} \equiv \frac{\partial}{\partial\,t} + \mathbf{v}\cdot\nabla$) göstermektedir. Denklemin sağ kısmındaki birinci terim manyetik basınç kuvveti, ikinci terim manyetik gerilme kuvveti, üçüncü terim çekim kuvveti, dördüncü terim merkezkaç kuvveti ve son terim ise corolois kuvvetini göstermektedir. Manyetik akı tüpü dışındaki ortamın akı tüpünün devinimi tarafından tedirgin edilmediği varsayılmıştır ($\partial/\partial\,t = 0$). Bu durumda dış ortamın devinim eşitliği:

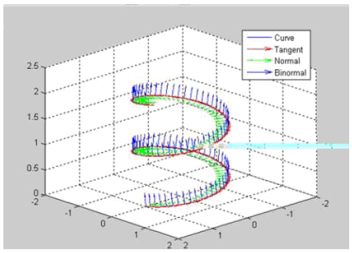
$$\rho_e \frac{D\,v_e}{D\,t} = \rho_e\,(v_e\,.\,\nabla)\;v_e = -\nabla p_e + \rho_e\;[g - \Omega \times (\Omega \times r)] + 2\,\rho_e\,v_e \times \Omega \tag{3}$$

"e" alt indisi dış ortamı (external medium) temsil eder. Akı tüpü eğrilik ve burulma gösteren bir yapı olduğu için akı tüpünü Frenet vektör tabanında incelemek faydalı olacaktır. Frenet vektör tabanındaki birim vektörler şu şekildedir: $e_t = \frac{\partial r(s,t)}{\partial s}$; $e_n = \frac{1}{\kappa}\frac{\partial^2 r(s,)}{\partial s^2}$; $e_b = e_t \times e_n$

Buna göre devinim eşitliklerini yazacak olursak şöyle olur:

$$\left(\rho_i \frac{Dv_i}{Dt}\right)\cdot e_t = -\frac{\partial p_i}{\partial s} + \rho_i \cdot e_t\; - \rho_i\,[\Omega \times (\Omega \times r)]\cdot e_t + 2\rho_i\,(v_i \times \Omega)\cdot e_t$$

$$\left(\rho_i \tfrac{Dv_i}{Dt}\right)\cdot e_n = (\rho_i - \rho_e)\,g\cdot e_n\; - \rho_i\,[\Omega \times (\Omega \times r)]\cdot e_n + 2\rho_i\,(v_i \times \Omega)\cdot e_n$$
$$- \rho_e\,[-\Omega \times (\Omega \times r) + 2v_e \times \Omega - (v_e \cdot \nabla)\,v_e]\cdot e_n + \left(\tfrac{B^2}{4\pi}\kappa\right) + F_D \cdot e_n$$



Şekil 2. Frenet-serret koordinat sisteminde t(s), n(s), b(s) birim vektörlerin 3 boyutlu gösterimi.

$$\left(\rho_i \tfrac{Dv_i}{Dt}\right) \cdot e_b = (\rho_i - \rho_e)\, g \cdot e_n \; - \rho_i \left[\Omega \times (\Omega \times r)\right] \cdot e_b + 2\rho_i \left(v_i \times \Omega\right) \cdot e_b$$
$$- \rho_e \left[-\dot{\Omega} \times (\Omega \times r) + 2v_e \times \Omega - (v_e \cdot \nabla)\, v_e\right] \cdot e_b + F_D \cdot e_b \qquad (4)$$

($F_D.e_t = 0$). Sonsuz elektriksel iletkenlik sınırında süreklilik eşitliği ve manyetik indüksiyon eşitliği birleştirilirse,

$$\frac{D}{D\,t}\left(\frac{B}{\rho_i}\right) \equiv \left(\frac{B}{\rho_i}.\nabla\right) \mathbf{v}_i \qquad (5)$$

olur. Bu denklemi ince akı tüpü için yazmak istersek,

$$\frac{Dv}{Dt}\left(\frac{\rho_i}{B}\right) + \frac{\rho_i}{B}\left[\frac{\partial}{\partial s}\left(v_i \cdot e_t\right) - \kappa\left(v_i \cdot e_n\right)\right] = 0 \qquad (6)$$

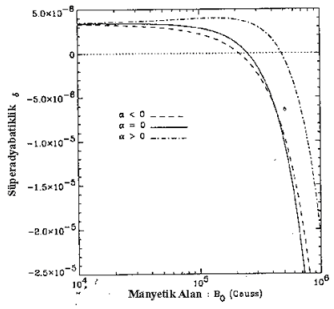
şekline dönüşür. Yıldızların konveksiyon bölgelerinin derinliklerinde ortaya çıkan kararsızlıklar için izentropik devinim eşitliği iyi bir yaklaşım olur. Çünkü dinamik zaman ölçeği, akı tüpünün çevresiyle ışınımsal veya ısısal iletkenlik yoluyla erke alış-veriş zaman ölçeğinden çok daha küçüktür (Moreno-Insertis, 1986). Bir gazın durum denklemi izentropi yaklaşımıyla

$$\frac{D\,p}{D\,t} = \frac{\gamma\, p}{\rho}\frac{D\,\rho}{D\,t} \qquad (7)$$

şeklinde yazılır. Daha önce bahsetmiş olduğumuz eşlek düzleminde yer alan eksen simetrik akı tüpünün kararlılığını incelemek için gereken eşitlikleri elde etmiş olduk. İnce akı tüpü yaklaşımıyla, (1) Basınç dengesi denklemi, (4) Devinim eşitliği, (6) Manyetik indüksiyon ve süreklilik denklemi, (7) İzentropi durumunda hal denklemi elde edilir. Bu denklemler birleştirildiğinde kapalı bir denklem sistemi elde edilmiş olur. Bu denklem sistemi doğrusallaştırılır ve dağılma bağıntısı elde edilir. Akı tüpünün kararsızlık koşulu $F\left(f\right) - \beta\,\delta + \alpha\,\left(2+\alpha\right)\left(3+\sigma\right)\,\tilde{\Omega}^2_{e\,o} + 4\,\left(1+q\right)\,\tilde{\Omega}^2_{e\,o} < 0$ eşitsizliği ile verilir.

3 Sonuçlar

Güneş ve diğer soğuk yıldızların overshoot bölgeleri de içermek üzere, dış konveksiyon bölgelerinde manyetik akı depolanma sorununun çözümü için ince akı



Şekil 3. Eksen bakışıklığı gösteren ($m = 0$) biçemlere ilişkin kararlılık çizgesi. Güneş?in konveksiyon bölgesinin dibi ($\gamma = 5/3, \sigma = -1.82, f = 0.11, \Omega_{eo} = 2.7 \times 10^{-6} s^{-1}, q = 0.06$) nin temsili parametreleri için B_o manyetik alan yeğinliğine karşı süperadyabatikliği. Her bir eğri, kararsızlık bölgesini (parabolundışı) kararlılık bölgesinden (parabolun içi) ayırmaktadır. Sürekli çizgi, $\Omega = \Omega_{eo}$; kesikli çizgi, $\Omega < \Omega_{eo}$ ve kesikli nokta biçimindeki çizgiler $\Omega > \Omega_{eo}$ durumlarına karşılık gelmektedir. Bu durumlarda izin verilebilir en büyük açısal hız farkının $(\Omega_{eo} - \Omega) = v_A/r_o$ olduğu varsayılmıştır (Ferriz-Mas Schüssler, 1993).

tüpü yaklaşımında manyetik yapıların kararlılığı doğrusal tedirginlik bağlamında incelenmiştir. Buna göre, akı tüpü içindeki plazma çevresine göre daha hızlı dönerse, "uçlağa doğru kayma kararsızlığı" (Spruit van Ballegooijen, 1982), bastırılmış olur. Eşlek düzlemindeki tedirginliklerin ortaya çıkardığı eksensel bakışık biçemler, açısal momentumun korunumu nedeniyle dönmenin etkisiyle güçlü bir biçimde bastırılır. Güneş'in konveksiyon bölgesinin dibindeki overshoot katmanında geçerli koşullar altında, $10^5 G$ dek manyetik alan yeğinliğine sahip tüpler, kararlıdır. $10^5 G - 1.5 \times 10^5 G$ alan değerleri aralığında ikinci bir kararlılık bölgesi bulunmuştur. Yeni kararlılık bölgesinin ortaya çıktığı B_o ve δ değerler aralığı, α (iç-dış ortamların dönme hızları oranı) ve q (diferansiyel dönme) değerlerine duyarlı bir biçimde bağlıdır. $10^4 G$'a dek manyetik alan yeğinliğine sahip akı tüplerinin kararlılığı, çoğunlukla diferansiyel dönme ile belirlenir. $B \geq 10^5 G$ için kararlılık, sadece tabakalaşmaya bağlıdır.

Kaynaklar

Ferriz-Mas, A. Schüssler, M., 1993, Geophys. Astrophys. Fluid Dynamics, Vol. 72, 209.
Howe, R., Christensen-Dalsgaard, J., Hill, F., Komm, R.W., Larsen, R.M., Schou, J., Thompson, M.J., Toomre, J., 2000, Science, 287, 2456.
Howe, R., Christensen-Dalsgaard, J., Hill, F., Komm, R., Schou, J., Thompson, M.J., 2005, ApJ, 634, 1405.
Moreno-Insertis, F., Schüssler, M. Ferriz-Mas, A., 1992, AA, 264, 686.
Moreno-Insertis, F., 1986, AA, 166, 291.
Spruit, H.C., van Ballegooijen, 1982, AA, 106, 58 (erratum, AA, 113, 350, 1982)

Galaktik Süpernova Kalıntısı G332.5-5.6'nin SUZAKU X-Işını Tayf Analizi

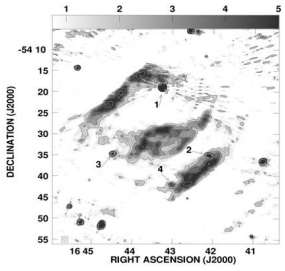
Fatma Gök[1⋆], Aytap Sezer[2], Murat Hüdaverdi[2] ve E.Nihal Ercan[3]

[1] Akdeniz Üniversitesi, Fizik Bölümü, Antalya
[2] TÜBİTAK UZAY Teknolojileri Araştırma Enstitütüsü, Ankara
[3] Boğaziçi Üniversitesi, Fizik Bölümü, İstanbul

Özet G332.5-5.6 süpernova kalıntısı, Suzaku uydusu tarafından 2007 yılında toplam 70.2 ks boyunca XIS (X-ray Imaging Spectrometer) ile gözlenmiştir. Bu gözlem verilerini kullanarak kalıntının X-ışını analizlerini yaptık. Tayf modellemesi ile; serbest parametre olarak bıraktığımız galaktik hidrojen sütun yoğunluğu (N_H), iyonizasyon zamanı ($n_e t$), sıcaklık (kT_e) ve metal bolluklarını elde ettik. Bu sonuçları kullanarak, kalıntı ve çevredeki gaz etkileşimini inceledik.

1 Giriş

Kabuk (shell) tipli ve $35'$ büyüklüğünde olan G332.5-5.6, Reynoso ve Green (2007) tarafından 1.4 ve 2.4 GHz'de radyo bölgesinde ilk olarak gözlenmiştir, yeni bir kalıntıdır. Uzaklığı HI çizgisinden d=3.4 kpc, Galaksi düzleminden olan uzaklığı ise 330 pc olarak verilmiştir. Şekil 1'de verilen radyo görüntüsünden bu kalıntının 3 bölgede yoğunlaştığı görülmektedir.



Şekil 1. G332.5-5.6'nin 1.4 ve 2.4 GHz'de ATCA ile alınmış radyo görüntüsü Reynoso ve Green (2007).

Optik bölgedeki ve 0.1-2.4 keV enerji aralığındaki Rosat X-ışını çalışmaları ise Stupar vd (2007) tarafından yapılmıştır. Uzaklık ve çapını gözönünde bulundurarak bu kalıntının yaşlı ya da orta yaşlı olduğunu tahmin etmişlerdir.

⋆ gok@akdeniz.edu.tr

Biz bu çalışmada yeni bir kalıntı olan G332.5-5.6'nin Suzaku X-ışını verileri analizlerini yaptık. Suzaku, en yeni X-ışını uydusudur, yüksek enerji çözünürlüğü ($\sim 6.5eV@6keV$), geniş algı aralığı (0.3-600 keV), yüksek verimlilik ve düşük background seviyesi özellikleri ile SNK'lerin X-ışını gözlemleri için çok uygundur. Özellikle SN patlaması ile oluşan K-shell Fe çizgilerinin tespit edilmesinde hassastır. SNK'ler, SN patlaması sonucu oluştuklarından, bu patlamayı veren yıldızın kütlesi, patlama türü, patlama enerjisi gibi parametreler özellikle önemlidir. X-ışını analizleri ile kalıntılardan gelen metal çizgi bollukları belirlenebilmektedir ve bu da SN patlama türü hakkında bilgi verir.

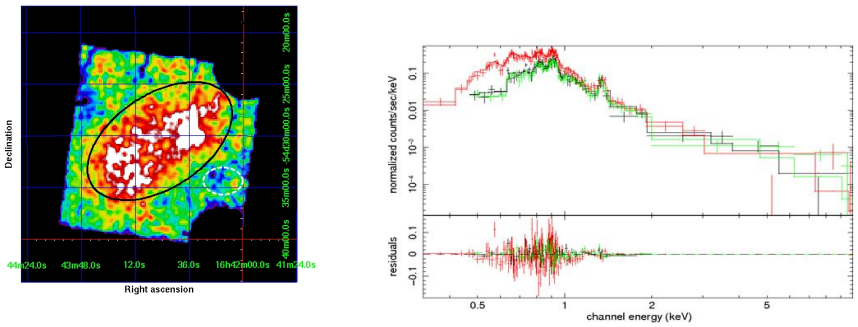
2 Analiz

G332.5-5.6 ($\alpha = 16^h43^m20^s$,$\delta = -54^o30^{'}$) kalıntısı 18 Ağustos 2007'de 70.1 ks (Gözlem no:502066010) boyunca SUZAKU uydusu tarafından XIS (X-ray imaging spectrometer) ile gözlenmiştir. Bu gözlemde XIS0, XIS1 ve XIS3 alıcıları kullanılmıştır (2006 yılı Kasım ayında, XIS2 hasar görmüş ve devredışı kalmıştır. Bu sebeple 2007 ve sonrası gözlemler, kalan 3 XIS kamerası ile gerçekleştirilmiştir). Kamera Prime Full Window modunda çalıştırılmış ve Medium filtre kullanılmıştır. Bu uydudan alınan verilerin filtreleme ve temizleme analizleri HEADAS software 6.04 ve tayf analizleri XSPEC 11.3.2 versiyonları kullanılarak yapılmıştır. Uydudan XIS dosyaları alınarak; kozmik ışınlar, güneş parlaması gibi dış etkilerin meydana getirdiği kirli veriyi temizlemek için ışık eğrisi oluşturulmuştur. Ortalama dağılımın 2.7σ değerinin altında ve üstünde kalan alanlar çıkarılarak temizlenmiştir. Bu şekilde oluşturulan GTI (Good Time Intervals) dosyası kullanılarak temizleme işlemi tamamlanmıştır. Bu temizlenmiş dosya ile kalıntının 0.3-10 keV enerji aralığındaki, parlaklık haritasına bakılmıştır. Smooth edilmiş XIS0 görüntüsü Şekil 2(a)'da verilmiştir.

Şekilde elips ile işaretlenmiş bölge ($\alpha = 16^h42^m56^s$, $\delta = -54^o30^{'}31^{''}$ merkezli, $7.8^{'} \times 4.5^{'}$ büyüklüğünde ve 330 açılı) tayf analizi için XSELECT V2.4a programı ile seçildi. Bu bölgeden gelen X-ışın fotonlarını, enerjiye dönüştürebilmek için, Suzaku uydusu alıcı çiplerinin ilgili piksellerinin response dosyaları hazırlanmıştır. Bu iş için xisrmfgen ve xissimarfgen (version 2006-10-17, Ishisaki vd (2007)) yazılımları kullanılmıştır. Dosyalar hazırlandıkdan sonra, kaynaktan gelen ışımayı modellemek için XSPEC 11.3.2 programı kullanılmıştır. Bu işlemler XIS0, XIS1 ve XIS3 alıcıları için ayrı ayrı yapılmıştır.

Tayf analizlerinde en iyi uygunluk (fit) ($\chi^2/d.o.f = 1.13$) VNEI (VNEI ; Non-equilibrium ionization collisional plasma model with variable abundances, Borkowski vd (2001) ve power-law (non-thermal synchrotron emission from relativistic electrons) modeli ile elde edildi. Bu model uygulanarak elde edilen 0.3-10 keV enerji aralığındaki tayf, eş zamanlı olarak modellenerek Şekil 2(b)'de verilmiştir.

Şekil 2'de kırmızı renk ile gösterilen eğri (XIS1), siyah renk ile gösterilen eğri (XIS0), yeşil renk ile gösterilen eğri ise (XIS3) ile alınan verilerden elde edilmiştir. XIS1 sayımları XIS0 ve XIS3'e göre daha fazladır. Bu durum XIS1'in arka aydınlatmalı (back-illuminated) çip olmasından kaynaklanmaktadır. G332.5-5.6



Şekil 2. **(a)**G332.5-5.6 kalıntısının 0.3-10 keV enerji aralığındaki smooth edilmiş XIS0 görüntüsü. Çalışılacak olan bölge elips içinde gösterilmiştir. Bu bölge kalıntının merkez bölgesidir. Arka alan ışıması için seçilen bölge ise beyaz renkli kesikli elips ile işaretlenmiştir. Kalibrasyon amaçlı gözlenmiş sağ üst ve sağ alttaki iki köşe ise analiz aşamasında çıkarılan bölgelerdir. Koordinatlar J2000.0 olarak verilmiştir. **(b)**G332.5-5.6'nin merkez bölgesi, wabs*(vpshock+power-law) modellemesiyle elde edilen 0.3-10 keV enerji aralığındaki XIS0 (siyah), XIS1 (kırmızı) ve XIS3 (yeşil) eşzamanlı X-ışını Suzaku tayfı

kalıntısının tayf analizlerinde galaktik hidrojen sütun yoğunluğu N_H, iyonlaşma zamanı $n_e t$, sıcaklık kT_e ve metal bollukları hesaplanmıştır. Elde edilen tayfta baskın olarak görülen O, Ne, Mg, Fe ve Ni çizgilerinin metal bolluklarını belirlemek için, tayf modellemesi yapılırken bu değerler serbest bırakılmış, diğer metaller (H, He, N, C, Si, S, Ar, Ca) ise Güneş değerlerine (Anders ve Grevesse 1989) sabitlenmiştir. wabs*VNEI+power-law modellemesiyle elde edilen parametreler ve hata değerleri Tablo 1'de verilmiştir.

Çizelge 1. G332.5-5.6'nin Suzaku X-ışını tayf analizinden elde edilen sonuçlar

	Parametreler	Değerler
	Absorbtion $N_H(cm^{-2})$	$(4.75 \pm 0.04)\times 10^{20}$
VNEI	$kT_e(keV)$	0.50±0.03
	$n_e t(cm^{-3}s)$	$(3.32\pm 0.01)\times 10^{10}$
	O	0.68±0.10
	Ne	1.67±0.39
	Mg	2.43±0.65
	Fe	1.15±0.22
	Ni	3.08±1.16
Power-law	$PhotonIndex$	1.28 ±0.13
	$\chi^2/d.o.f.$	356/314=1.13

3 Sonuç ve Tartışma

Suzaku X-ısını analizlerinde G332.5-5.6 için düşük kT_e (0.50±0.03 keV) ve düşük hidrojen sütun yoğunluğu $(4.75 \pm 0.04) \times 10^{20}$ cm^{-2} değerleri elde edilmiştir. Sıcaklık değeri SNK'ler için beklenen değerdedir. Hidrojen sütun yoğunluğunun düşük çıkması, bu kalıntının galaksi düzelemine yakın olmadığını işaret etmektedir. Radyo gözlemleri ile de bu kalıntının galaksi düzleminden 330 pc uzakta olduğu gösterilmiştir Reynoso ve Green (2007).

SNK'lerin iyonlaşma denge durumu, iyonizasyon zamanı ($n_e t$) olarak anılan bir parametre ile belirlenmektedir. Tam iyonlaşma denge durumu için bu değer 10^{12} cm^{-3} s olarak verilmektedir (Masai 1984). G332.5-5.6 için bu değeri ($n_e t$) $(3.32 \pm 0.01) \times 10^{10}$ cm^{-3} s olarak elde ettik. Bu değer kalıntının tam iyonlaşma denge durumuna yakın olmadığını göstermektedir.

Suzaku X-ışını analizlerinden bu kalıntıya ait O(0.68 ± 0.10), Ne(1.67 ± 0.39), Mg(2.43 ± 0.65), Fe(1.15 ± 0.22) ve Ni(3.08 ± 1.16) çizgilerini ilk defa bu çalışmada tespit ettik. Bu metallerin bolluk değerleri teorik modellerle karşılaştırılarak, kalıntının patlama türü belirlenmektedir. Fe bolluğunun diğer element bolluklarına oranının çok büyük çıkması, kalıntının SNIa tipli patlama sonucu oluştuğunu, aksi halde ise özek çökmesi (core collapse) sonucu oluştuğuna işaret etmektedir (Woosley ve Weaver (1995), Thielemann vd (1996), Iwamoto vd (1999)). Bu çalışmada elde edilen element bolluklarına bakıldığında, Fe bolluğunun SNIa patlaması için yeterli olmadığı söylenebilir. Ni bolluk değeri kalıntının SNIa kaynaklı olabileceğine işaret etmektedir. Ancak hata değerinin büyüklüğünü gözönüne aldığımızda, Ni bolluğuna dayanarak bir yorum yapmanın sağlıklı olmadığını düşünmekteyiz.

Kaynaklar

Anders, E., and Grevesse, N.:Abundances of the elements - Meteoritic and solar. Geochim. Cosmochim. Acta. **53** (1989) 197–214.

Borkowski, K. J., Lyerly, W. J., & Reynolds, S. P. :Supernova Remnants in the Sedov Expansion Phase: Thermal X-Ray Emission. ApJ **548** (2001) 820–835.

Ishisaki, Y., Maeda, Y., Fujimoto, R. et al.:Monte Carlo Simulator and Ancillary Response Generator of Suzaku XRT/XIS System for Spatially Extended Source Analysis. PASJ **59** (2007) 113–132.

Iwamoto, K., Brachwitz, F., Nomoto, K., et al.:Nucleosynthesis in Chandrasekhar Mass Models for Type IA Supernovae and Constraints on Progenitor Systems and Burning-Front Propagation. ApJS **125** (1999) 439–462.

Masai, K.:X-ray emission spectra from ionizing plasmas. ApSS **98** (1984) 367–395.

Reynoso, E.M. and Green, A.,J.:G332.5-5.6, a new Galactic supernova remnant. MNRAS **375** (2007) 92–98.

Stupar, M. et al.:Multiwavelength study of a new Galactic SNR G332.5-5.6. MNRAS **381** (2007) 377–388.

Thielemann, F-K., Nomoto, K., Hashimoto, M.:Core-Collapse Supernovae and Their Ejecta. ApJ **460** (1996) 408–436.

Woosley, S. E. and Weaver, T. A.:The Evolution and Explosion of Massive Stars. II. Explosive Hydrodynamics and Nucleosynthesis. ApJS **101** (1995) 181–235.

XVII. Ulusal Astronomi Kongresi VI. Ulusal Öğrenci Astronomi Kongresi
31 Ağustos - 4 Eylül 2010, Adana

TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi (TUG) ve Ankara Üniversitesi Gözlemevi (AUG)'ndeki Meteorolojik Koşullar

Gökhan GÖKAY*, Yahya DEMİRCAN, Zahide TERZİOĞLU, Gözde SARAL, Hande GÜRSOYTRAK, Abdullah OKAN ve Birol GÜROL

Ankara üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Beşevler, 06100, ANKARA

Özet Bu çalışmada TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi (TUG) ve Ankara Üniversitesi Gözlemevi (AUG)'ndeki meteoroloji istasyonlarının arşivlerindeki ölçümler incelenmiştir. Meteoroloji istasyonlarında sıcaklık, atmosferik basınç, nem ve rüzgar hızı gibi bilgiler ölçülmektedir. Tüm meteorolojik ölçümler istasyonlar tarafından sürekli yapılmakta, belirli zaman aralıklarında hesaplanan ortalama değerler bilgisayar tarafından kaydedilmektedir. Kaydedilen verilerin analizi ile her iki gözlemevi için gözlem koşullarında meydana gelen değişiklikler belirlenmiştir.

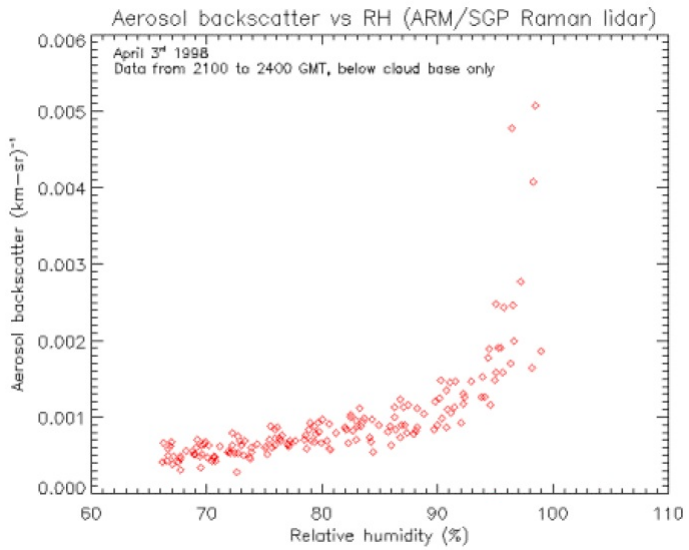
1 Giriş

Gözlemevinde yapılan bilimsel gözlemlerin kalitesini belirleyen çeşitli parametreler vardır. Bilimsel gözlem ifadesi ile fotometrik, tayfsal, astrometrik yapılan tüm gözlemler kastedilmektedir. Bu parametreler arasında gözlem araçları ile ilgili olan bazıları tamamen veya kısmen gözlemci tarafından kontrol altında tutulabilmektedir. Bunlara örnek olarak alınan görüntülerdeki sinyal/gürültü (S/G) oranı, görüntülerin FWHM değerleri, görüntülerin çözünürlüğü verilebilir. Normal koşullar altında gözlemci yeterli S/G oranına ulaşacak kadar poz süresi seçebilir, gözlem boyunca dedektörün odak noktasından olası uzaklaşmalarını kontrol ederek gerektiğinde düzeltme yapabilir veya yüksek çözünürlük gerektiren astrometrik gözlemlerde binning işlemi yapmama yoluna gidebilir. Gözlem sırasındaki atmosferik koşullar da gözlemsel verinin kalitesine etki etmektedir. Bu koşullar gözlemciden tamamen bağımsızdır. Bazı hava koşullarında gözlem araçlarının zarar görmemesi için gözlemin durdurulması gerekebilmektedir. Göreli nem, sıcaklık ve basınç parametreleri hava koşulları hakkında önemli bilgiler vermektedir. TUG ve AUG gözlemevlerinde kurulu yerel meteoroloji istasyonları ile bu parametreler, bazı diğer parametreler yanında sürekli olarak kaydedilmektedir. Bu çalışmada sadece meteorolojik olarak gözleme uygun gecelerin istatistiği incelenmiştir.

* ggokay@science.ankara.edu.tr

Bir gecenin gözlem yapmaya uygunluğunu belirleyen temel parametreler basınç, rüzgar hızı, yoğuşma sıcaklığı, ortam sıcaklığı ve nem değerleridir. Nem, havada bulunan su buharı miktarıdır. Meteoroloji istasyonları tarafından kaydedilen nem değeri, bağıl nem değeridir. Bağıl nem havanın ölçüm sırasında sahip olduğu su buharının, bulunduğu koşullarda taşıyabileceği en yüksek su buharı değerine oranı olarak verilmektedir. Havanın taşıyabileceği en yüksek su buharı miktarı sıcaklık ve basınç ile değişim göstereceği için, bağıl nem değeri sıcaklık ve basıncın da bir fonksiyonudur. Sıcaklık değeri arttıkça havanın hacmi artar. Buna bağlı olarak taşıyabileceği en fazla su buharı miktarı da artar. Bunun doğal sonuçlarından birisi, buharlaşmanın artmasıdır. Bağıl nem değeri %100 ise, su buharı ile su dinamik dengede demektir. Değer %100'den daha küçük bir değerde ise buharlaşma, daha büyük bir değerde ise yoğunlaşma daha fazladır. Bağıl nem oranı arttıkça, o bölgede yağış olasılığı da artmaktadır.

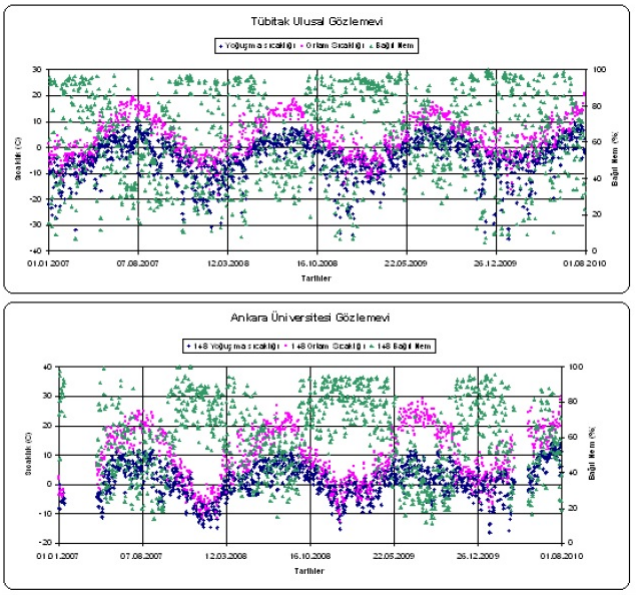
Göreli nem miktarının artması ile atmosferdeki aerosollerin gözlemlere etkisi değişir. Su buharı aerosoller üzerinde yoğunlaşır ve onların boyutlarını değiştirir. Sonuç olarak aerosollerin soğurma ve sönümleme indisi değişir (Laine 1992). Gece boyunca değişen göreli nem değeri gözlem kalitesini etkileyecektir. Aerosollarin neden olduğu saçılma etkisinin bir örneği, Şekil 1'de verilmiştir.



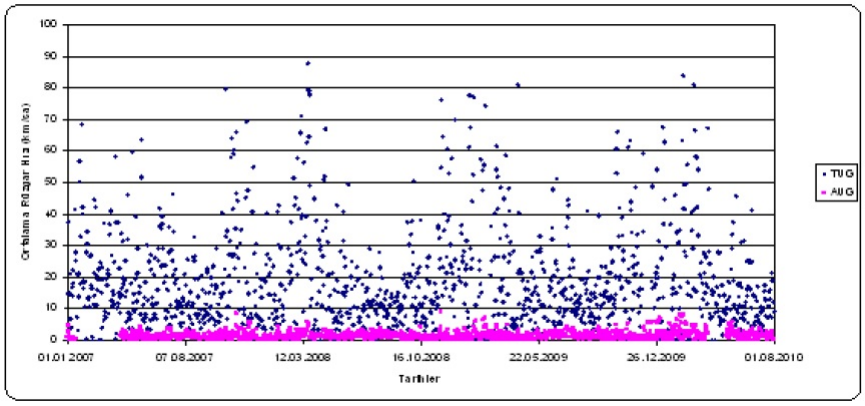
Şekil 1. Tardif (2002) (Şekil 21)'de verilmiş olan bu grafik bağıl nem miktarı ile aerosol saçılması arasındaki ilişkiyi göstermektedir.

2 Gözlemsel Veriler

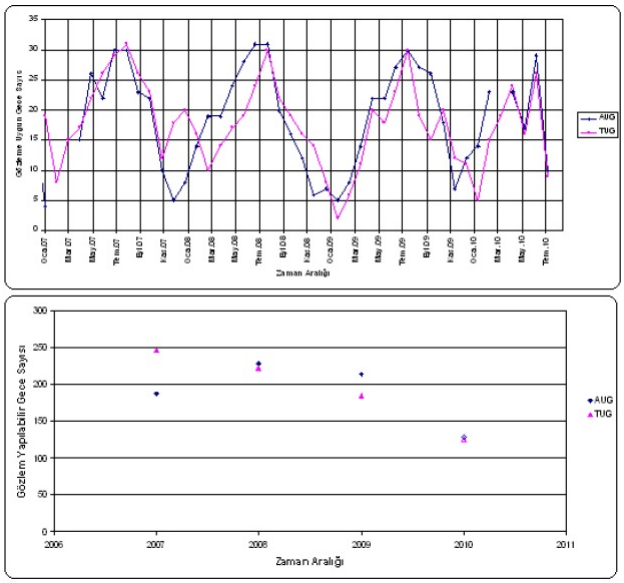
Bu çalışmada istatistik olarak incelenen meteoroloji verileri TUG ve AUG yerleşkelerine kurulu olan yerel istasyonlardan elde edilmiştir. Her iki yerleşkede de hava koşulları Davis meteoroloji istasyonları ile sürekli ölçülmektedir. Elde edilen veriler gözlemevilerinin kendilerine ait internet sayfalarında yayınlanmaktadır. İncelenen veriler 1 Ocak 2007 ile 1 Ağustos 2010 zaman aralığını kapsamaktadır. Her iki yerleşkedeki istasyon da gün boyunca ölçüm yapmaktadır. Bu verilerin TBZ 21:00-03:00 zaman aralığında gecelik ortalama değerleri alınmıştır. Rüzgar hızının 40 km/sa'den daha yüksek olması durumu, gözlem için elverişsiz hava koşulu olarak alınmıştır. İlave olarak bağıl nem değerinin %80'in üzerinde olduğu geceler de gözlem için elverişsiz olarak alınmıştır. Bağıl nem değerinin %75'in üzerinde ve dış ortam sıcaklığı ile yoğuşma sıcaklığı arasındaki farkın 5 °C'nin altında olduğu geceler de aynı şekilde gözlem yapılmaması gereken gece olarak alınmıştır. Bu sınır koşullar, TUG meteoroloji internet sayfasında verilen koşullar ile uyumludur. Ayrıca belirtilen koşullar sağlanmadığı halde yağış gerçekleşen gecelere rastlanmıştır. Bu geceler de gözleme uygun olmayan geceler içine dahil edilmiştir. Gözlem yapılabilir gece sayısının aylık ve yıllık dağılımı Şekil 4'te verilmiştir. Şekil 2'de gecelik ortalama yoğuşma sıcaklığı, dış ortam sıcaklığı ve bağıl nem değerleri, Şekil 3'te de her iki gözlemevindeki rüzgar koşulları grafikte gösterilmiştir.



Şekil 2. Üst kısımda TUG'a ait gecelik ortalama bağıl nem, yoğuşma sıcaklığı ve dış ortam sıcaklığı değişimi görülmektedir. Aynı bilgiler alt kısımda AUG için verilmiştir.



Şekil 3. TUG ve AUG'deki rüzgar koşulları.



Şekil 4. Gözleme elverişli gecelerin aylık dağılımı (üstte) ve yıllık dağılımı (altta). Her iki gözlemevi için de 2010 yılına ait veriler, yıl henüz tamamlanmadığı için içi boş sembollerle gösterilmiştir.

3 Sonuç

Tübitak Ulusal Gözlemevi ve Ankara Üniversitesi Gözlemevi için 1 Ocak 2007 ile 1 Ağustos 2010 tarihleri arasındaki hava koşulları incelenmiştir. Buna göre gözleme elverişli gecelerin aylık ve yıllık daşılımı elde edilmiştir. Bu dağılımlar hesaplanırken gecelik ortalama değerler kullanılmıştır. Bu şekilde elde edilen gözleme uygun gece sayısının gerçek değerleri ne ölçüde temsil ettiği test edilmiştir. Test, AUG'de yapılan gözlemlerin sayısı ile gözleme uygun hava koşullarına sahip gece sayıları karşılaştırılarak yapılmıştır. Bu değerler Çizelge-1'de verilmiştir. Değerler arasındaki farklılıklar, uygun meteorolojik koşullar sağlansa dahi teleskopta meydana gelen arızalar nedeniyle veya havanın parçalı bulutlu olması nedeniyle yapılamayan gözlemlerden kaynaklanmaktadır. Bazı gözlem gecelerinde nem miktarı, belirlenen sınıra çok yakın ancak sınırı geçmeyecek değerler almıştır. Böyle gecelerde de bazen gözlem yapılmama yoluna gidilmiştir. Ayrıca bazen meteoroloji istasyonlarında oluşan arızalar nedeniyle bir süre veri alınamamıştır. Bunlar da Çizelge 1'de verilen değerlerin farklı çıkmasının nedenleri arasındadır.

İncelenilen zaman aralığında Ankara Üniversitesi Gözlemevi'nde rüzgar hızının 10 km/sa değerinin üzerine çıktığı görülmemiştir. Dolayısı ile rüzgar, gözlemi engelleyici bir faktör değildir. Ancak Tübitak Ulusal Gözlemevi'nde belirtilen zaman aralığında toplam 129 gün gözlem yapılmasını engelleyecek şiddette rüzgar oluşmuştur. Bu, Şekil 4'te üst kısımda TUG için verilen yıllık toplam gözlem zamanlarını etkilemiştir. Şekil 4'de görüldüğü gibi her iki gözlemevi de meteorolojik olarak önceki senelerde sahip olduğu uygun koşulları yavaş yavaş kaybetmektedir. Görünen bu tablonun dönemlik atmosferik olaylardan kaynaklanıp kaynaklanmadığının anlaşılabilmesi için daha uzun zaman aralığında alınmış ve daha ayrıntılı incelenmiş meteorolojik verilerine ihtiyaç duyulmaktadır.

Kaynaklar

Laine, V.: Atmospheric Aerosol Optical Thickness And Size Distribution From Satellite Data Over The Baltic Sea. Comm. Phys. Math.Et Chem.Med. ISBN 951-653-241-1 (1992)

Tardif, R.: Bondary Layer Aerosol Backscattering And Its Relationship To Relative Humidity From a Comdined Raman-Elastic Backscatter Lidar ATOC 5235 Remote Sensing of the Atmosphere and Oceans (2002)

Çizelge 1. AUG'de gözleme uygun hava koşullarına sahip gecelerin sayısı ile yapılan gözlemlerin sayısı verilmiştir.

	Gözlem Sayısı	Hava Koşulları Uygun Gece Sayısı		Gözlem Sayısı	Hava Koşulları Uygun Gece Sayısı
Oca.07		4	Oca.09	13	7
Şub.07			Şub.09	3	5
Mar.07	3		Mar.09	9	8
Nis.07	12	15	Nis.09	8	14
May.07	21	26	May.09	16	22
Haz.07	20	22	Haz.09	14	22
Tem.07	28	30	Tem.09	26	27
Ağu.07	27	30	Ağu.09	30	30
Eyl.07	14	23	Eyl.09	20	27
Eki.07		22	Eki.09	24	26
Kas.07		10	Kas.09	15	18
Ara.07		5	Ara.09	7	7
Oca.08		8	Oca.10	9	12
Şub.08		14	Şub.10	5	14
Mar.08		19	Mar.10	13	23
Nis.08		19	Nis.10	15	
May.08		24	May.10	15	23
Haz.08		28	Haz.10	8	17
Tem.08	24	31	Tem.10	28	29
Ağu.08	28	31			
Eyl.08	22	20			
Eki.08	19	16			
Kas.08	17	12			
Ara.08	10	6			

FMV Özel Erenköy Işık Okulları Planetaryum ve Astronomi Çalışmaları

GÜLTEKİN Asuman*

Feyziye Mektepleri Vakfı Özel Erenköy Işık Okulları

Özet Türkiye'deki ilk okul planetaryumuna sahip olan okulumuzda 2004 yılından beri gökyüzünü ve uzayı tanıma amacıyla etkinlikler yapılmaktadır. Bu çalışmada anaokulundan liseye kadar olan sınıfların yıllık ders planları ile uyumlu olarak derslerde ve özellikle fen eğitiminde yararlanmak üzere gerek planetaryumda gerekse sınıf ortamında gerçekleştirilen astronomi etkinliklerinden örnekler sunulmaktadır.

* fezadan@hotmail.com

A LONG TERM X-RAY VARIABLE SOURCE @ GROTH-WESTPHAL FIELD

Murat Hüdaverdi[1⋆], E. Nihal Ercan[2], Sinan Aliş[3]
Füsun Limboz[3] and Christophe Benoist[4]

[1] TUBITAK Space Technologies Research Institute,
METU Campus, 06531,
Ankara, Turkey
[2] Boğaziçi University, Physics Department,
34342, Istanbul, Turkey
[3] Istanbul University, Astronomy & Space Science Department,
34119, Istanbul, Turkey
[4] Observatoire de la Côte d'Azur, Laboratoire Cassiopee,
B.P 4229, 06304 Nice Cedex 4, France

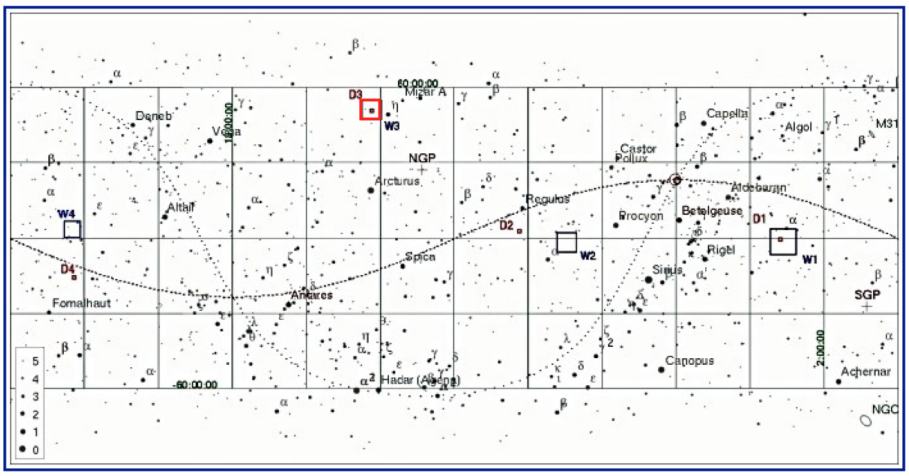
Özet We present the analysis results of an X-ray variable source from The Groth-Westphal Field. J141648.7+522558 and J141649.4+522531 are close X-ray sources with 30 arcsec separation. Both sources have bright elliptical counterparts, as we observed by CFHTLS-D3 optical data. The sources are observed with X-ray observatories of XMM-Newton (on July, 2000) and Chandra (on August, 2002). By comparing the source fluxes at 2 epochs, we found a long term X-ray variable source. The source J141648.7+522558 has a Fx=4.9+/-0.4$\times10^{14}$ergs $s^{-1}cm^{-2}$ at first epoch, but not detectable on the second observation by Chandra. While, the nearby source J141649.4+522531 has a consistent flux value of Fx=7.5+/-0.5$\times10^{14}$ergs $s^{-1}cm^{-2}$ for 2 years. The intrinsic nature of this flux variability is investigated by considering extremely violent physical processes such as X-ray binaries and AGN.

1 Introduction

Active Galactic Nuclei (AGN) are the most famous steady X-ray sources in the extragalactic sky. X-ray observations provide a powerful tool in order to investigate the physical conditions in the central engine of AGN. The high spatial resolution of X-ray telescopes such as Chandra and XMM-*Newton* has led to the discovery of large populations X-ray sources. The time variability of X-ray sources in flux and spectra indicate the size and physical state of the emission regions (Uttley & McHardy 2004). The region known as the "Groth-Westphal strip" (Groth et al. 1994) has multiple observations in multi-wavelength studies. Various on-going and future follow-up projects have been or are being conducted on and around this field. As part of our TÜBİTAK project "*Cluster*

⋆ murat.hudaverdi@uzay.tubitak.gov.tr

hunting in CFHT deep fields" (see Hudaverdi et al. 2010, #108 of this proceeding), Canada-France-Hawai Telescope (hereafter CFHT) data is examined in optical-band for BCG candidates and in X-ray band for cluster like extend (ICM) emission. Figure1 shows the locations of deep field at the sky. Covering 4 square degrees in four independent fields spread across the sky to have two fields visible throughout a given night at any time of the year. This work is analysis results of an exceptional X-ray source locates at CFHT-D4 field (red-square in Figure1). Long-term (∼2 years) X-ray source spectra is introduced and discussed in the following sections. We assume a flat universe throughout the work.



Şekil 1. The locations of CFHT fields. (http://www.cfht.hawaii.edu/Science/CFHLS/)

2 Observations and Data Reduction

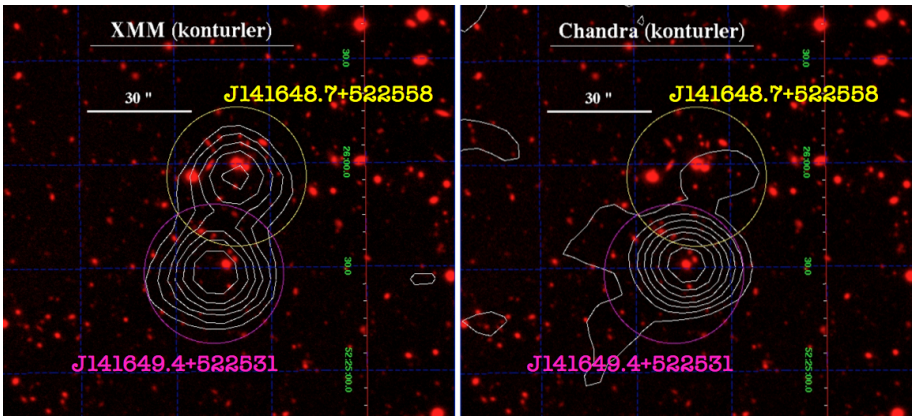
CFHT-D4 field is located in Groth-Westphal strip and thus have plenty of observations in X-rays. Considering the high resolution data of XMM-*Newton* and Chandra, we employ the longest observations among all. We have selected three of long (>20ksec) XMM-*Newton* observations which was performed at July, 2000. The region was observed with ACIS detector on the Chandra at August, 2002. The observation log is summarized in Table1 with Obs-ID, ra-dec, Obstime and exposure values. Two telescope pointing has ∼2-year gap.

We employed the latest versions of analysis softwares for both detector; SAS 10.0 for XMM-*Newton* and CIAO 4.2 for Chandra, respectively. The routine cleaning procedures are applied to XMM-Newton data before merging the event files. Light curves are used to determine 2.7σ clipping around the average count-rate. The 0.5-2 keV energy band images are created for imaging analysis of X-ray

Çizelge 1. Observation journal for Groth-Westphal Strip.

Mission	Obs-ID	RA	DEC	Obs-Time	Exp. (sec)
XMM-*Newton*	0127920401	14 17 04.31	+52 23 51.7	2000-07-20	49981
XMM-*Newton*	0127921001	14 17 03.84	+52 23 51.6	2000-07-21	65711
XMM-*Newton*	0127921201	14 17 03.44	+52 23 50.8	2000-07-23	19588
Chandra	4357	14 17 43.60	+52 28 41.2	2002-08-12	85440

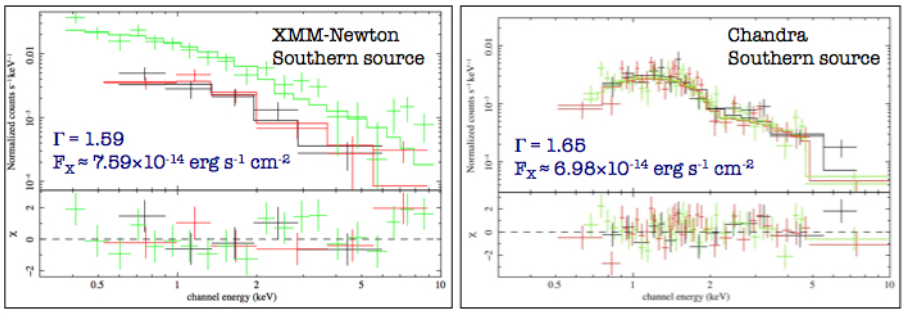
emission. The optical image is obtained from CFHT-D4 data. Figure2 shows R-filtered CFHT-D4 observation superposed with XMM-*Newton* (left) and Chandra (right) soft-band [0.5-2 keV] counter levels. The 2000 observation of XMM-*Newton* X-ray emission suggests a clear binary structure; J141649.4+522531 and J141648.7+522558. The southern source J141649.4+522531 was observed in 2002 with Chandra (Figure-2 right-pannel), while there was no detectable significant emission from J141648.7+522558 ∼2-year later.



Şekil 2. CFHT-D4 image overlaid by soft X-rays [0.5-2 keV] of XMM-*Newton* (*left*) and Chandra (*right*). The difference of in the northern-source brightness is evident.

In order to confirm this flux difference we spectroscopically inspect both sources. XSPEC, version 12.6.0 software is used for spectral-fitting. The counts are extracted from 30″ circles centered on X-ray peaks. The background emission is represented by the counts from the surrounding ring of 45″-60″ region. Finally, extracted spectra were grouped with 25 counts for each channel. The data were fit by a power-law model with a Galactic absorption column along the line of sight. Figure 3 shows the best fit spectra of the source J141649.4+522531 with

EPIC detectors of XMM-*Newton* (*left*) and ACIS detector of Chandra (*right*). The best-fit values are consistent within 90% error range; Photon-index is Γ=1.6 and $F_X = 7 \times 10^{-14}$ ergs s^{-1}cm^{-2}. The northers source J141648.7+522558 has a significant X-ray emission on 2000 XMM-*Newton* observation. The best-fit spectral model estimates Γ=1.59$^{+0.16}_{-0.23}$ and F_X=4.89×10^{-14} ergs s^{-1}cm^{-2}. Interestingly, the source has no significant X-ray emission after 2 years.



Şekil 3. J141649.4+522531 spectral fit of XMM-*Newton* (*left*) and Chandra (*right*)

The intrinsic nature of this long-term flux variability is described by extremely violent physical processes such as X-ray binaries and AGN. Higher photon counts is required for a clear-cut conclusion with better statistics. Thus the region will be inquired to X-ray telescopes for future observations with longer exposure. The authors acknowledge the support of TÜBİTAK Scientific Projects #108T226 and #109T092.

Kaynaklar

Uttley, P. & McHardy, I. M. 2004, PThPS, **155**, 170
Groth, E., et al. 1994, BAAS, **26**, 1403
Hudaverdi M, et al. 2010, Presentation #108, **UAK-2010** Proceeding Book

Abell 2029 Clusters of Galaxies:
Analysis of X-Ray Point Sources

Murat Hüdaverdi[1,2⋆], H. Tugca Şener Şatır[3], Ferhat Fikri Özeren[3]
and
Alexander V. Meshcheryakov[2]

[1] TUBITAK Space Technologies Research Institute,
METU Campus, 06531,
Ankara, Turkey
[2] Erciyes University, Astronomy & Space Science Department,
38039, Kayseri, Turkey
[3] Space Research Institute (IKI), 117997, 84/32
Profsoyuznaya Str, Moscow, Russia

Özet In order to understand the nature of point like structures in the cluster vicinity, we have analyzed Abell 2029 X-ray archival data of XMM-Newton and Chandra. 16 sources are detected by *wavedetect* algorithm with a 4σ selection threshold. Each source emission is further characterized by power-law plasma model individually. Critical parameters are estimated for point-like plasma. Four sources (#1, #2, #9 and #16) are reported to be very bright in X-Ray ($L_X = 10^{42} ergs/sec$). The brightness of the cD source (#16) as having very violent complex physical environment and being contaminated by extend ICM, found to be reasonable. The other bright sources locate at the outer regions ($> 1Mpc$) of A2029. Based on our very limited sample, we support the previous suggestion on triggered emission as the galaxies fall into the gravitational potential of the cluster.

1 Introduction

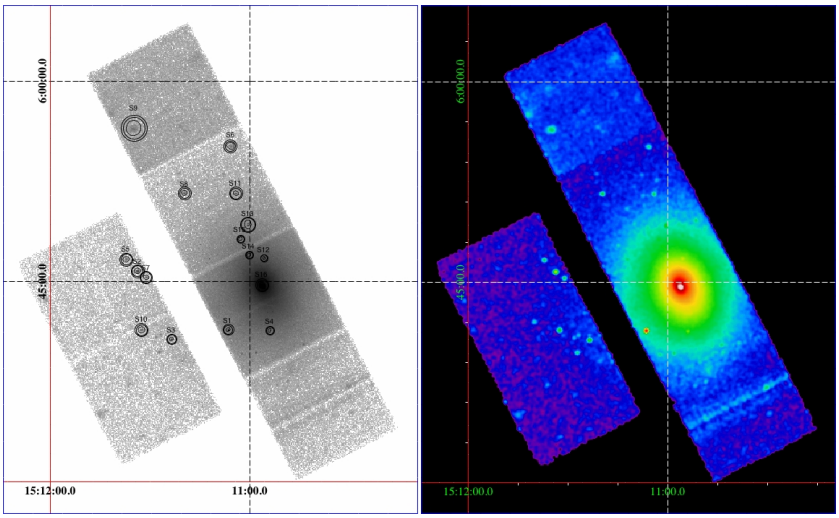
The nature of point-like structures (AGNs) in clusters provides critical implications for their growth, triggering and/or suppression of emission as being extremely dense Intra-cluster medium (ICM) environment. One important question, which is also the main motivation for this work, is how galaxies evolve, and why the population is different in clusters. Numerous observations show that fraction of elliptical and S0 galaxies are higher than spirals. Recent studies also report than spiral are likely to evolve elliptical in clusters (Kutdemir et al. 2010). These physical mechanisms include ram-pressure stripping of interstellar matter (ISM) by ICM, evaporation of galactic plasma by hot ICM, tidal effects due to cluster gravitational potential, galaxy harassment and mergers. These processes may trigger and fuel AGNs by accelerating accretion onto central black

⋆ murat.hudaverdi@uzay.tubitak.gov.tr

hole in galaxies. In our study of cluster AGNs, we investigate the properties of X-ray point sources from Abell 2029 field. Abell 2029 is located at a redshift of $z = 0.0767$ and known with its large central cD galaxy IC1101. It is one of our clusters of 10-sample for our survey of AGN properties within the clusters of galaxies. Throughout the work we assume a flat universe and the cosmological parameters as: $(\Omega_M,\ \Omega_\Lambda,\ h) = (0.3, 0.7, 0.7)$ where $H_0 = 100h$ km s^{-1} Mpc^{-1}.

2 Observations and Data Reduction

A2029 was observed 10 times with ACIS detector on the *Chandra*. However, the late 7-observation was pointed at the ∼10 arcmin offset and having an exposure of less than 5000 ksec and The other observations have 10 ksec and 20 ksec exposure times. We exclude observations with low statistics to avoid sophistication of mosaic data analysis that would bring into this work and considered only the 78.9 ksec of January, 2004 observation (OBS-ID=4977) for clarity. Figure 1 left-panel show *Chandra* raw image before background and exposure correction. The geometrical shape and the gaps are due to ACIS chip configuration. The right-panel is all-band 0.3-10 keV image after background subtraction, psf and exposure correction. The X-ray plasma is elongated along a north-east to south-west direction. To detect X-ray sources that are potential X-ray AGNs in



Şekil 1. *Left* : Chandra raw image before background and exposure correction. Black circles are the locations of detected sources. *Right* : 0.3-10 keV image after background subtraction, psf and exposure correction

the cluster, we applied the wavelet-detection algorithm, *wavdetect* of the Ciao

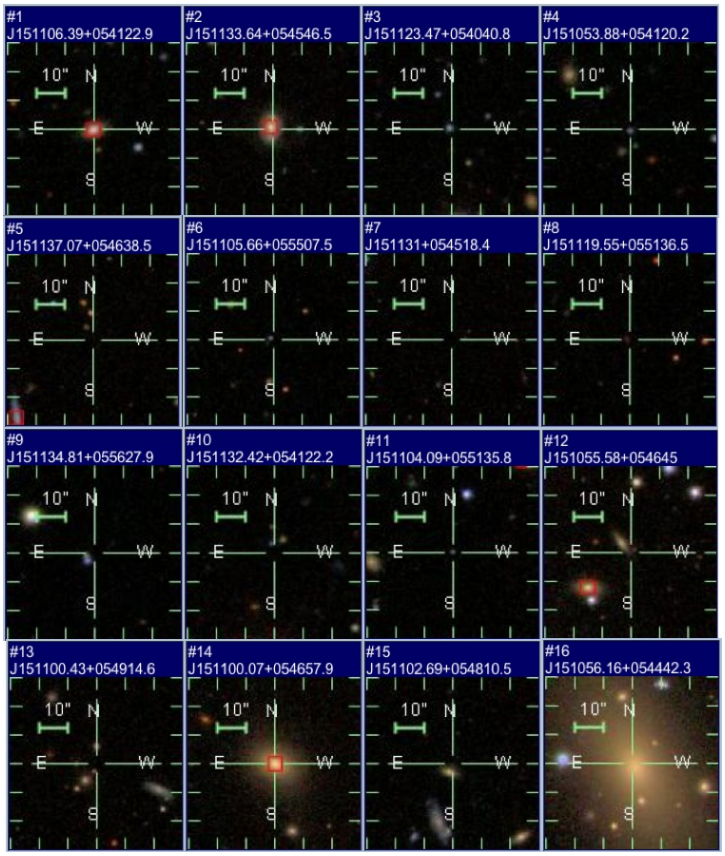
4.2 version. Considering the source position, strong ICM as background, and the chip properties source detection and flux significance, we construct limiting sensitivity map to see our analysis limits. For example, a faint-source at offset at outskirts can be detected with higher confidence, than a bright-source at cluster center buried into dense ICM. For our analysis we concentrated on sources with at least 15 broad (0.3-8 keV) X-ray counts. We detect a total of 16 sources including the cD galaxy. The source locations are circled in Figure 1, They can also be seen clearly at 3σ gaussian smoothed image. We used XSPEC, version

Çizelge 1. Source summary with coordinates, flux and luminosity values within [2-10] keV and [0.3-8] keV, and photon indices. Γ(=2.0) is fixed for #14 and #15.

SRC	RA	DEC	$F_X[2-10]$	$L_X[2-10]$	$F_X[0.3-8]$	$L_X[0.3-8]$	PhoIndex
#1	227.77665	5.6897132	7.3055e-13	0.1076e+44	9.5112e-13	0.1355e+44	2.08714
#2	227.89018	5.7629169	8.1052e-14	0.1158e+43	1.0722e-13	0.1511e+43	1.59985
#3	227.84781	5.6780181	5.2222e-14	0.7523e+42	6.0472e-14	0.8497e+42	1.78010
#4	227.72454	5.6889562	1.2608e-14	0.1887e+42	2.9013e-14	0.4196e+42	2.22801
#5	227.90447	5.7773780	1.6091e-14	0.2383e+42	3.2009e-14	0.4608e+42	2.08584
#6	227.77361	5.9187684	1.0694e-14	0.1620e+42	2.9667e-14	0.4310e+42	2.39607
#7	227.87918	5.7551219	2.1782e-14	0.3145e+42	3.2120e-14	0.4560e+42	1.74593
#8	227.83149	5.8601394	3.5132e-14	0.5018e+42	4.6414e-14	0.6541e+42	1.59795
#9	227.89505	5.9410897	2.4641e-14	0.3736e+42	6.9185e-14	0.1005e+43	2.40570
#10	227.88512	5.6895183	2.0527e-14	0.3032e+42	3.9148e-14	0.5628e+42	2.05079
#11	227.76707	5.8599446	1.1593e-14	0.1706e+42	2.1325e-14	0.3061e+42	2.00398
#12	227.73161	5.7791876	2.8975e-14	0.4244e+42	3.0309e-14	0.4280e+42	2.35602
#13	227.7518	5.8207341	2.6506e-14	0.3786e+42	3.5013e-14	0.4934e+42	1.59775
#14	227.75033	5.7827556	3.5066e-15	0.5158e+41	6.1157e-15	0.8765e+41	2.00000
#15	227.76124	5.8029260	5.9474e-15	0.8654e+41	6.6965e-15	0.9436e+41	2.00000
#16	227.73401	5.7451035	2.3073e-12	0.3443e+44	3.5851e-12	0.5142e+44	1.34372

12.6.0 software to fit a spectral model to the extracted spectra. We extracted the spectra from $30''$ circles. The background for each spectrum was obtained from a ring (between $45''$-$60''$) from outside the source region. Finally, extracted spectra were rebinned so that each channel had a minimum of 25 counts. The net count rates are fit by a power-law model with a Galactic absorption column along the line of sight N_H=3.25 $\times$ 10^{20} cm^{-20}. The best fitted values of important parameters is given at Table1. Here, we focus on the sources brighter than

$L_X = 10^{42}$ ergs/sec at 0.3-10 keV band, which are #1, #2, #9 and #16. We also inspected possible optical counterparts at the source coordinates. Figure2 shows $1' \times 1'$ clipped regions of SDSS R-filter images. Only 4 sources are accompanied with a galaxy in optic band brighter than M=-20. Considering both X-ray and optical brightness of the sources only 3 sources (#1, #2 and #16) are $L_X > 10^{42}$ ergs/sec and brighter than M=-20, we classify them as AGN.



Şekil 2. The SDSS optical counterparts of detected X-ray point sources.

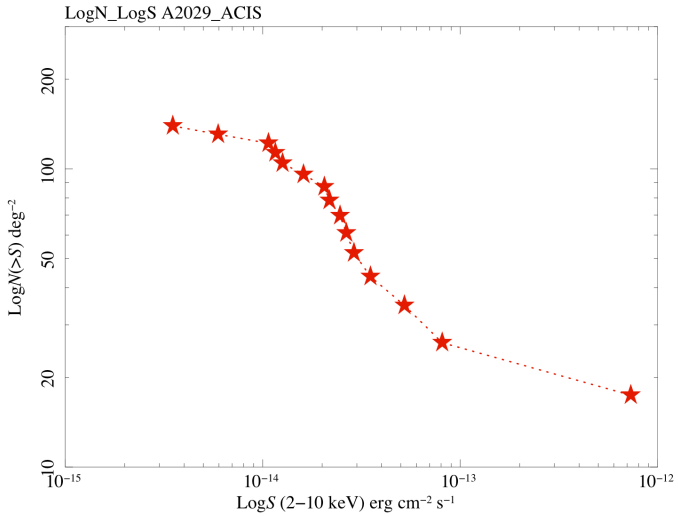
3 Discussion and Summary

We constructed logN-logS curve in 0.3-10 keV band in order to understand characteristics of galaxy density. The sum of the inverse areas of all sources brighter than flux S, N($>$ S), is defined as the cumulative number per square degree.

Using the integrated formula of source numbers in units of $\deg^{-2}$:

$$N(>S) = \sum_{i=1}^{n} \frac{1}{\Omega_i}(deg^{-2}) \quad (1)$$

where n is the detected source number and Ω_i is the sky coverage for the flux of the i-th source, the relation between number and flux is derived. Figure3 shows the result for A2029. The faint source ($< 10^{-14}$ergs sec^{-1}cm^{-2}) density is comparable with that of the field results (Hasinger et al. 2001). But the sources brighter than $\sim 2 \times 10^{-14}$ergs sec^{-1}cm^{-2} X-ray source density is significantly higher. The study shows that A2029 harbors 3 bright X-ray sources with active



Şekil 3. $\log(N)$-$\log(S)$ of the identified sources of our samples.

galactic nuclei, in which the X-ray emission is probably triggered by violent ICM environment. The weakness of our work is the lack of redshift information for all X-ray sources. Our result is based on the assumption that all X-ray point sources are in the gravitational potential of the A2029. After all, we are definitely aware of poor statistics for making a concrete conclusion. However, we extend our work by increasing the cluster sample as the future action. This work is supported by TUBITAK Science Project #109T092.

Kaynaklar

Kutdemir, E., Ziegler, B. L., Peletier, et al. 2010, A&A, **V 520**, 1–74
Hasinger, G., Altieri, B., Arnaud, M., et al. 2001, A&A, **365**, L45

Observational Evidences of Gravitational Interactions within Superclusters of Galaxies

Murat Hüdaverdi[1⋆], Mustafa Bozkurt[2], Arzu Mert[2]
Akihiro Furuzawa[3] and Metin Arık[2]

[1] TÜBİTAK Space Technologies Research Institute,
METU Campus, 06531,
Ankara, Turkey
[2] Boğaziçi University, Physics Department,
34342, Istanbul, Turkey
[3] Nagoya University, Division of Particle & Astrophysical Science,
464-8602, Furu-cho, Chikusa, Nagoya, Japan

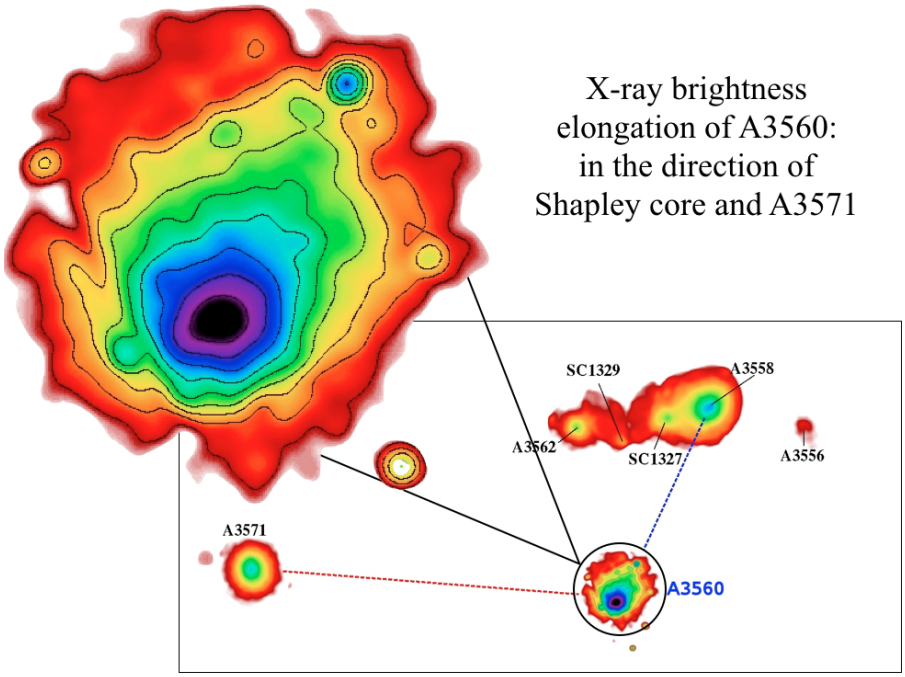
Özet Superclusters are large groups of galaxy clusters and thus the biggest entities of the cosmos. Their existence suggest that the universe is not homogeneous. And yet their dynamical future is still uncertain, but in dark-energy dominated Universe they may evolve to small universes. In this work, we present the observational results of two super cluster regions; Shapley and Aquarius (SCC100). We analyzed X-ray archival data of Chandra, XMM-Newton and ASCA. The imaging analysis results clearly indicates elongated X-ray emission from several clusters. These physical deformations of cluster symmetry is interpreted as mutual gravitational effects of clusters on each other.

1 Introduction

It is a well known fact that, galaxies are not randomly distributed in the Universe. They are distributed like pearls on a necklace, follow a pattern of cosmic web-like filamentary structures. The intersections of these filaments being observed as large scale structures and low-density regions as voids. Shapley and Aquarius Supercluster regions are largest concentration of galaxies in our nearby Universe that forms a gravitationally interacting unit, thereby pulling itself together instead of expanding with the Universe. Shapley Supercluster core hosts an unusual dense structure showing three galaxy clusters –A3562, A3558, A3556– and two galaxy groups –SC1327-312, SC1329-313– connected to each other by a filament of hot gas. Shapley concentration was estimated to have a distance ranging from 30 Mpc to 200 Mpc with a central peaked component at 145 Mpc (De Filippis et al. 2000).

Aquarius Supercluster (Batuski et al. 1985), is first identified in optical observations, is known also as SuperCluster Candidate-100 (SCC100) region. First

⋆ murat.hudaverdi@uzay.tubitak.gov.tr



Şekil 1. The location of A3560 in Shapley region, and 0.5-2 keV XMM-*Newton* image.

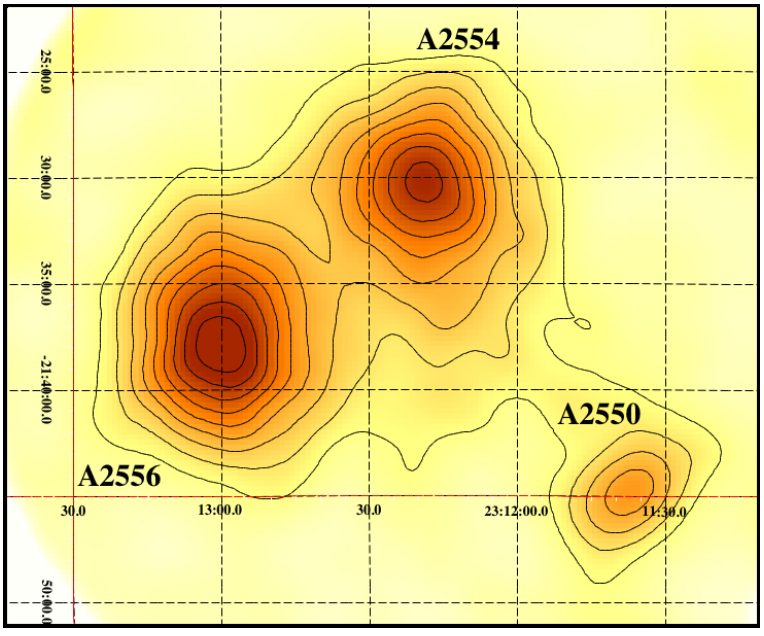
Çizelge 1. The journal of observations

	Source	Ra	Dec	z	Dist.(Mly)	Mission
Shapley						
	A3560	13 31.8	-33 13	0.0477	650	XMM
Aquarius						
	A2554	23 12.3	-21 33	0.1108	1514	ASCA(3),Chandra(3)
	A2555	23 12.7	-22 12	0.1106	1511	ASCA(2)
	A2556	23 13.0	-21 37	0.0871	1190	ASCA(2),Chandra(2),XMM

optical studies are performed by our colleague Dr. Furuzawa, and systematically observed the region by ASCA. In this work, we present spatial analysis results of A3560 of Shapley and A Triad Cluster –A2550, A2554, A2556– from Aquarius region. The observation log is listed in Table-1. Throughout this work we assume a flat universe and all errors are coated 90% at the confidence level and, unless otherwise stated.

2 Elongated X-ray Profile of A3560 at Shapley Core

A3560 is a nearby ($z = 0.489 \sim 650$ Mly) cluster of richness class 3 and Bautz-Morgan class I; the center has coordinates α_{2000}=13h 31m 50.5s, δ_{2000}= -33d 13m 25s. We have analyzed XMM-*Newton* data after routine cleaning of 2.7σ clipping of solar flares. A3560 locates at the southern part of the Shapley core and a close neighbor to A3571, as it is clearly seen in Figure-1. A3560 has an elongated plasma in 0.5-2 keV soft band in the two major directions; NW-South, East-West. Considering the position of Shapley core of rich clusters –A3562, A3558, A3556–, it explains a lot the cause of distorted plasma. It is also worth to note that A3571 locates at ∼6 Mpc east of A3560, which is along the second elongation direction. The case of A3560 is a clear illustration of gravitational awareness of member clusters within the supercluster.



Şekil 2. 0.3-10 keV GIS detector image of –A2550, A2554, A2556– triad cluster.

3 Triad Cluster at Aquarius

Aquarius region is systematically observed by ASCA. Figure-2 shows 0.3-10 keV GIS detector image of –A2550, A2554, A2556– triad cluster. The image reveals a filamentary connection between the clusters. The analysis of point sources from the same field is reported in the presentation ID#111 in this volume by Bozkurt et al. (2010). We need to confirm the redshift values to make sure the distance information for this trio. Our analysis will continue by defining temperature and metal distributions among clusters. Based on these maps, we can understand whether it is their first encounter or second passage and interpret sub-groups if there is any.

This work is supported by TÜBİTAK Scientific Project Contract #109T092.

Kaynaklar

Bardelli S., Zucca E., Zamorani G., et al. 2000, MNRAS,**312**, 540
E. De Filippis, S. Schindler, T. Erben, 2005, A&A, **444**, 387-402
Batuski et al., Astronomical Journal, **vol. 90**, 1985, p. 1413-1424
Bozkurt M, et al. 2010, Presentation ID#111, **UAK-2010** Proceeding Book

Probing Cluster Candidates within the CFHT-Deep Fields

Murat Hüdaverdi[1⋆], E. Nihal Ercan[2], Sinan Aliş[3]
Christophe Benoist[4] and Füsun Limboz[3]

[1] TUBITAK Space Technologies Research Institute,
METU Campus, 06531,
Ankara, Turkey
[2] Boğaziçi University, Physics Department,
34342, Istanbul, Turkey
[3] Istanbul University, Astronomy & Space Science Department,
34119, Istanbul, Turkey
[4] Observatoire de la Côte d'Azur, Laboratoire Cassiopee,
B.P 4229, 06304 Nice Cedex 4, France

Özet Universe likes to form clusters around bright, massive galaxies. Falling into the gravitational potential brightest cluster galaxy (BCG), they form large scale structures which can extend several millions of light years across. In this study we systematically survey BCGs from CFHTLS Deep Field regions, in order to discover new cluster candidates. The CFHTLS *ugriz* filtered data is cross-correlated with X-ray archival data of Chandra and XMM-Newton. Based on the X-ray data, several candidates have been identified. Basic parameters such as flux, luminosity, temperature and gas profiles are studied. Our preliminary results suggest that these optical clusters are low-mass systems, with low X-ray temperatures and luminosities. We report that they are not yet completely virialized systems.

1 Introduction

Galaxies like to cluster together. Among all, brightest and massive galaxies are more likely to trigger such clustering in the crowded parts of the universe. The mutual gravity draw galaxies together into larger groups which can extend several millions of light years across. Since brightest cluster galaxy (hereafter BCG) settle to the cluster core as the galaxy distribution evolves, tracing cluster like entities in the vicinity of BGCs is very promising work for cluster hunting. In this proceeding, we report the preliminary results of our cluster survey from The Canada-France-Hawaii Telescope Legacy Survey (CFHTLS) Deep sky fields optical data with X-ray follow up detection of archival Chandra and XMM-Newton. Optical and X-ray identification of galaxy clusters have their advantages. Optical techniques are more evident to define cluster distance and member list

⋆ murat.hudaverdi@uzay.tubitak.gov.tr

of the system, and reduce the uncertainty introduced by the projectional effects. X-ray selection is convenience because we can directly recognize the hot intra-cluster medium (ICM) trapped into gravitational potential of the cluster. However, cluster evolution stages do not progress together in optical and X-ray. X-ray evolution is very significant from faint, regular to irregular clusters. While, optical evolution is moderate.

In this study, we attempt to initiate a parallel survey of optical and X-ray to detect and investigate clusters of galaxies. For this work we scale $H_0 = 100h$ km s^{-1} Mpc^{-1}, and the cosmological parameters as Ω_M=0.3, Ω_Λ=0.7 and h=0.7.

2 Observation and Analysis

CFHT is a 3.6 m telescope built at Mauna Kea, Hawaii. The telescope uses a big mosaic camera, called MegaCam, is dedicated to the Legacy Survey. CFHTLS deep field observations cover four $1^\circ \times 1^\circ$ sized regions through the whole filter set (*ugriz*) with integration times ranging from 33 to 132 hours depending on the filter (u':33 g':33, r':66, i':132, z':66). Field of view pointings:
CFHTLS - D1 $\rightarrow$ RA (2000) = 02h 26m 00s ; DEC (2000) = $-$04d 30m 00s
CFHTLS - D2 $\rightarrow$ RA (2000) = 10h 00m 29s ; DEC (2000) = +02d 12m 21s
CFHTLS - D3 $\rightarrow$ RA (2000) = 14h 19m 28s ; DEC (2000) = +52d 40m 41s
CFHTLS - D4 $\rightarrow$ RA (2000) = 22h 15m 31s ; DEC (2000) = $-$17d 44m 06s

CFHTLS-Deep fields coincides with several systematic multi-band surveys. Around 100 pointing is available in X-ray archival data including galactic sources in the field of view with a very short time of exposure. In order to reduce the ambiguity in the analysis we use the data only with exposures >10 ksec. Our project team have been performing a dedicated spectroscopic follow-up observational project (09BRTT150-474-0) of CFHTLS-D field sources with RTT-150 at Bakirlitepe, Antalya.

3 Source Identification

CFHTLS data is scanned for source detection in an automatic way with a fortran program due to its size and amount. In order to improve detection precision four criteria is applied to the galaxy catalogue extracted by SExtractor (Bertin & Arnouts 1996). These criteria are distance, i-magnitude, redshift and color as an indicator of evolutionary stage. Applying only one or two criteria may result a false detection as it was tested and explained by S. Aliş (2009). Above mentioned detection method gave us 158 BCGs. We employed archival X-ray data which was systematically observed as Extended Groth Strip (EGS) by P. Barmby et al. (2006), The All-Wavelength Extended Groth Strip Int. Survey (AEGIS) by M. Davis et. al. (2007), and Groth Westphal Field by T. Miyaji et al. (2004). The data were cleaned from solar flares by clipping

2.7σ deviation from average count rate at light curves. Since extend ICM emission more dominated in soft energies, we created 0.5-2 keV band images. Vignetting and exposure corrected images cross-correlated with the optical BCG locations. As the second part of our study we focus on X-ray emitting regions with 4σ S/N ratio and precisely explore galaxy population in optical band. In this letter, we focus on the second method and give two examples of galaxy clusters detected from D3 field with X-ray data, accompanied by an optical BCG.

3.1 BCG CFHTLS-J022531-041422

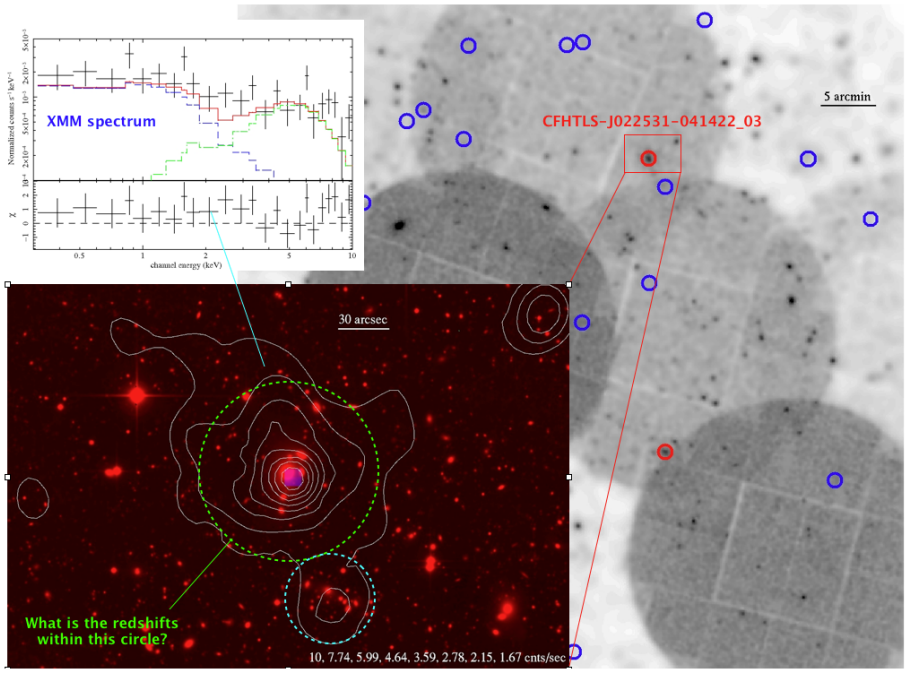
The source CFHTLS-J022531-041422 is one of the peculiar BCG source identified from D3 field. Figure-1 gray image shows soft-band [0.5-2 keV] mosaic XMM-*Newton* view of the field. The source location is indicated with a red-square. The optical red figure is CFHT i-band image with X-ray counters overlaid. The logarithmically scaled contour levels and image scale can be found in the image. The BGC and extend X-ray emission perfectly coincides. The spectrum in the top-right is MOS data fit with –mekal+power-law– plasma. ICM plasma temperature is estimated as kT=$1.51^{+0.94}_{-0.76}$ keV, with a luminosity of L_X=$1.24^{+1.35}_{-0.58}\times10^{43}$ergs/s. RTT-150 observations estimates a V_r=87645.4±376.5 km/sn, corresponding to a redshift of z=0.292. Our preliminary findings classify the CFHTLS-J022531-041422 as a low-mass regular cluster.

3.2 BGC CFHTLS-J022523-044049

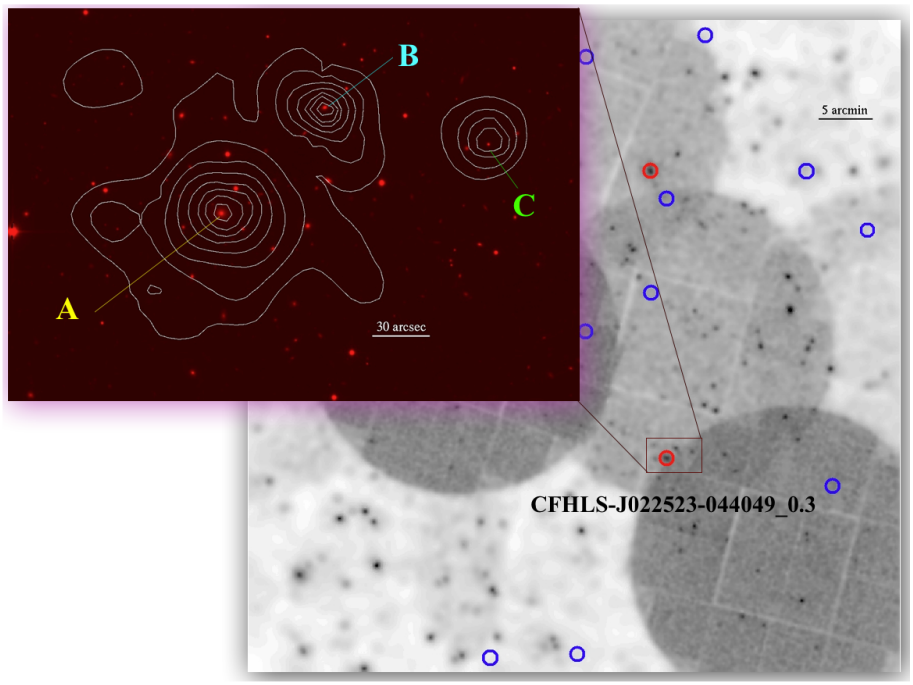
Our second source CFHTLS-J022523-044049 is also a bright optical source from D3, clearly identified as BCG and a good X-ray emitter. Figure-2 shows soft-band mosaic XMM-Newton image in gray and optical CFHT-LS i-filtered image in red overlaid with X-ray counters. The redshift information estimated with matched filter (z_{MF}=0.302) and photometric redshift (z_{ph}=0.314) by RTT-150 are consistent. The extend X-ray emission reveals a triad structure which is labeled as A, B and C in the figure. We extracted source counts from 30″ circular region peaking on A-point. The best fit parameters estimates an ICM temperature of kT=1.82±0.24 keV and metal abundance of 0.3 solar. The plasma have the luminosity of L_X=$1.24\pm0.11\times10^{43}$ergs/s.

4 Conclusion

Basic theoretical models, which assume a hydrostatical equilibrium of gas, galaxy and dark-matter components yields $L_X \sim T^2$ (Arnaud & Evrard, 1999). Figure-3 shows the average local luminosity and temperature relation based on the study of Pacaud et al. (2007). We compare our results with that of local universe and plot the values in Figure-3 as red-triangles. Due to low photon counts and statistics, the error bars are relatively large. The two sources in this study having redshifts in the range [0.14-1.05] and fall on average the local L_X-T line. Based on preliminary results of this work, we suggest that the CFHTLS-J022531-041422

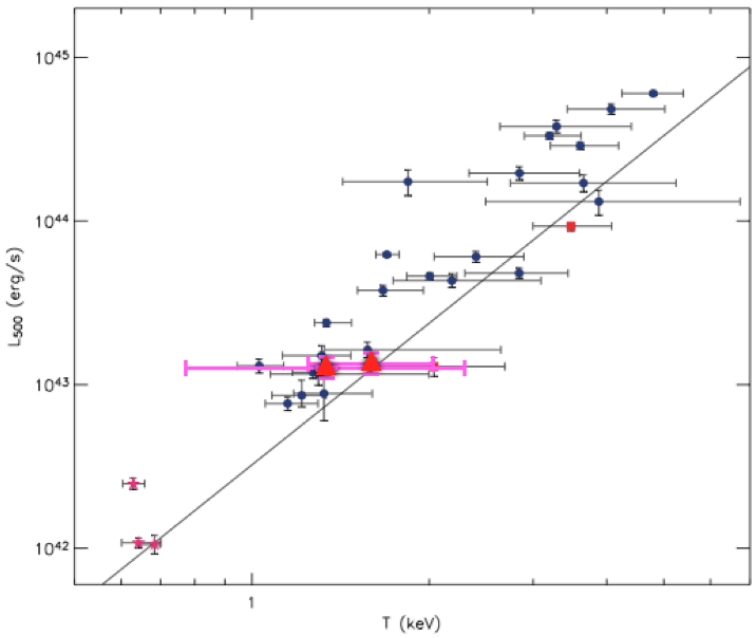


Şekil 1. CFHTLS-J022531-041422 optical image (CFHT) with X-ray counters overlaid.



Şekil 2. CFHTLS-J022523-044049 optical image (CFHT) with X-ray counters overlaid.

and CFHTLS-J022523-044049 show the properties of low temperature low mass clusters.



Şekil 3. L_X-T relation for the local [0.14-1.05] universe. The analysis results of this work are represented with red-squares

This work is supported by TÜBİTAK Scientific Project Contract #108T226 and #109T092. The project team acknowledges support and hospitality of TUG RTT-150 staff during our visits.

Kaynaklar

Bertin, E., Arnouts., S.: 1996, Astron. & Astrophys. Suppl., **117**, 393
S. Aliş, 2009, Publ. Astron. Obs. Belgrade, No.**86**, 309-312
M. Davis et al., 2007, The Astrophysical Journal, **vol. 660**, L1
P. Barmby et al., 2006, The Astrophysical Journal, **vol. 642**, 126-139
Takamitsu Miyaji et al. 2004, The Astronomical Journal, **127**, 3180
Arnaud, Monique; Evrard, August E, 1999, MNRAS, V. **305**, Issue 3, pp. 631-640
Pacaud et al. 2007, MNRAS, V. **382**, 1289

SEÇİLEN BAZI BETA CEPHEİ YILDIZLARININ FREKANS ANALİZİ

Filiz KAHRAMAN ve Esin SOYDUGAN

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

Özet : INTEGRAL uydusu optik kamerası ve ASAS gökyüzü taranması sonucu elde edilen verilerin yer aldığı veritabanlarında bulunan tek β Cephei yıldızları ele alınmış ve veri tabanlarından elde edilen veriler kullanılarak yeni çizelgeler hazırlanmıştır. ASAS veri tabanında bulunan ASAS 162643+2329.7 ile β Cephei yıldızları için hazırlanmış kataloktan (Handler ve Stankov, 2005) seçilen NSV 13054 $'$in gözlemleri Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Gözlemevi$'$nde yapılarak, ışık eğrileri elde edilmiştir. Frekans analizi ile zonklama genliği, zonklama frekansları ve kaç modla zonklama gösterdiği belirlenmiştir.

1 Giriş

NSV 13054 (V$= 10^m.87$) NGC 6910 genç açık kümesinde, Kolaczkowski ve ark. (2004) tarafından üç modla β Cephei türü zonklama gösterdiği keşfedilen bir değişen yıldızdır. Tifft (1958) tayf türü ve ışıtma sınıfını B1IV olarak, Hoag ve Applequist (1965) B1V olarak vermişlerdir.ASAS numarası 162643+2329.7 (V$= 11^m.95$) olan yıldızın literatürde çalışması bulunmamaktadır. Bu çalışmada, INTEGRAL uydusu ve optik kamerası (OMC) (ESA. 2002) ile ASAS (All Sky Automated Survey) tarafından elde edilen veri tabanlarında bulunun bütün β Cephei Yıldızları ele alınmış, verileri düzenlenmiş ve PERIOD 04 (Lenz ve Breger, 2005) programıyla zonklama frekansları ve genlik değerleri belirlenerek yeni Çizelgeler hazırlanmıştır. NSV 13054 ve Asas numarası 162643+2329.7 olan iki yıldızın gözlemleri yapılmış, ışık eğrileri elde edilmiş, frekans analizi ile de her bir yıldızın zonklama dönemi ve genliği belirlenmiştir.

1.1 Veri Tabanlarından Alınan Verilerin Düzenlenmesi ve İncelenmesi

ASAS veri tabanı, yaklaşık olarak 10 000 örten çift, 8000 dönemli zonklayan yıldız ve 31 000$'$den fazla düzensiz değişen yıldız içermektedir. ASAS Veri tabanında bulunan ve β Cephei olarak gruplandırılmış yıldızların verileri ele alınmış ve fourier analizi yapılarak, frekans ve genlik değerleri elde edilmiştir. Elde edilen sonuçlara göre; Tablo 1$'$de bulunan yıldızlar, hem β Cephei yıldızlarının frekans aralığında bulunanlar hemde Breger (1993) tarafından verilen S/N$\geq$4 kriterine göre, freknasları duyarlılık sınırının üzerinde kalan yıldızlardır ve bunlar β

Tablo 1. ASAS verilerinin incelenmesiyle belirlenen β Cephei olma olasılığı yüksek yıldızlar

Asas Numarası	Dönem (gün)	V (mag)	Genlik (mag)	Frekans (c/d)
060827+1355.8	0.4069	8.69	0.05	2.458
061610+2051.5	0.1655	10.93	0.13	6.042
075941-0353.1	0.1810	10.65	0.05	5.525
091731-5250.3	0.1831	9.02	0.12	5.460
092344+0849.9	0.1644	12.95	0.59	6.081
122213-6320.8	0.1417	10.24	0.13	6.479
150955-6530.4	0.1760	9.6	0.17	5.680
161858-5103.5	0.2055	10.39	0.1	4.867
164409-4719.1	0.2021	10.04	0.17	4.949
165314-4345.0	0.2036	9.12	0.12	4.911
171218-3306.1	0.1808	9.37	0.11	5.532
180233-4005.2	0.1568	9.25	0.06	6.378
180808-3434.5	0.2106	9.34	0.11	4.747
181716-1527.1	0.2073	9.59	0.09	4.824
190058-3602.3	0.2230	11.66	0.39	4.484
191715+0103.6	0.1822	8.26	0.1	5.487
193929-5253.4	0.2153	13.15	0.2	4.643
202543+0948.0	0.1129	10.74	0.11	8.857
212329+0955.9	0.1989	8.56	0.06	6.029

Tablo 2. ASAS verilerinin incelenmesiyle belirlenen β Cephei olma olasılığı yüksek yıldızlar

Asas Numarası	Dönem (gün)	V (mag)	Genlik (mag)	Frekans (c/d)
011024+2719.3	0.0870	12.63	0.36	2.009
014529+1254.4	0.1466	8.94	0.4	10.333
045245+0424.6	0.1339	9.47	0.07	7.466
064536+1035.5	0.4361	11.96	0.2	4.585
064619+1449.6	0.1457	8.68	0.07	7.867
070946+1223.3	0.0912	11.16	0.1	10.959
074248+0001.8	0.1093	10.41	0.1	9.148
075605+2334.0	0.1477	12.32	0.21	3.762
080015+2821.0	0.1117	10.06	0.1	8.949
101148-0344.1	0.2870	11.3	0.12	6.968
104746+1026.6	0.0759	8.03	0.04	4.008
120106-5519.7	0.1543	10.62	0.11	6.48
154239-0145.6	0.0790	13.62	0.43	11.65
162643+2329.7	0.0779	11.95	0.29	12.831
163016+1655.1	0.0947	11.16	0.26	10.562
183126-3912.9	0.1923	13.21	0.49	5.199
191908-2910.8	0.1029	12.81	0.47	9.716
202429+1822.6	0.2187	10.9	0.09	3.568
203056+2559.6	0.1783	8.838	0.077	6.6096
204143-4842.4	0.1136	12.58	0.33	8.803
211019-5750.8	0.1446	12.8	0.65	6.915
211339-1249.4	0.1958	9.38	0.06	5.107
213301-1541.8	0.0829	12.97	0.45	12.062
213518+1047.6	0.1042	10.78	0.11	9.597
213849-0959.2	0.2059	12.22	0.4	4.855

Tablo 3. İNTEGRAL uydusu veritabanından alınan β Cephei yıldızları ve frekans değerleri.

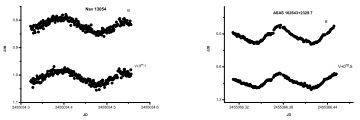
AD	V (mag)	Frekans (c/d)	Tayf
IL Vel	9.13	5.4048	B2 III
KK Vel	6.75	4.6377	
LU Gem	7.21	3.3747	B0 III
V349 Nor	8.77	6.2481	B2
V831 Ara	7.84	5.4942	B5
V836 Cen	8.092	6.4442	B2
V945 Sco	9.83	14.2054	
V963 Ori	8.49	4.8117	B2 I
V994 Sco	7.16	7.8691	B3 IV-V
V1447 Aql	7.38	10.8712	B8
V1449 Aql	8.28	5.4869	B1.5 II-III
V2371 Oph	9.07	4.521	B1/B2I

Cephei olma olasılığı yüksek yıldızlar olarak listelenmiştir. Tablo 2′de yer alan yıldızlar ise frekansları duyarlılık sınırı üzerinde olmaması ya da β Cephei frekans aralığında olmaması nedeniyle şüpheli β Cepheiler olarak listelenmiştir. Tablo 1′ de ASAS verilerinin incelenmesi sonucunda ilk frekansı β Cephei yıldızlarının frekansı civarında olan yıldızlar listelenmiştir. Bu yıldızlar içerisindeki 122213-6320.8 - 181716-1527.1 arasında verilen yıldızlar Pigulski (2005) tarafından da incelenmiş ve β Cephei yıldızı olduğuna karar verilmiştir. Diğer yıldızlarla ilgili SIMBAD veritabanından yapılan incelemeler sonucu tayf türlerinin B0 ile B3 arasında yani β Cephei tayf türü aralığında değiştiği görülmüştür. İNTEGRAL uydusu veritabanından alınan verilerde yine ASAS verilerinde olduğu gibi düzenlenmiş ve frekans analizleri yapılmıştır. İNTEGRAL uydusu üzerinde yer alan optik kamera (OMC)′ nin V bandında β Cephei yıldızlarına ait elde ettiği veriler kullanılmış ve frekans analizleri yapılmıştır. Aşağıdaki Tablo 3′ te İNTEGRAL uydusu tarafından gözlemi yapılan β Cephei yıldızları ve bulmuş olduğumuz zonklama frekansları verilmiştir.

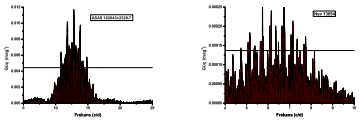
2 Işıkölçüm Gözlemleri

NSV 13054 (V= 10^m.87) ve ASAS numarası 162643+2329.7 (V= 11^m.95) yıldızlarının gözlemleri Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Gözlemevi′ nde 2009-2010 yılları arasında 30 cm′lik ve 40 cm′lik Schmidt-Cassegrain türü teleskoplar ve sırasıyla onlara bağlı Apogee U42ve Apogee U47 CCD kamerası kullanılarak yapılmıştır. NSV 13054 sisteminin, B ve V filtrelerinde toplam 10 gece yaklaşık 53.6 saatlik, ASAS 162643+2329.7 ′in ise toplam 8 gece ve yaklaşık 34 saatlik gözlemi verisi bulunmaktadır. Her iki yıldızında bir gecelik ışık değişimleri Şekil 1′de gösterilmektedir. Yıldızların Gözlemleri sırasında seçilen mukayese ve denet yıldızı arasında herhangi bir ışık değişimi görülmemiştir. B ve V filtrelerindeki gözlem duyarlılığı her iki yıldız içinde 0^m.01′dir. Yıldızların PERIOD 04 (Lenz ve Breger, 2005) programı yardımıyla yapılan frekans analizleri sonucunda her iki filtrede de Breger (1993) tarafından verilen S/N≥4 duyarlılık sınırı üstünde kalan sadece bir frekansı elde edilmiştir. Bulunan sonuçlar Tablo 4′ te listelenmiş ve bu sonuçlara göre çizilen güç tayfıda Şekil 2′de verilmiştir.

Şekil 1. NSV 13054 ve ASAS 162643+2329.7′in B ve V filtrelerindeki bir gecelik gözlem verisi.



Şekil 2. Nsv 13054 ve ASAS 162643+2329.7 sistemlerinin B Filtresindeki güç tayfı.



Tablo 4. NSV 13054 yıldızının frekans ve genlik değerleri.

NSV13054	Frekans (c/d)	Genlik (mag)	ASAS 162643+2329.7	Frekans (c/d)	Genlik (mag)
B	6.74	$0^m.05$		12.83	$0^m.28$
V	6.15	$0^m.04$		12.83	$0^m.22$

3 Sonuçlar

ASAS ve INTEGRAL veri tabanlarından seçilen yıldızların frekans analizi sonuçlarına göre, seçilen bu yıldızlar β Cephei olma olasılığı yüksek ve şüpheliler olmak üzere iki grup halinde listelendi. Her iki tabloda yer alan yıldızların optik gözlemleri yapılarak, zonklama doğası ve şüpheli olan yıldızlarında ne türden zonklama yaptığı kesin olarak ortaya konmaya çalışılacaktır. NSV 13054 ve ASAS numarası 162643+2329.7 olan ? Cephei türü yıldızların gözlemleri ÇOMÜ Gözlemevi'nde yapılmış, her iki yıldıza ilişkin ışık eğrileri elde edilmiş, frekans analizleri yapılarak zonklama frekansı ve genlik değerleri ile bu parametre değerlerini kullanarak güç tayfaları oluşturulmuştur.

4 Kaynaklar

ESA, 2002, INTERGRAL Mission, http://www.esa.int/esaMI/Integral
Breger, M.; Stich, J.; Garrido, R.; Martin, B.; Jiang, S. Y.; Li, Z. P.; Hube, D. P.; Ostermann, W.; Paparo, M.; Scheck, M., 1993, AA, 271, 482
Hoag, Arthur A.; Applequist, N. Louise, 1965, ApJS, 12, 215
C. Aerts $^2 J.Christensen - Dalsgaard^2 D.W.Kurtz, Asteroseismologykitabı$, 2010
$Stankov, A.veHandler, G.$, 2005, $ApJS$, 158, 193
$Kolaczkowski, Z.; Pigulski, A.; Kopacki, G.; Michalska, G.$, 2004, AcA, 54, 33
$Lenz, P.veBreger, M.$, 2005, $CoAst$, 146, 53
$Pigulski, A.$, 2005, $Actaastronomica$, 55, 219
$Pigulski, A.vePojmanski, G.$, 2008, AA, 477, 917
$Pigulski, A., Pojmanski, G., Pilecki, B.ve, D.Szczygie, arXiv$, 2008
$Pigulski, A., Kolaczkowski, Z.$, 2002, AA, 388, 88
$Tifft, W. G.$, 1958, AJ, 63, 127

Kayseri Koordinatları İçin Yatay Kadranlı Güneş Saati Hesaplamaları

KARAKUŞ Mehmet⋆ ve KÜÇÜK İbrahim

Erciyes Üniversitesi

Özet İnsanlık tarihi boyunca Güneş'in görünür hareketi yardımıyla zamanı belirlemek için kullanılan en önemli yöntemlerden biri Güneş saatleridir. Güneş Saatleri 19.yy'dan önceleri kullanılan en önemli zaman ölçeğidir. Bütün medeniyetler tarafından ve uzun yıllar boyunca kullanılmış olması Güneş Saatlerin önemini göstermektedir. Güneş saatleri genellikle gün içerisindeki saati veren düzenekler olarak bilinirler. Ancak uygun geometrik ve matematiksel hesaplar yapılarak astronomik bir ölçek olarakta kullanılabilirler. Bu çalışmada Kayseri şehri koordinatları (Enlem:380 42' 27″ , Boylam: 350 31' 50″) için yatay kadranlı bir Güneş Saati hesaplamaları yapılmıştır. Güneş'in ve Dünya'nın birbirlerine göre olan hareketinden (Güneş'in görünür hareketi) yararlanılarak "d=30 cm" uzunluklu bir çubuğun (Gölge Mili) değişen zaman içerisinde düzlem üzerindeki gölge hareketinin (doğrultusu ve boyu) değişimi küresel trigonometri ve düzlemsel geometri için özel hesaplamaları yapılarak çizelgeler halinde sunulmuştur. Bu hesaplamalarla Güneş'in görünür hareketinden elde edilen kutupsal koordinatlar kullanılarak iki boyutlu düzleme indirgenecektir. Yatay kadranlı bir Güneş Saat'i için yapılan hesaplar ile okunabilecek değerler şu şekilde olacaktır: a) Gün boyunca için de bulunan saati, b) Yıl boyunca içinde bulunulan tarihi, c) İçinde bulunulan mevsimi, d) Güneş'in içinde izdüşümünün bulunduğu takım yıldız. Bu çalışmanın sonucunda Erciyes Üniversitesi Fen Fakültesi'nde bir Güneş Saati yapılması planlanmaktadır.

⋆ mkmehmetkarakus@gmail.com

Çift Pulsarlar ve Genel Rölativiteye Etkisi

Hüseyin KOÇER[1,⋆] ,Mehmet TANRIVER[2,3]

[1] Erciyes Üniversitesi, Fen Bilimleri Enstitüsü, Astronomi ve Uzay Bilimleri Anabilidalı, Kayseri
[2] Erciyes Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Gözlemevi Uygulama ve Araştırma Merkezi, Kayseri
[3] Erciyes Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Kayseri

Özet Çekirdek kütlesi kritik Chandrasekhar kütlesini geçen büyük kütleli (1.44 $M_\odot$ den büyük) yıldızlar evrimlerin son aşamasında süpernova patlaması gerçekleştirirler. Süpernova patlaması o kadar şiddetlidir ki elektronlar ve protonlar birleşerek nötronları oluştururlar (ters β Bozulması). Oluşan bu nötron yıldızı çok kuvvetli manyetik alana sahiptir ve çok hızlı dönmektedir. Manyetik eksen, dönme ekseni ile çakışmadığından dolayı, manyetik kutuplardan salınan ışınım, gözlemciye bir fener kulesinden gelen sinyal atımları gibi görünür. Bu yıldızlara pulsarlar (atarcalar) adı verilir. Pulsarlar genellikle X-ışın ve radyo bölgelerinde yayın yapmaktadırlar. Evrende nadir olarak bulunan çift pulsarlar güçlü manyetik alana sahip hızlı dönen iki nötron yıldızından oluşan sistemlerdir. Çift pulsar bileşenleri birbiri etrafında çekimsel olarak yörünge hareketi yapmaktadır ve güçlü gravitasyonel alanların testi için kullanılmaktadır. Bu nedenle çift pulsarlar güçlü gravitasyonel alanlarını test etmek için mükemmel bir laboratuar oluşturmaktadır.

1 Giriş

Çekirdek kütlesi kritik Chandasekhar kütlesini geçen büyük kütleli yıldızlar (1.44 $M_\odot$ 'den büyük) evrimlerin son aşaması süpernova patlaması gerçekleştirirler. Bir süpernova patlaması safhasından sonra yıldızdan geriye ancak birkaç on km yarıçapında, aşırı yoğun bir malzeme kalır. Süpernova patlaması o kadar etkilidir ki, elektronlar ve protonlar birbirlerinin yüklerini nötrleyerek nötronları oluşturmuşlardır. Nötron yıldızlarındaki dejenerelik ters β bozulması ile açıklanır.

$$p^+ + e^- \rightarrow n + \nu \tag{1}$$

Dejenere olmuş nötron gazından oluşan madde Pauli Dşarlama Prensibine ve Fermi-Drag istatisliğine uyar. Fermi-Drag istatisliğine göre belirli bir enerji düzeyinde (aynı başkuantum sayılı) aynı spin yönelimine sahip 2 fermiyon (kesirli spine sahip e^-,n ve p^+ gibi kararlı parçacıklardır) bulunamaz. s spin kuantum sayısı olmak üzere 2s+1 spin yönelimi mümkündür. Nötron yıldızlarının iç kısmında dejenere madde plazmasından oluşur. İç kısımlarından yüzeye doğru

⋆ email:huseyin.kocer@gmail.com

gidildikçe madde kristal (katı kafes) gibi davranır.Oluşan bu nötron yıldızı aşırı şiddetli manyetik alana sahiptir ve çok hızlı dönmektedir. Manyetik eksen, dönme ekseni ile çakışmadığı için, manyetik kutuplardan salınan ışınım, gözlemciye bir fener kulesinden gelen sinyal atımları gibi görünür. Bu yıldızlara **pulsarlar** (atarcalar) adı verilir. Kimi atarcalar, görünür ve x-ışın bölgelerinde gözlenebilse de, bunlar çoğunlukla **radyo bölge** kaynaklarıdır.İlk olarak 1967 yılında Jocely Bell tarafından gözlenen pulsar, Crab, 30 sn^{-1}'lik bir döneme sahiptir. Daha sonra gözlenen pulsarlara örnek olarak dönemi 642 sn^{-1}olan 1937+21(Cyg) verilebilir. Dünya'dan gözlenen bu ışıma, kozmik bir saat gibi sinyaller üretmektedir. Ancak uzun süreli gözlemler, bunların da hızlarında yavaşlama olduğunu göstermektedir. Yaşlar ilerledikçe pulsarların enerjileri harcanmaktadır. Kimisi milisaniye mertebesinde olan atarcalar, atomik bir saat kadar iyi çalışmaktadır.

2 Pulsasyon Salınımı-Yaş İlişkisi

P pulsasyon periyodunu, periyodun zamanla değişim oranı olan (dP/dT) oranlayarak pusların yaşı hakkında kabaca bir tahmin yapabiliriz. t=P/(dP/dT) bağıntısı bize pulsasyon periyodu arttıkça t'nin yani pulsarın yaşının artacağını söyler. Ancak bu bağıntı milisaniye pulsarları için geçerli değildir.

3 Pulsarlarda Manyetik Akının Korunumu

Nötron yıldızları çok şiddetli manyetik alanlara sahiptir. Bu manyetik alanlar nötron yıldızını oluşturan ata yıldızın başlangıçtaki manyetik alanlarıdır. Manyetik akı; alan şiddeti (manyetik çizgi sayısı) ile çizgilerin geçtiği alanın çarpımına eşittir. Manyetik akının korunumu bize alan çizgilerinin sayıları değişmedikçe akının korunumlu olduğunu söyler. Manyetik alan çizgilerinin sayısı aynı kaldığında yıldızın yüzey alanı küçülürse alan çizgileri birbirine yaklaşır. Dolayısıyla da manyetik alanın şiddeti artar. Sonuç olarak daha küçük bir alandan daha çok manyetik alan çizgisi geçer. Nötron yıldızlarında yüksek manyetik aktivite bu prensiple açıklanmaktadır. Bu duruma örnek verecek olursak; güneş kütleli bir yıldızın yaklaşık 10 km çaplı ve $10^{17}kg/m^3$yoğunluklu bir nötron yıldızına dönüştüğünü farzedelim. Ancak güneş kütleli bir yıldızın evriminin son aşamasında bir nötron yıldızı oluşturamayacağını teorik olarak biliyoruz. Çünkü nötron yıldızının oluşabilmesi için toplam yıldız kütlesinin 8-9 $M_\odot$ olması gerekir. Bu durumda manyetik akının korunumu yasasına göre

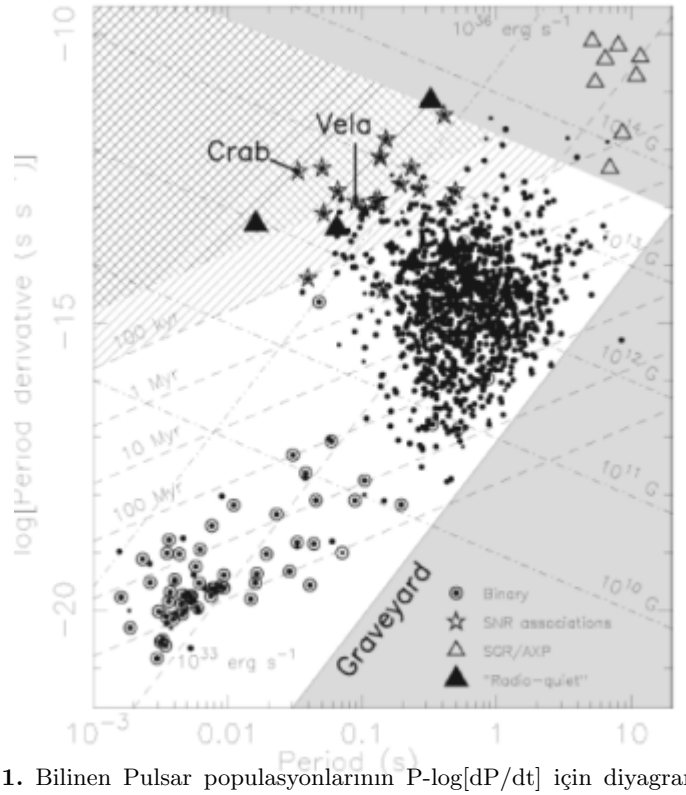
$$B_n = B_\odot(r_\odot/r_n)^2 \approx 10^{-2}(10^9/10^4)^2 = 10^8(T) \qquad (2)$$

değerini elde ederiz.$B_\odot$:Güneşin Manyetik Alanı, $r_\odot$:Güneşin Yarıçapı,B_n:Pulsarın Manyetik Alanı, r_n:Pulsarın Yarıçapı

4 Pulslarda Dispersiyon Etkisi

Pulsarların yaklaşık uzaklıkları ve pulsar doğrultusundaki yıldızlar arası ortamdaki elektron yoğunluğu doğrudan pulsar gözlemleri ile elde edilebilir. Bakış

doğrultusunda ki elektron yoğunluğunu belirlemek için dispersiyon uzaklığı kullanılabilir. Dispersiyon uzaklığı puslardan salınan farklı frekanslı salınımların gözlemciye farklı zamanlarda ulaşmasıyla bulunur. Örneğin daha yüksek ν_1 frekanslı bir puls $t_1$zamanında gözlemciye ulaşırken daha düşük ν_2 frekanslı bir puls $t_2$zamanında gözlemciye ulaşır. Bu durumda t_2 zamanı t_1 zamanından daha büyüktür. Çünkü yıldızlar arasındaki ortamda elektron yoğunluğu düşük frekansta salma yapan fotonların hızını daha çok azaltır. Bu etki dispersiyon etkisi olarak bulunur.Dispersiyon derecesi $\eta = [1 - (\frac{\nu_0}{\nu})^2]^{1/2}$ tarafından belirlenir. Bu bağıntadaki;$\nu_0 = 9\sqrt{N}$, η:yansıma indeksini, ν_0:yıldızlararası ortamın kritik frekansını, ν:pulsun frekansını, N: elektron yoğunluğunu m^3 temsil eder.Eğer; $\nu > \nu_0$ ise yansıma indeksi reel bir sayıdır ve salınım yıldızlar arası ortamda herhangi bir kayıp'a uğramadan gözlemciye ulaşır ve $\nu < \nu_0$ olduğunda ise salınım da kayıp meydana gelir yani pulsun enerjisi azalır. Yansıma indeksi cinsinden bir pulsun faz hızı $\nu = \frac{c}{\eta} = \frac{c}{\sqrt{1-(\frac{\nu_0}{\nu})^2}}$ şeklinde tanımlanır. Eğer pulsardan alınan salınım birden fazla frekansın üst üste binmesiyle oluşan bir dalga paketi ise salınımın grup hızı göz önüne alınmalıdır.



Şekil 1. Bilinen Pulsar populasyonlarının P-log[dP/dt] için diyagramı. Diyagramda plusarların manyetik aktivitelerinin zamana göre değişimi gösterilmektedir. Farklı frekanslarda salınım yapan pulsarların manyetik etkiliği evrim zamanının bir fonksiyonu olarak azalır. Diyagramın sağ alt köşesi manyetik aktivitenin sona erdiği mezarlık(graveyard) bölgesini temsil eder. (Çift pulsarlar daire içinde gösterilmektedir.)

5 Plazma Fiziği İçin Laboratuar

Einstein genel rölativite teorisini formüle ettikten hemen hemen 100 yıl sonra, rölativite teoremine birçok bilim insanı tarafından katkıda bulunuldu. Çoğu deneyler ya kuramın doğruluğunu arttırmakta yada farklı test teknikleri ile daha iyi gravitasyonel sonuçlara ulaşmamıza imkan sağlar. Alternatif çekim teorileri ve genel rölativitenin gerçekliği üzerinde sınırlamalar yapabilmek için uzay uyduları kullanılmaktadır. Ancak uzay uyduları ile yapılan gravitasyonel alan deneyleri güçlü gravitasyonel alanların yapısını tam olarak açıklayamamaktadır. Bu nedenle çift pulsarlar güçlü gravitasyonel alanları test etmek için mükemmel laboratuarlardır. Çift pulsar sistemleri bir bileşenin zayıf gravitasyonel alanında hareket ederler ve güçlü gravitasyonel alanların duyarlı bir şekilde test edilmesini sağlarlar. Çift pulsarların gözlemsel davranışları alternatif gravtitasyonel çekim teorilerinin ön gördüğü gibidir.Pulsarlar son derece magnetize olmuş dönen nötron yıldızlarıdır. Çok geniş alanlı fiziksel ve astrofiziksel problemler için çalışma imkanı sunan çok yönlü cisimlerdir. Bunun yanında çekim teorilerini test etmek için galaksi, yıldızlararası ortam, yıldızlar, çift sistemler ve onların evrimleri plazma fiziği ve uç koşullardaki katıhal fiziği de çalışılabilir. Bu geniş ölçekli uygulamalar keşfedilen çift pulsar tarafından modellenmektedir. Pulsarlar, alternatif rölativistik teorilerin modellenmesi dışında rölativistik çekim teorisi içinde iyi bir laboratuar imkanı sağlamaktadır. Çift pulsarla yapılan deneysel çalışmalarda bileşenlerin çekimsel potansiyellerin etkilerinin altında yayılan ışınım ölçülmektedir.Son zamanlarda çift pulsarlar da gravitasyonel dalgalar çalışılırken Post-Kepler (PK) parametrelerinin ölçümleri ile elde edilen DDS zamanlama modeli kullanılmaktadır. PK parametreleri pulsun gözlemciye ulaşma zamanını belirlemek için temel Kepler yörünge parametrelerine uygulanan düzeltmelerdir. PK parametre düzeltmesi en az 2 gözlemsel parametre sabit tutularak 1 veya daha fazla parametrenin belirlenmesi yöntemine dayanır. Bu yöntemde sabit tutulan ilk parametre çift pusların yörünge düzleminin en beri noktasındaki (ω) yay parametresidir. (ω:düğümler çizgisi ile gerçek enberi yörünge arasındaki yay) Bu parametreden sistemin toplam kütlesi (M_A+M_B) bulunur. Pulsar bileşenine göre değişik uzaklıklarda ve değişik hızlarda eliptik bir yörüngede hareket ederken 2. PK parametresi γ gravitasyonel kırmızıya kaymanın ve zaman genişlemesinin değişen etkilerinin neden olduğu varış zamanındaki azalma genliğini gösterir. Diğer 2 r ve s parametreleri bileşenin gravitasyonel alanı nedeniyle oluşan Sahprino gecikmesiyle ilgilidir. Bu gecikme bileşenin uzay zamanı eğmesi sonucunda elektromanyatik radyasyonun dalga boyundaki artıştır.

Kaynaklar

Lorimer D. R.: Radio Pulsar Statistics W. Becker (ed.) Neutron Stars and Pulsars, Astrophysics and Space Science Library 357 **1** (2005) 1–15

Kramer M.: The Double Pulsars: A Unique Lab for Relativistics Plasma Physics and Tests of General Relativity W. Becker (ed.) Neutron Stars and Pulsars, Astrophysics and Space Science Library 357 **5** (2005) 73–90

The orbital ephemeris of HU Aqr observed with OPTIMA. Are there two giant planets in orbit?

NASIROĞLU İlham[1⋆], SLOWIKOWSKA Agnieszka[2] ve KANBACH Gottfried[3]

[1] Çukurova Üniversitesi
[2] University of Zielona Gora
[3] Max-Planck Institut

Özet HU Aqr is an eclipsing cataclysmic variable binary system of the polar class. Its orbital ephemeris has been followed since the discovery of HU Aqr for more than 20 years. Since 1999 regular OPTIMA observation of eclipses of HU Aqr can be used to follow the secular changes of the binary orbit. We report a new description of the orbital ephemeris including recent 2008/2009 observations.

⋆ ilhamnasiroglu@yahoo.com

Erken Tür Bir W UMa Sistemi V535 Ara'nın Salt Parametreleri

Burcu Özkardeş[1,2⋆] ve Ahmet Erdem[1,2]

[1] Astrofizik Araştırma Merkezi ve Ulupınar Gözlemevi; Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Çanakkale
[2] Fen Edebiyat Fakültesi; Fizik Bölümü, Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Çanakkale

Özet Bu çalışmada, W UMa türü sistem V535 Ara'nın fotometrik ve yeni tayfsal gözlemlerinin analiziyle elde edilen sonuçlar sunulmaktadır. Yeni yüksek çözünürlüklü tayflar, 2007 yılında Mt. John Üniversite Gözlemevinde alınmıştır. Her iki bileşenin dikine hızları, Fourier analizine dayanan tayfsal ayıklama yöntemiyle belirlenmiştir. Tayfsal çözümden bulunan yörünge parametreleri; $a_1 \sin i$=0.0047 ± 0.0001 AU, $a_2 \sin i$=0.0146±0.0001 AU, $M_1 \sin^3 i$=1.85±0.01 $M_\odot$, ve $M_2 \sin^3 i$ =0.59± 0.01 $M_\odot$ dır. Dört fotometrik veri seti (1967 BV, 1970 BV, Hipparcos ve ASAS), Wilson-Devinney yöntemiyle modellenmiştir. Fotometrik ışık ve dikine hız eğrilerinin eşzamanlı analizi, sistemin mutlak parametrelerini M_1=1.93 ± 0.04 $M_\odot$, M_2=0.59 ± 0.02 $M_\odot$, R_1=2.09 ± 0.02 $R_\odot$, R_2=1.23 ± 0.02 $R_\odot$, L_1=17.72 ± 1.96 $L_\odot$ and L_2=5.89 ± 0.85 $L_\odot$ olarak vermektedir. Yıldızlararası soğurmanın dikkate alındığı uzaklık modülünden sistemin uzaklığı 147 ± 11 pc olarak bulunmuştur.

1 Giriş

V535 Ara (HIP 86306 = HD 159441, A8V), sadece Güney Yarımküre'den gözlenebilen ve görece parlak (V= $7^m.35$) 0.629306 gün yörünge dönemine sahip bir W UMa türü yıldızdır. Sistemin parlaklık değişimi, Schöffel ve Köhler (1965) tarafından saptanmıştır.

Chambliss (1967), V535 Ara'yı Johnson BV filtrelerini kullanarak fotoelektrik yöntemle gözlemiş ve Russell-Merill yaklaşımıyla sistemin yörünge elemanlarını elde etmiştir. Leung ve Schneider (1978), üç değen çift yıldızın (V535 Ara, AU Pup ve V1073 Cyg) fotoelektrik gözlemlerini ele almışlar; V535 Ara için Chambliss'in fotometrik verisini kullanarak Wilson-Devinney (1971) yöntemiyle analiz etmişlerdir. Fotometrik çözümlerine göre sistem, Chambliss'in önerisine uygun olarak birinci minimumu transit, ikinci minimum tam tutulma gösteren ışık eğrisine sahip f=0.025 ile marjinal değme durumunda bir değen çift yıldızdır. V535 Ara, ilk kez Schöffel (1979) tarafından tayfsal olarak gözlenmiş; Hα, Hγ ve Ca II K çizgilerini kullanarak sistemin tayfsal kütle oranını

⋆ burcu@comu.edu.tr; aerdem@comu.edu.tr; Tel.: 0286 2180018/1820; Fax: 0286 2180533

0.300±0.015 ve tayf türünü $A5\pm2$ olarak belirlemiş; sistemi fotoelektrik yöntemle gözlemiş buradan, fotometrik çözümle tayfsal sonuçları birleştirerek sistemin mutlak parametrelerini elde etmiştir: M_1=1.52 ± 0.15 $M_\odot$, M_2=0.46 ± 0.05 $M_\odot$, R_1=1.92 ± 0.06 $R_\odot$ ve R_2=1.13 ± 0.05 $R_\odot$. Eaton (1991), 1986 yılında IUE (International Ultraviolet Explorer) uydusuyla elde ettiği moröte ışık eğrilerini, Chamblis ve Schöffel'in BV bantlarındaki normal noktalarıyla birlikte analiz etmiş ve en iyi uyumun lekesiz konvektif zarf modelinde sağlandığını belirterek sistemin geometrik öğelerini q =0.34 ± 0.005, f=0.614 ± 0.033 ve i=81.82 ± 0.36 olarak vermiştir. Pribulla ve Rucinski (2006), ek bir bileşene sahip 151 değen sistemin bulunduğu listeye V535 Ara'yı dahil etmişler; sistemin fotometrik ve tayfsal verilerini göz önünde bulundurarak sisteme ilişkin çalışılmaların geliştirilmesi yönünde öneride bulunmuşlardır.

2 Tayfsal Gözlemler ve Verilerin İndirgenmesi

Sistemin yüksek çözünürlüklü tayfları, 2007 yılının Eylül ve Ekim aylarında, Yeni Zellanda'da Tekapo Gölü yakınlarındaki Mt. John Üniversite Gözlemevi (MJUO)'nde alınmıştır. Gözlemler süresince, HERCULES (High Efficiency and Resolution Canterbury University Large Echelle Spectrograph) tayfçekeri, 1 m çaplı McLellan teleskobu ve 4kX4k Spectrel Instruments 600 series (SI600s) CCD kamerası kullanılmıştır. Tayfçekerle, 380 nm ile 900 nm dalgaboyu aralığında 100 tayf dizisi elde edilmektedir. Gözlemlerde, Hearnshaw ve ark. (2002)'nın MJUO için verdikleri görüş açısına göre, R=41000 çözünürlük gücünü veren Fiber 1 kullanılmıştır. Dokuz gözlem gecesi süresince V535 Ara'ya ait 34 tayf toplanmıştır. Dalgaboyu kalibrasyonu için Toryum-Argon lamba tayfı, yıldıza ait her bir pozun öncesinde ve sonrasında alınırken beyaz lamba tayfı, düz alan düzeltmesi yapmak amacıyla her gözlem gecesi alınmıştır. Elde edilen tüm tayflar, Canterbury Üniversitesi Fizik ve Astronomi Bölümünce geliştirilen HRSP (Hercules Reduction Software Package, HRSP: Skuljan ve Wright, 2007) programıyla indirgenmiştir.

3 Dikine Hızlar ve Yörünge Çözümü

Dikine hız ölçümleri, Fourier dönüşümleriyle bileşenlerin tayflarının ayrıştırılmasında başarılı bir yöntem olan KOREL (Hadrava, 1995) programı kullanılarak yapılmıştır. Sistemin tüm tayfları incelendiğinde, gözlenen dalgaboyu aralığında birinci bileşenin tayf çizgilerinin baskın olduğu görülmektedir. Öte yandan, sistemin tayf türü A5V gözönüne alındığında, gözlenen tayflarda güçlü CaII H&K çizgileri ile Hidrojen çizgilerinin Balmer serisi baskın olmalıdır. Bu anlamda, bileşenlerin ayrıştırılması için, ikinci bileşenin tayfsal çizgilerinin de tespit edilebildiği, Balmer serisinin ilk dört çizgisi ile CaII K çizgisini içeren 5 tayfsal bölge kullanılmıştır. Seçilen 5 tayf dizisi KOREL programıyla eşzamanlı olarak analiz edilmiştir. Yörünge elemanlarına programın yaptığı en iyi fitin sonuçları Tablo 1'de verilmektedir.

Çizelge 1. V535 Ara'nın tayfsal yörünge parametreleri

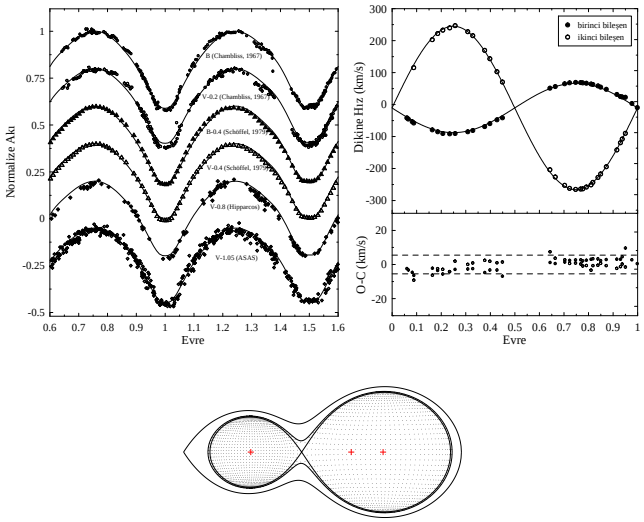
Parametre	Değer
P (days)	0.629306 (fixed)
T_0(HJD+2454355)	0.9182±0.0009
K_1 (km/s)	80.9±0.5
K_2 (km/s)	253.6±0.5
q	0.319±0.002
V_γ (km/s)	-11.3 ± 3.4
$M_1 \sin^3 i$ ($M_\odot$)	1.85±0.01
$M_2 \sin^3 i$ ($M_\odot$)	0.59±0.01
$a_1 \sin i$ (AU)	0.0047±0.0001
$a_2 \sin i$ (AU)	0.0146±0.0001

4 Fotometrik Analiz

W UMa türü örten çift yıldız V535 Ara'nın literatürde yer alan altı ışık eğrisi (Chambliss (1967) BV ışık eğrileri; Schöffel (1979) BV ışık eğrileri; Hipparcos ışık eğrisi ve ASAS V bandı ışık eğrisi) Wilson-Devinney yöntemi (1973, 1996 versiyonu) kullanılarak bu çalışmada elde edilen dikine hız eğrileriyle eşzamanlı analiz edilmiştir. Sistemin ışık eğrilerinin maksimum düzeyleri arasında belirgin bir fark olmaması nedeniyle lekesiz model uygulanmıştır. Işık ve dikine hız eğrilerinin eşzamanlı çözümden elde edilen sonuçlar, Tablo 2'de verilmektedir. Sistemin literatürdeki fotometrik verilerinin normalize ışık eğrileri ve bunlara uydurulan kuramsal fitleriyle birlikte bileşenlerin dikine hız eğrileri ile Roche geometrisi Şekil 2'de gösterilmektedir.

Çizelge 2. V535 Ara çift yıldızının ışık ve dikine hız eğrilerinin eşzamanlı çözüm sonuçları

Parametre	Schöffel (1979)	Chambliss (1967)	Hipparcos	ASAS
$a\,(R_\odot)$	4.21±0.18	4.21	4.21	4.21
$V_\gamma\,(kms^{-1})$	-41.4±0.5	-41.4	-41.4	-41.4
ϕ	-0.0002±0.0003	-0.0008±0.0003	0.0001±0.0007	0.0011±0.0006
$i\,(^\circ)$	79.9±0.3	79.9	79.9	79.9
$T_1\,(K)$	8200	8200	8200	8200
$T_2\,(K)$	8129±21	8148±19	8158±46	8139±45
$\Omega_1 = \Omega_2$	2.429±0.008	2.429	2.429	2.429
$q\,(M_2/M_1)$	0.302±0.003	0.302	0.302	0.302
değme parametresi	0.22	0.22	0.22	0.22
$l_1/l_{total}) - B$	0.716±0.003	0.718±0.002	–	–
$l_1/l_{total}) - V$	0.708±0.002	0.707±0.002	0.700±0.003	0.712±0.004
$r_1\,(ortalama)$	0.498±0.001	0.498	0.498	0.498
$r_2\,(ortalama)$	0.292±0.004	0.292	0.292	0.292
$\Sigma W(O-C)^2$ -$RV1$		0.00208		
$\Sigma W(O-C)^2$ -$RV2$		0.00060		
$\Sigma W(O-C)^2$ -B	0.03126	0.03177	–	–
$\Sigma W(O-C)^2$ -V	0.05657	0.05811	0.02623	0.23539



Şekil 1. V535 Ara'nın literatürde yer alan ışık eğrileri ve eşzamanlı çözümden elde edilen en iyi teorik fitleri (solda);dikine hız eğrileri ile Kepler yörünge fiti (sağda); sistemin Roche geometrisi (altta)

5 Sonuçlar

Güney Yarımküreye ait değen çift yıldız V535 Ara'nın 2007 yılının Eylül-Ekim aylarında tayfsal gözlemleri yapılarak yüksek çözünürlüklü échelle tayfları elde edilmiştir. Tayfsal ayıklama yöntemi (KOREL programı) kullanılarak, sistemin dikine hızları belirlenmiş ve yörünge çözümü yapılmıştır. Bu çözümden sistemin tayfsal kütle oranı 0.319±0.002 olarak bulunmuştur.

Çizelge 3. V535 Ara'nın salt parametreleri

Parameter	Birinci Bileşen	İkinci Bileşen
a ($R_\odot$)	4.20±0.02	
P_{orb} (days)	0.629306±0.000005	
M ($M_\odot$)	1.93±0.04	0.59±0.02
R ($R_\odot$)	2.09±0.02	1.23±0.02
log g (cgs)	4.08±0.01	4.03±0.01
T (K)	8200±200	8129±221
M_{bol}	1.63±0.13	2.82±0.16
M_V	1.75±0.12	2.94±0.16
L ($L_\odot$)	17.72±1.96	5.89±0.85
M_V	1.44±0.17	
d (pc)	147±11	

Sistemin ışık eğrilerinin analizi için Wilson-Devinney yöntemi kullanılmıştır. Işık eğrisi çözümü, V535 Ara'yı 0.22'lik değme oranına sahip A alt sınıfı W UMa türü değen çift sistem olarak tanımlamaktadır. Işık ve dikine hız eğrilerinin eşzamanlı çözümüyle sistemin mutlak parametreleri hesaplanmıştır. Sonuçlar, hatalarıyla birlikte Tablo 3'de verilmektedir.

Kaynaklar

Chambliss, C.R.: The eclipsing binary system BV 419. Astronomical Journal **72** (1967) 512–517

Eaton, J.A: Ultraviolet light curves of V535 Arae. Astrophysics and Space Science **186** (1991) 7–20

Hadrava, P.: Orbital elements of multiple spectroscopic stars. Astronomy and Astrophysics Supplement **114** (1995) 393–396

Hearnshaw, J. B., Barnes, S. I., Kershaw, G. M., Frost, N., Graham, G., Ritchie, R., Nekivell, G. R.: The Hercules echelle spectrograph at Mt. John. Experimental Astronomy **13** (2002) 59–76

Leung, K.-C., Schneider, D. P.: Evolved contact systems of spectral type A - AU Puppis, V535 Arae, and V1073 Cygni. Astrophysical Journal **222** (1978) 917–923

Pribulla, T., Rucinski, S.M.: Contact binaries with additional components. I. The extant data. Astrophysical Journal **131** (2006) 2986–3007

Schöffel, E.: Absolute characteristics of the W UMa system V535 Arae. Astronomy And Astrophysics Supplement Series **36** (1979) 287–296

Skuljan, J., Wright, D.: HRSP Hercules reduction software package (vers. 3). Univ. Canterbury, New Zealand

Wilson, R.E., Devinney, E.J.: Fundamental data for contact binaries: RZ Comae Berenices, RZ Tauri, And AW Ursae Majoris. Astrophysical Journal **182** (1973) 539–547

GRB 090515'in Sıradışı X-Işın Emisyonu

Antonia Rowlinson[1], Özgecan Önal[2⋆] ve Paul O'Brien[1]

[1] Leicester Üniversitesi, Fizik ve Astronomi Bölümü, Leicester, İngiltere
[2] İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, İstanbul, Türkiye

Özet Swift'in gözlemlediği en düşük akı değerine sahip GRB 090515 gözlenen kısa süreli bir gama-ışın patlamasıdır. Swift'in patlama alarm teleskobu (Burst Alert Telescope; BAT) ve X-ışın teleskobuyla (X-ray Telescope; XRT) alınan verileri kullanılarak patlamanın yüksek enerjideki ışık eğrileri oluşturulmuştur. GRB 090515, 200 sn boyunca X-ışınlarındaki o zamana dek gözlenmiş en parlak ardıl ışımaya sahip olmuş-tur ve bu parlaklıkta 40 s kaldıktan sonra aniden dik bir şekilde sönükleş-miştir. Işık eğrisindeki bu 40 s'lik sıra dışı düzleşme ve bunu takip eden dik bozunum bu çalışmanın konusunu oluşturmaktadır. Bu çalışmada, Rowlinson ve diğ. (2010)'nin incelenen GRB 090515'in 0.3-10 keV enerji aralığında gözlenen sıra dışı davranışın doğasını anlama çabaları özetlenmiştir. Rowlinson ve diğ. (2010)'ne göre bu davranışın nasıl oluştu-ğundan bağımsız olarak kararsız bir milisaniye pulsarından kaynaklandığı düşünülmektedir.

1 Giriş

Klebesadel ve diğ. (1973)'nin 30 yıl önce Vela uydularıyla yaptığı gama-ışın patlaması (GRB) gözlemlerinden sonra, ilk X-ışın ardıl ışıması BeppoSAX uydusu tarafından GRB 970228'de gözlenmiştir. X-ışın ardıl ışımalarından sağlanan hassas konumlarla, optik ardıl ışımaları ve GRB'lerin bulundukları galaksileri tespit etmek mümkün olmuştur. Swift'in fırlatılmasıyla X-ışın ardıl ışımaları üzerine detaylı çalışmalar yapılmıştır. Swift ayrıca kısa süreli GRB'lerin (SGRB) algılanabilmesine olanak sağlamış ve bunların uzun süreli GRB'ler (LGRB) ile kıyaslanabilmesine imkan sağlamıştır (Rowlinson ve diğ. 2010).

2 GRB 090515'in Swift Gözlemleri

Bütün analizler HEASOFT, XSPEC, QDP'nin standart rutinleri kullanılarak ve UK Swift Science Data Centre (Evans ve diğ. 2007; 2009) tarafından üretilen otomatik XRT verileri kullanılarak yapılmıştır. Buna ek olarak bazı analizler PHYTON ve PERL'de yazılan scriptler ile tamamlanmıştır.

GRB 090515 Swift'in gözlemlediği en kısa süreli GRB'lerden biridir. Patlama aynı zamanda en düşük akıya da sahiptir, buna rağmen 200s boyunca

⋆ nacegzo_2003@yahoo.com

X-ışınlarındaki en parlak ardıl ışımaya sahip kısa-süreli GRB'dir ve 40 saniye boyunca bu parlaklıkta kaldıktan sonra aniden dik bir şekilde sönükleşmiştir. Birinci yörüngeden sonra ise GRB 090515'e ait başka ölçümler yapılamamıştır (Tablo 1).

Çizelge 1. GRB 090515'in Swift gözlemleri.

GRB 090515'İN SWIFT GÖZLEMLERİ		
Tarihi ve Zamanı →15 Mayıs 2009 − 04:45:09 UT		Yazar
BAT Konumu	α=10^{sa} 56^{dk} 41^{sn}	(Beardmore ve diğ. 2009)
	δ=+14^{d} $27^{'}$ $22^{''}$	
XRT Konumu	α=10^{sa} 56^{dk} 36.11^{sn}	(Osborne ve diğ. 2009)
(15-150 keV)	δ=+14^{d} $26^{'}$ $30.3^{''}$	
T90	0.036±0.016 sn	(Barthelmy ve diğ. 2009a)
(15-150 keV)		
Öncül γ-Işın	Tekil güç kanunu, foton indeksi	(Barthelmy ve diğ. 2009a)
Emisyonu Tayfı	Γ_γ=1.6±0.2	
(15-150 keV)		
Akı (fluence)	2.0±0.8×10^{-8} erg cm^{-2}	
(15-150 keV)		
Maksimumdaki	5.7±0.9 foton cm^{-2} sn^{-1}	
Foton Akısı		
(15-150 keV)		
X-Işın Tayfı	Absorplanmış güç kanunu Γ_X=1.88±0.14	(Beardmore ve Evans 2009)
(0.3-10 keV)	N_H=6.1×10^{20} cm^{-2}	
	N_H=1.9×10^{20} cm^{-2}	
	Galaktik artık kolon yoğunluğu	
X-Işın Işık Eğrisi	Kırık güç kanunu, iki kırılma	
(0.3-10 keV)	T_1=156.2 (+9.3,-26.2); α_1=0.29 (+0.08, -0.27)	
	rölatif olarak düzgün bozunum	
	T_2=240.8 (+7.4, -9.8); α_2=2.51 (+0.38, -0.70)	
	daha dik bir bozunum	
	$\alpha_3 > 9$: son derece dik bir bozunum	

3 GRB 090515'in Sıradışı X-Işın Salmasının Kökeni Üzerine

GRB 090515'in X-ışını ışık eğrisinde gözlenen 40 sn'lik düzleşme kararsız bir milisaniye puslarının oluşumu, salmayı (emisyonu) ve çöküşünü temsil eder. Kararsız milisaniye pulsarının oluşumu esnasında çekimsel çöküşü engelleyecek kadar enerjisi vardır. Bu enerji elektromanyetik ışınım ya da çekimsel dalgalarla yayınlanabilir. Belirli bir kritik noktadan sonra puslar çöküşü engelleyemeyecek kadar yavaşlar ve salma yayınlamaz çünkü; kara delik oluşur. Kara delik nasıl oluşabilir? Bunun için iki senaryo önerilmiştir. Nötron yıldızlarının çeşitli hal

denklemlerine bağlı varsayımlara göre iki nötron yıldızının kaynaşmasıyla bir milisaniye pulsarı oluşabilir (Daive Lu 1998; Dai ve diğ. 2006; Yu ve Huang 2007). Ayrıca uzun süreli GRB'lerin oluşumuyla ilgili olan büyük kütleli yıldızların çöküşüyle de bir milisaniye pulsarı oluşabilir (Troja ve diğ. 2007; Lyons ve diğ. 2010). GRB 090515'in kararsız bir milisaniye pulsarından kaynaklanıp kaynaklanmadığını Zhang ve Meszaros (2001)'de geçen aşağıdaki denklemleri kullanarak ölçülebilir:

$$B_{p,15}^2 = 4.2025 I_{45}^2 R_6^{-6} L_{em,49}^{-1} T_{em,3}^{-2} \tag{1}$$

$$P_{0,-3}^2 = 2.05 I_{45} L_{em,49}^{-1} T_{em,3}^{-1} \tag{2}$$

$$T_{em,3} = 2.05 (I_{45}^2 B_{p,15}^{-2} P_{0,-3}^2 R_6^{-6}) \tag{3}$$

$$L_{em,49} \sim (B_{p,15}^2 P_{0,-3}^{-4} R_6^6) \tag{4}$$

$B_{(p,15)}$, milisaniye pulsarının kutuplarından ölçülen manyetik alan (10^{15} G); $P_{(0,-3)}^2$, milisaniye pulsarının başlangıçtaki dönme periyodu (ms); $T_{(em,3)}$, düzleşmenin eylemsizlik sistemindeki süresi (103 sn cinsinden); $L_{(em,49)}$, düzleşmenin 1-1000 keV enerji aralığında eylemsizlik sistemindeki ışıma gücü (10^{49} erg s^{-1}); I_{45}, eylemsizlik momenti (10^{45} gr cm^2); milisaniye pulsarının yarıçapı (10^6 cm).

Bu denklemler elektromanyetik olarak baskın yavaşlama rejimine uygulanabilirler. Kaynaşan çift tıkız sistemlerden bir milisaniye pulsarının oluşması için nötron yıldızının kütlesi $M_{NS} = 2.1 M_\odot$ (Nice ve diğ. 2005) ve $I_{45} \sim 1.5$ olmalıdır. Bu GRB için kırmızıya kayma değeri hesaplanamadığı için $2 < z \leq 5$ aralığındaki kırmızıya kayma değerlerine göre inceleme yapılmıştır. Bu aralık optik ardıl ışımalar ile uyumludur. Milisaniye pulsarının $t \sim 0$'da oluşmasından yola çıkıldığında gözlemciye göre platonun süresi ∼240s'dir. 0.3-10 keV enerji aralığında gözlenen akıdan itibaren tayfsal indeks (1.88) ve k-düzeltmesi (Bloom, Frail ve Sari 2001) ile birlikte platonun hesaplanan ışıma gücü $\sim 1 \times 10^{-9}$ erg cm^{-2}'dir. Eldeki veriler yukarıda bahsedilen denklemlere yerleştirildiğinde manyetik alan şiddeti ve spin periyodu hesaplanacaktır. Şekilde kolapsar modelinde ve kaynaşan tıkız çift sistemi (mor renkli çizgi) modellerine göre dönme periyotları ile manyetik alan şiddetleri görülmektedir. Şekilde Lyons ve diğ. (2010)'nin belirlediği gibi milisaniye pulsarının olabileceği yerler görülmektedir: Burada kırmızı çizgi kütlesi $\geq 1.44 M_\odot$ olan bir nötron yıldızı için dönme periyodunun kırılma noktası kırmızı çizgi ile temsil edilmiştir ($\geq$ 0.96ms, Lattimer ve Prakash 2004).

$$P_{0,-3} \geq 0.81 M_{1.4}^{-1/2} R_6^{3/2} ms \tag{5}$$

denklemi kullanılarak $2.1 M_\odot$ kütleli kaynaşan çift senaryosu için dönme periyodu limiti $P \geq 0.66$ms olarak bulunmuştur.

Usov (1992)'ye göre başlangıçtaki dönme periyodu $\leq$ 10ms ve Thompson (2007)'na göre manyetik alan $\geq 10^{15}$ G olmalıdır. Buradan milisaniye pulsarının oluşabilmesi için eğer atayıldız kolapsar ise kırmızıya kayma $0.3 < z < 3.5$

aralığında ya da eğer atayıldız kaynaşan tıkız çift sistem ise kırmızıya kayma $0.2 < z < 4.4$ aralığında olmalıdır.

Dönme periyodu için manyetik olan kaynaşan tıkız çift sistem modelinde kolapsar modeline göre bir miktar daha düşüktür. Troja ve diğ. (2007) ve Lyons ve diğ. (2010)'nin bir milisaniye pulsarının karadeliğe çöküşünü temsil eden ışık eğrisi üzerine yaptıkları öngörüde platoyu takip eden dik bir bozunum öngörmüşlerdir. Bu GRB 090515'in ışık eğrisiyle uyuşmaktadır. Buradan elde edilen en önemli sonuç başlangıçtaki atayıldız modelinden bağımsız olarak bir milisaniye pulsarının oluşmasıdır.

4 Tartışma ve Sonuç

GRB 090515, gama-ışınlarında çok düşük, X-ışınlarında ise o zamana dek gözlenen en yüksek akıya sahip kısa süreli bir GRB'dir. X-ışın ışık eğrisinde gözlenen düzleşme ve bunu takip eden dik bozunum sıra dışı olmakla beraber Swift örnekleri arasında eşsiz değildir. GRB'nin kısa süresi ve diğer özelliklerine bakıldığında sıra dışı salmanın bir kaynaşan tıkız çift sistemin çöküşüyle açıklanabileceği görülmüştür. Bununla beraber, salmanın olası sebebi olarak kolapsar senaryosu da göz ardı edilemez. Sonuç olarak, nasıl bir ata yıldızdan oluştuğundan bağımsız olarak GRB 090515'in sıra dışı X-ışın salmanın sebebinin "kararsız milisaniye pulsarı" olduğu bulunmuştur. Düzleşmenin sebebi enerji enjeksiyonu, dik bozunu-mun sebebi ise pulsarın bir karadeliğe ani çöküşüyle ifade edilmiştir.

Kaynaklar

Beardmore, A. P., ve diğ.: GCN Circ., **9356** (2009) 1
Beardmore, A. P., Evans, P. A.: GCN Circ., **9368** (2009) 1
Bloom, J. S., Frail, D. A., Sari, R.: AJ **121** (2001) 2879
Dai, Z. G., Lu, T.: A&A **333** (1998a) L87
Dai, Z. G., Wang, X. Y., Wu, X. F., Zhang, B.: Sci **311** (2006) 1127
Evans, P. A., ve diğ.: A&A **469** (2007) 379
Evans, P. A., ve diğ.: MNRAS **397** (2009) 1177
Klebesadel, R. W., Strong, I. B., Olson, R. A.: ApJ **182** (1973) L85
Lattimer, J. M., Prakash, M.: Sci **304** (2004) 536
Lyons, N., O'Brien, P. T., Zhang, B., Willingale, R., Troja, E., Starling, R. L. C.: MNRAS **402** (2010) 705
Nice, D. J., Splaver, E. M., Stairs, I. H., Löhmer, O., Jessner, A., Kramer, M., Cordes, J. M.: ApJ **634** (2005) 1242
Osborne, J. P, Beardmore, A. P., Evans, P. A., Goad, M. R.: GCN Circ., **9367** (2009) 1
Thompson, T. A.: Rev. Mex. Astron. **27** (2007) 80
Troja, E., ve diğ.: ApJ **665** (2007) 599
Usov, V. V.: Nature **357** (1992) 472
Yu, Y., Huang, Y.-F.: Chinese J.: Astron. Astrophys. **7** (2007) 669
Zhang, B., Meszaros, P.: ApJ **552** (2001) L35

Asiago 1.22 metre Teleskop ile Red Clump Yıldızlarının Spektroskopik Gözlemleri: Galaksimizin Yapısı ve Kinematiksel özellikleri

SAGUNER Tenay[1⋆] ve MUNARI U[2]

[1] Universita di Padova
[2] Osservatorio Astronomico di Padova

Özet Yüksek özgün parlaklıkları ve salt parlaklıklarındaki küçük değişme nedeni ile Red Clump yıldızları Galaksinin yapı ve kinematik özelliklerinin çalışılmasında başlıca araştırma unsuru olarak tercih edilmeye başlandı. Bu çalışmada amacımız; dikkatlice seçilmiş, mevcut bulunan spektroskopik gözlemlerden daha sönük ve yüksek galaktik enlemli büyük daire üzerinde bulunan 500 Red Clump yıldızının çok dönemli radyal hız ve atmosferik parametrelerinin mümkün oldukça hassas tayin edilmesi. Bu amaçla program yıldızları Asiago 1.22 metre teleskobu ile yüksek S/N ve Rp= 6000 gözlendi. Radyal hız tayinleri croos-correlation metodu ile, atmosferik parametreleri ise X2 metodu kullanılarak hesaplandı. Hesaplanan parametrelerin doğruluğu, aynı şekilde gözlenen ve analiz edilen literatürden seçilen standart yıldızlar ile test edildi. Program yıldızlarının belirlenen parametreleri (Vrad, Teff, logg, [M/H], U,V,W uzay hızı, uzaklık) haricinde, literatürden toplanan astrometrik ve fotometrik bilgilerin de içinde bulunduğu $\sim$ 500 Red Clump yıldızını kapsayan bir katalog hazırlandı. Bu katalog kullanılarak galaksimizin yapısal ve kinematiksel özellikleri çalışıldı.

⋆ tenay.saguner@oapd.inaf.it

Kabuk Tipli G355.6-0.0'nin SUZAKU Uydusu X-Işını Analizleri

Aytap Sezer[1⋆], Murat Hüdaverdi[1], Fatma Gök[2] ve E.Nihal Ercan[3]

[1] TÜBİTAK Uzay Teknolojileri Araştırma Enstitüsü, Ankara
[2] Akdeniz Üniversitesi, Fizik Bölümü, Antalya
[3] Boğaziçi Üniversitesi, Fizik Bölümü, İstanbul

Özet Bu çalışmada Galaktik süpernova kalıntısı G355.6-0.0'nin Suzaku X-ışını analizlerini yaptık. Kalıntının 0.3-10 keV enerji aralığındaki parlaklık haritalarını inceledik. VNEI ve power-law modeli uygulayarak elde ettiğimiz tayflardan; galaktik hidrojen sütun yoğunluğu (N_H), iyonizasyon zamanı (n_et) ve sıcaklık (kT_e) değerlerini hesapladık. Tayflarda baskın olarak görülen Mg, Si ve S çizgilerinin metal bolluklarını elde ettik. Bu bolluk değerlerini teorik modellerle karşılaştırarak, süpernova patlamasının türünü belirledik.

1 Giriş

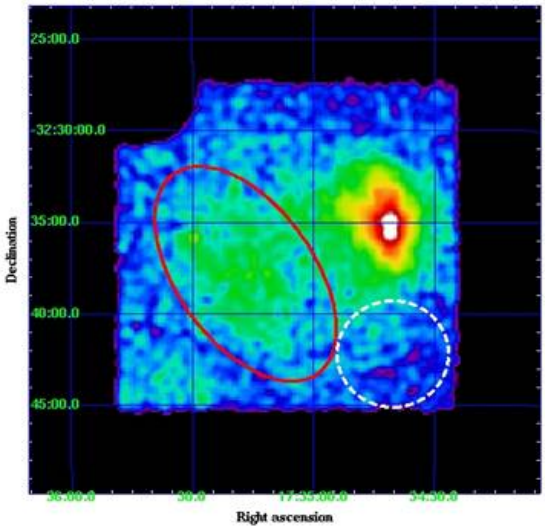
Süpernova kalıntılarının (SNK) X-ışını gözlemleri, süpernova (SN) patlaması ile çevredeki gaz etkileşimi hakkında önemli bir bilgi kaynağıdır. X-ışını bölgesinde elde edilecek tayfsal veriler, özellikle optikte bloke olmuş SNK mekanizmalarının anlaşılmasında önemli rol oynar. Japonya'nın 5. X-ışın uydusu olan Suzaku, 2005 yılı Temmuz ayında yörüngeye fırlatılmıştır ve Chandra ve XMM-Newton'dan sonra fırlatılan en yeni X-ışını uydusudur. Bu çalışmada, G355.6-0.0'nin Suzaku ile yapılmış gözlem verileri kullanılarak en hassas sonuçların elde edilmesi ve X-ışını mekanizmaları arkasındaki fiziksel süreçlerin incelenmesi amaçlanmaktadır. G355.6-0.0 ($\alpha = 17^h35^m16^s$, $\delta = -32^o38^{'}00^{''}$) kalıntısı $8^{'} \times 6^{'}$ açısal büyüklüğünde ve kabuk (Shell) tiplidir. Radyo gözlemleri Gray (1994) tarafından, ASCA X-ışını gözlemleri ise Yamauchi vd (2008) tarafından yapılmıştır. Suzaku uydusu tarafından 2010'da 52.5 ks boyunca XIS (X-ray Imaging Spectrometer) ile gözlenmiştir (Gözlem no:504098010). Bu gözlemde X-ışın teleskoplarının odak düzleminde yer alan XIS0, 1 ve 3 olarak adlandırılan 3 XIS alıcısı kullanılmıştır.

2 Analiz

Bu uydudan alınan verilerin filtreleme ve temizleme analizleri HEADAS software 6.04 ve tayf analizleri XSPEC 11.3.2 versiyonları kullanılarak yapılmıştır. Veri temizleme ve filtrelemek amaçlı Xselect 2.4, respons matriks dosyaları (RMF)

⋆ aytap.sezer@uzay.tubitak.gov.tr

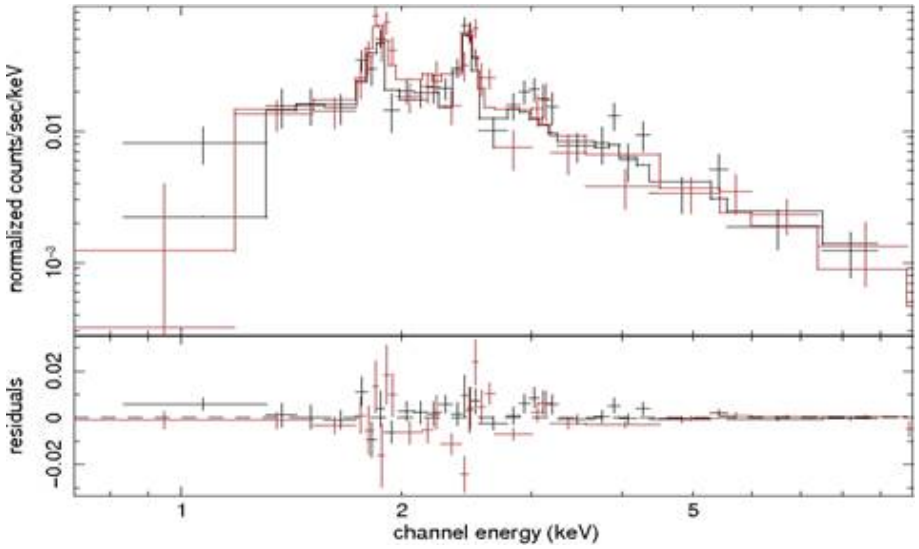
için xisrmfgen 2007-05-14, ancillary response dosyaları (ARF) montecarlo similasyonları için xissimarfgen 2008-04-05 versiyonu kullanılmıştır. 0.3-10 keV enerji aralığında elde edilen XIS3 görüntüsü Şekil 1'de verimiştir.



Şekil 1. G355.6-0.0'nin 0.3-10 keV enerji aralığındaki XIS3 dedektörü ile alınan Suzaku görüntüsü. Tayf analizi için seçilen bölge elips ile işaretlenmiştir. Kesikli daire içine alınan bölge ise arka alan (background) bölgesini temsil etmektedir. Kalıntının doğu yönünde NGC 6383 kümesi bulunmaktadır. Sol üst köşe ise kalibrasyon amaçlı gözlenmiş olup, analiz yapılırken temizlenmiştir.

Şekil 1'de elips içine alınarak gösterilmiş bölgenin tayf analizi yapıldı. Tayf modellemesi yapılırken; kalıntıda olası metalleri yakalamak amacıyla ısısal plazmadan gelen ışıma için VNEI modeli, şayet varsa ısısal olmayan ışımayı incelemek için power-law modeli kullanılmış ve bu iki model Galaktik absorption (wabs) modeli eklenerek uygulanmıştır. Bu işlemler XIS0, XIS1 ve XIS3 alıcıları için ayrı ayrı yapılmıştır. 2 FI (Front Illuminated) alıcı verisi (XIS0 ve XIS3) birleştirilerek tek veri haline getirilmiştir. BI (Back-illuminated) tipi alıcılı XIS1 verisi ise ayrı gösterilmiştir. FI ve BI tayf analizinde eş zamanlı olarak modellenmiştir. Elde edilen tayf Şekil 2'de verilmiştir.

Tayf analizlerinde galaktik hidrojen sütun yoğunluğu (N_H), iyonlaşma zamanı ($n_e t$), sıcaklık (kT_e) serbest parametre olarak bırakılmıştır. Mg, Si, S çizgilerinin metal bolluklarını belirlemek için, tayf modellemesi yapılırken bu değerler serbest bırakılmış, diğer metaller (C, N, O, Ne, Ar, Ca, Fe ve Ni) ise Güneş değerlerine (Anders ve Grevesse 1989) sabitlenmiştir. Elde edilen parametreler ve hata değerleri Çizelge 1'de verilmiştir.



Şekil 2. G355.6-0.0'nin VNEI ve power-law modellemesiyle elde edilen 0.7-10 keV enerji aralığındaki FI ve BI eşzamanlı X-ışını Suzaku tayfı. Kırmızı renk ile gösterilen eğri (FI) front illuminated CCD'lerle (XIS0 ve XIS3), siyah renkli olan eğri ise (BI) back-illuminated CCD (XIS1) ile alınan verilerden elde edilmiştir.

Çizelge 1. G355.6-0.0 kalıntısının FI ve BI eşzamanlı X-ışını Suzaku tayf analizinden elde edilen sonuçlar

	Parametreler	Değerler
Absorbtion	N_H (cm^{-2})	$(5.11 \pm 0.71) \times 10^{22}$
VNEI	$kT_e(keV)$	1.06±0.11
	$n_e t$ $(cm^{-3}s)$	$(1.32 \pm 0.01) \times 10^{11}$
	Mg	0.23±0.02
	Si	0.89±0.19
	S	1.72±0.25
Power-law	$PhotonIndex$	1.15 ±0.09
	$\chi^2/d.o.f.$	348/331=1.05

3 Sonuç ve Tartışma

G355.6-0.0 kalıntısı radyo bandında $8' \times 6'$ açısal büyüklüğe sahiptir (Gray 1994). Suzaku analizlerinden de X-ışını bölgesinde benzer bir büyüklüğe sahip olduğu görülmektedir. Tayf analizlerinde tespit edilen Mg (0.23 ± 0.02), Si (0.89 ± 0.19) ve S (1.72 ± 0.25) çizgilerinin bolluk değerleri teorik modellere (Woosley ve Weaver 1995, Thielemann vd 1996), Iwamoto vd 1999) göre, bu kalıntının özet çökmesi (core collapse) SN kaynaklı olabileceğine işaret etmektedir. Tayf analizinden N_H değeri $\sim 5.11 \times 10^{22}\ cm^{-2}$ olarak bulunmuştur. ASCA gözlemleri de bu değeri $N_H > 10^{22}\ cm^{-2}$ olarak vermiştir (Yamauchi vd 2008). Bu sonuçlar, G355.6-0.0'nin gaz ve tozun yoğun olduğu Galaktik düzleme yakın olduğunu göstermektedir. Bu kalıntı için sıcaklık değeri $kT_e\sim$ 1.06 keV olarak bulunmuştur. Bu da kabuk tipli SNK'ler için beklenen değer aralığındadır. SNK'ler için önemli olan diğer bir parametre ise ($n_e t$) olarak verilen plazmanın iyonlaşma zamanıdır. Burada n_e, kalıntının bulunduğu ortamın elektron yoğunluğunu, t ise iyonlaşma için geçen zamanı temsil eder. Plazmanın tam iyonlaşma denge durumu için bu değer $\geq 10^{12} cm^{-3}$ s olarak verilmektedir (Masai 1984). Bu çalışmada $n_e t\sim 1.32 \times 10^{11}\ cm^{-3} s$ olarak elde edilmiştir, bu da kalıntıda tam iyonlaşma denge durumunun oluşmadığını, diğer bir ifade ile, iyonlaşmanın devam ettiğini göstermektedir. Yeni bir kalıntı olan G355.6-0.0'nin yaşı hakkında literatürde bir bilgi bulunmamaktadır. Ancak, kalıntının bulunduğu ortamın yoğun olduğu gözönüne alınarak ($n_e \sim 1\ cm^{-3}$ kabul ederek) bu kalıntının yaşının birkaç bin yıl olabileceği tahmin edilebilir. Genç kalıntılar (birkaç yüzyıl ya da yaklaşık bin yıl) serbest genişleme (free expansion phase) aşamasındadırlar (Truelove ve McKee 1999). Bu kalıntılarda, SN patlaması sonucu yıldızlararası ortama atılan gazdan (ejecta) gelen ışımanın baskın olduğu söylenebilir. G355.6-0.0 kalıntısının tayf analizlerinde Si ve S elementlerinin baskın olması da kalıntıdan gelen ışımanın bu özellikte olduğunu desteklemektedir.

Kaynaklar

Anders, E., and Grevesse, N.:Abundances of the elements - Meteoritic and solar. Geochim. Cosmochim. Acta. **53** (1989) 197–214.

Gray, A.D.:The Most Galactic Center Survey - Part Three - Images of New Candidate Supernova Remnants. MNRAS **270** (1994) 847–860.

Iwamoto, K., Brachwitz, F., Nomoto, K., et al.:Nucleosynthesis in Chandrasekhar Mass Models for Type IA Supernovae and Constraints on Progenitor Systems and Burning-Front Propagation. ApJS **125** (1999) 439–462.

Masai, K.:X-ray emission spectra from ionizing plasmas. ApSS **98** (1984) 367–395.

Thielemann, F-K., Nomoto, K., Hashimoto, M.:Core-Collapse Supernovae and Their Ejecta. ApJ **460** (1996) 408–436.

Truelove, J. K., and McKee, C. F: Evolution of Nonradiative Supernova Remnants. ApJS **120** (1999) 299–326.

Woosley, S. E. and Weaver, T. A.:The Evolution and Explosion of Massive Stars. II. Explosive Hydrodynamics and Nucleosynthesis. ApJS **101** (1995) 181–235.

Yamauchi, S., Ueno, M., Koyama, K., Bamba, A.:X-Ray Emission from Supernova Remnants Observed in the ASCA Galactic Plane Survey. PASJ **60** (2008) 1143–1150.

Geçmişten Günümüze Uzay Nesli Kongreleri ve Bu Kongrelerin Uzay Çalışmalarına Katkısı

ŞENER H. Tuğça*, KAYIHAN H. Aziz ve CORNELL Ariane

Space Generation Advisory Council

Özet Birleşmiş Milletler Uzay Programı Tarafından Desteklenen Uzay Nesli Tavsiye Konseyi (SGAC)'nin yıllık olarak düzenlediği Uzay Nesli Kongreleri, gençlerin günümüz uzay çalışmaları sorunlarına çözümler üretmeleri açısından önemli bir adım olmuştur. Her yıl dünyanın çeşitli yerlerinde düzenlenen Uzay Nesli Kongreleri esnasında gençler bir takım problemler üzerine çözümler üretmiş ve kimi zaman bu projeler günümüzde oluşabilecek tartışmaları ve sorunları da önlemiştir. Bu bildiri, SGC (Uzay Nesli Kongresi)'nin uzaya nasıl bir katkı sağladığını aktarmaktadır.

* htugca.sener@spacegeneration.org

Palandöken Dağı'nın Atmosferik Özellikleri ve Astronomik Görüş Gözlemleri

Cahit Yeşilyaprak[1⋆], Sacit Özdemir[2], Tuba Akkuş[1], Hanifi Demirci[1], Sinan Kaan Yerli[3], Yusuf Şahin[1], Mustafa Helvacı[4] ve Tuncay Özışık[5]

[1] Atatürk Üniversitesi, Fen Fak., Fizik Bölümü, Erzurum
[2] Ankara Üniversitesi, Fen Fak., Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Ankara
[3] Orta Doğu Teknik Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fak., Fizik Bölümü, Ankara
[4] Akdeniz Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fak., Fizik Bölümü, Antalya
[5] TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi, Antalya

Özet Erzurum (1850 m) Palandöken Dağı (3175 m, N39 49 56, E41 18 13) ve çevresinin (Karakaya Tepeleri-3170 m) astronomik amaçlı olarak atmosferik özellikleri ve astronomik görüş kalitesi incelenmiştir. Atmosferik özelliklerin belirlenmesinde hem yerel otomatik meteoroloji istasyonundan (Palandöken Dağı zirvesinde kurulu) alınan 2008 - 2010 yıllarına ait veriler hem de Meteoroloji Bölge Müdürlüğünden alınan bölgeye ait geniş ölçekli meteorolojik veriler (şehir merkezi meteorolojik verileri ile her gün 2 kez atılan balon radyosonda verileri) kullanılmıştır. Elde edilen sonuçlar, bölgenin ileride kurulabilecek bir gözlemevi için en uygun yerleşkelerden birisi olduğunu göstermektedir.

1 Bulgular ve Veriler

Çalışmada, Erzurum Palandöken Dağı ve çevresinin astronomik amaçlı olarak atmosferik özellikleri ve astronomik görüş kalitesi incelenmiş ve şu bulgulara ulaşılmıştır: Rüzgar hızı (Şekil 1, Çizelge 1), bulutluluk değişimi (Çizelge 2), nem değişimi (Çizelge 3), astronomik görüş kalitesi (Çizelge 4), diğer sitelerle karşılaştırma (Çizelge 5 ve 6).

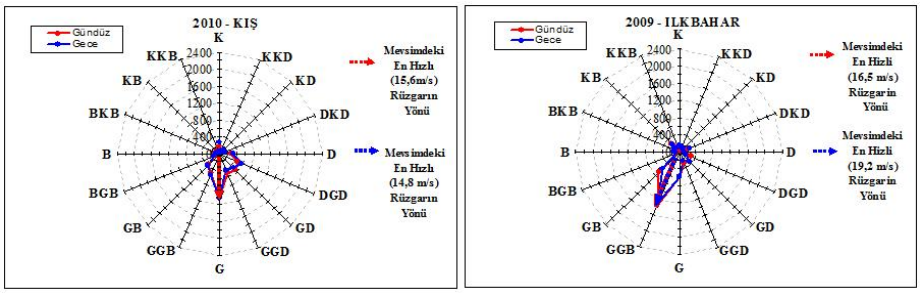
Teşekkür

Bu çalışma, Atatürk Üniv. Fen Fak. Fizik Bölümü tarafından yürütülen Bilimsel Araştırma Projeleri (2007/33 ve 2008/109) desteği ile yapılmıştır. Meteoroloji verilerinin temininde Meteoroloji Gen. Müd.ne; Palandöken Dağı zirvesine meteoroloji istasyonunun kurulmasına izin veren TRT Bölge Müdürlüğüne ve meteoroloji sisteminin kontrol ve bakımına yardım eden Erzurum Ejder TRT Verici İstasyonu personeline; astronomik görüş gözlemlerinde (DIMM) teleskop desteği veren Kırşehir Ahi Evran Üniversitesi Fen - Edebiyat Fakültesi Fizik Bölümüne; DIMM gözlem tekniği, eğitim, yazılım ve ekipman desteği veren TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi Müdürlüğüne teşekkür ederiz. TUG meteoroloji verileri TUG WEB sayfasından alınmıştır.

⋆ cahity@atauni.edu.tr

Çizelge 1. Rüzgar Hızı - Yönü. ESR: En Sık Rastlanan

			ESR	ESR V_{ort}	V_{max}	V_{ort}	ESR V
			Rüzgar Yönü	(m/s)	(m/s)	(m/s)	(m/s)
	Kış	Gündüz	GGB	4.1	25.5	2.8	0.9
		Gece	GGB	3.7	17.9	2.7	0.9
	İlkbahar	Gündüz	GGB	5.6	18.8	3.4	0.4
2008		Gece	GGB	4.9	21.0	3.2	0.4
	Yaz	Gündüz	GGB	3.0	13.9	2.6	0.9
		Gece	GGB	3.0	13.0	2.8	0.4
	Sonbahar	Gündüz	GGB	3.0	14.8	1.5	0.4
		Gece	G	1.9	13.4	1.7	0.4
	Kış	Gündüz	GGB	3.0	14.8	2.3	0.4
		Gece	GGB	2.9	13.9	2.2	0.4
	İlkbahar	Gündüz	GGB	3.4	16.5	2.2	1.3
2009		Gece	GGB	3.5	19.2	2.1	3.1
	Yaz	Gündüz	GGB	2.9	12.5	2.3	0.4
		Gece	GGB	2.4	13.0	2.5	0.4
	Sonbahar	Gündüz	GGB	2.4	13.9	1.5	0.4
		Gece	GBB	2.2	14.3	1.4	0.4
	Kış	Gündüz	G	2.5	15.6	1.6	0.4
2010		Gece	G	2.3	14.8	1.6	0.4
	İlkbahar	Gündüz	K	2.2	20.6	3.5	0.4
		Gece	K	2.7	22.4	1.9	0.4



Şekil 1. 2010 Kış ve 2009 İlkbahar rüzgar hızı-yönü değerlerinin karşılaştırması.

Çizelge 2. Bulutluluk Değişimi: Açık Gece/Gündüz Sayısı

Aylar		2008	2009	2010	Aylar		2008	2009	2010
OCAK	Gece	24	26	21	TEMMUZ	Gece	30	22	29
	Gündüz	24	23	20		Gündüz	30	22	29
ŞUBAT	Gece	20	15	23	AĞUSTOS	Gece	28	29	
	Gündüz	20	13	22		Gündüz	23	29	
MART	Gece	22	17	20	EYLÜL	Gece	26	25	
	Gündüz	16	16	25		Gündüz	21	22	
NİSAN	Gece	20	20	22	EKİM	Gece	22	27	
	Gündüz	7	20	10		Gündüz	20	23	
MAYIS	Gece	21	20	24	KASIM	Gece	25	25	
	Gündüz	15	21	23		Gündüz	26	24	
HAZİRAN	Gece	28	19	29	ARALIK	Gece	22	22	
	Gündüz	26	18	28		Gündüz	20	22	
TOPLAM						Gece	288	257	168
TOPLAM						Gündüz	246	253	166

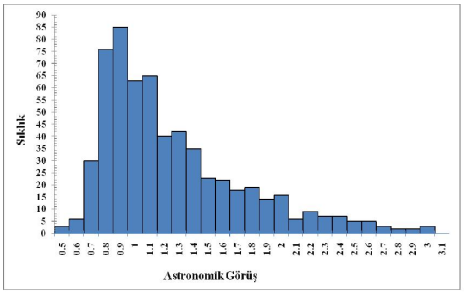
Çizelge 3. Nem değişimi. EDN: En Düşük Nem (%H); EDN-R: En Düşük Nem, radyosonda verisi (%H); H10: H≤ %10 olan gündüz/gece sayısı (Palandöken); H80: H≤ %80 olan gece sayısı - yıl boyunca (Palandöken).

			EDN	H10	EDN-R	H80
2008	Kış	Gündüz	4	8	3	
		Gece	4	9	3	227
	İlkbahar	Gündüz	6	3	14	
		Gece	12	0	3	
	Yaz	Gündüz	6	2	32	
		Gece	11	0	23	
	Sonbahar	Gündüz	8	3	25	
		Gece	11	0	8	
2009	Kış	Gündüz	2	8	1	
		Gece	2	11	1	187
	İlkbahar	Gündüz	11	0	13	
		Gece	8	1	3	
	Yaz	Gündüz	7	3	18	
		Gece	2	2	8	
	Sonbahar	Gündüz	5	4	*	
		Gece	5	3	*	
2010	Kış	Gündüz	3	3	*	
		Gece	3	3	*	37
	İlkbahar	Gündüz	11	0	*	
		Gece	16	0	*	

* Meteoroloji Genel Müd. 2010 radyosonda verileri henüz alınmamıştır.

Çizelge 4. Astronomik Görüş Kalitesi (DIMM). En düşük görüş: 0.447"; Ortanca görüş: 1.060" Rüzgar ve Nem değerleri, θ_{min} ölçümü anındaki değerlerdir.

Tarih	N	θ_{ort}	θ_{min}	V_{ort}	Nem
(.2009)		(")	(")	(m/s)	(%)
18.08.	36	0.797	0.628	0	35
19.08.	72	1.660	0.838	5	81
21.08.	34	1.179	0.558	2	49
23.08.	55	0.792	0.447	4	2
24.08.	65	1.924	1.061	3	11
31.08.	32	1.250	0.800	2	61
02.09.	67	1.010	0.543	0	53
03.00.	62	0.986	0.657	0	27
04.09.	69	1.303	0.765	2	25
05.09.	81	0.975	0.483	0	33
06.09.	33	1.087	0.692	0	26
24.03.	43	0.998	0.730	0	93

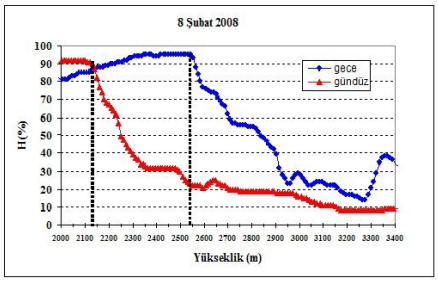


Çizelge 5. Palandöken'in TUG ile karşılaştırması: Açık gece sayısı

2008	TUG	Palan	2009	TUG	Palan	2010	TUG	Palan
Ocak	19	24	Ocak	9	26	Ocak	3	21
Şubat	14	20	Şubat	4	15	Şubat	2	23
Mart	8	22	Mart	10	17	Mart	14	20
Nisan	6	20	Nisan	12	20	Nisan	14	22
Mayıs	20	21	Mayıs	10	20	Mayıs	20	24
Hziran	27	28	Haziran	14	19	Haziran	17	29
Temmuz	28	30	Temmuz	18	22	Temmuz	31	29
Ağustos	30	28	Ağustos	22	29	Ağustos	-	-
Eylül	17	26	Eylül	18	25	Eylül	-	-
Ekim	17	22	Ekim	13	27	Ekim	-	-
Kasım	12	25	Kasım	22	25	Kasım	-	-
Aralık	12	22	Aralık	4	22	Aralık	-	-
Toplam	210	288	Toplam	156	267	Toplam	101	168

Çizelge 6. Palandöken ve diğer yerleşkeler. DIMM değerleri (sol). Palandöken için elde edilen 50 günlük Atmosferik Dönüşüm Katmanı ortalama 2500m'dir (sağ).

Yerleşke	h	$\theta_{\rm min}$	$\theta_{\rm ortc}$
	(m)	(")	(")
La Palma, Spain	2400	0.5	0.7
Maidanak, Uzbekistan	2580	0.6	0.7
San Pedro, Mexico	2800	0.5	0.6
Mauna Kea, Hawaii	4200	0.4	0.5
TUG	2550	0.6	1.0
Palandöken	3175	0.5	1.0



MZ Del Çift Yıldız Sisteminin İlk Fotometrik Çözümü

YILDIZ Gözdehan*, TANRIVER Mehmet ve KILIÇ Ersin

Erciyes Üniversitesi

Özet MZ Del, A0 erken tayf türlü beta Lyr türünde tutulma gösteren bir çift yıldız sistemdir. Literatürde çok az çalışılmıştır. 1999 yılında 74. değişen yıldız isim listesinde değişen yıldız olarak yer almıştır (Kazarovets ve ark.,1999). Bundan sonra, katalog çalışmaları (Wielen ve ark.,2000; Malkov ve ark.,2006) ve minimum zamanı çalışmalarında (Çakırlı ve ark.,2006) yer almıştır. Bu çalışmada MZ Del çift yıldız sisteminin V bandı ilk fotometrik çözümleri verilmiştir.

* mcersin7@hotmail.com

Radyo Astronomide Veri Yapısı ve Depolanması

Mustafa Kürşad YILDIZ[1] ve Ferhat Fikri ÖZEREN[2]

[1] Erciyes Üniversitesi, Fen Bilimleri Enstitüsü, Astronomi ve Uzay Bilimleri Anabilimdalı, Kayseri
[2] Erciyes Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Gözlemevi Uygulama ve Araştırma Merkezi, Kayseri

Özet Radyo ışınımın büyük bir kısmı galaksiler arası, yıldızlar arası ortamdan ve dünya atmosferimizden soğrulmadan bize ulaşırlar. Gök cisimlerinden gelen ışınımı radyo teleskoplarla gözlemek büyük bir avantaj sağlamaktadır. Üstelik günün her saati gökyüzünden veri alma olanağımız vardır. Buda doğal olarak büyük bir veri yığını ve bu verilerin analizi ile bizi karşı karşıya getirmektedir. Bu verileri işlemek zaman aldığı gibi, verilerin ilk başta nasıl ve hangi yapıda kaydedilmesi büyük bir önem taşımaktadır.

1 Giriş

Radyo astronomi, ikinci dünya savaşı sırasında İngilizlerin, Alman uçaklarını görebilmek için radarı geliştirmesi ve bu radarlar ile alınan bazı sinyallerin netleştirilmesi amacıyla başlamıştır. Radyo astronomi adındanda anlaşılacağı gibi, elektro - manyetik (EM) spektrumun "radyo" olarak isimlendirilen bölgesini incelemektedir. EM spektrumun radyo bölgesinde gözlem yapabilmek için kullanılan radyo teleskopların radarlardan farkı herhangi bir vericisinin olmamasıdır. Radyo teleskoplar, uzaydaki radyo kaynaklarının saldıkları ışınımı toplayıcı anten yardımıyla alıcılarına iletir ölçülmesini ve değerlendirilmesini sağlarlar. Tarihte ilk kullanılan radyo anten, astronomik radyo kaynaklarını tanımlamak için 1931 yılında Karl G. Jansky tarafından yapılmış ve böylece resmi olarak bilimsel radyo astronomi başlamıştır(Kraus, 1986).

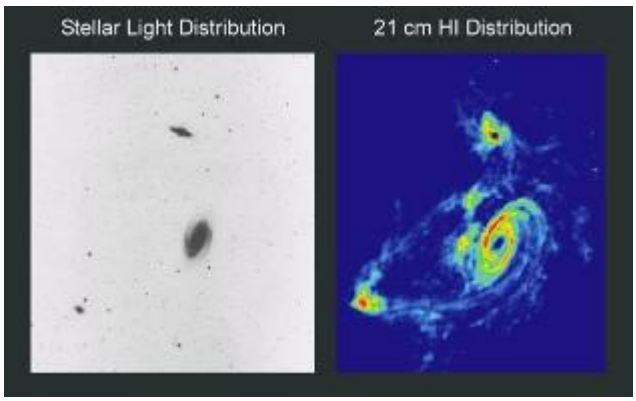
R adyo astronomi, optik astronomiye göre sönük kaynakların gözlenmesinde daha fazla imkan sunar. Çünkü radyo ışınım galaksiler arası ve yıldızlar arası ortamdan çok az etkilenirler. Radyo ışınımını toplamak ve bu ışınımı kaydetmek için radyo teleskoplara ihtiyaç vardır(Akyol, 1988).

2 Neden Radyo Astronomi?

Astronomide verilerin, "UV - Radyo ya da Optik" olarak isimlendirilmesinin sebebi, bu verilerin geldiği kaynaklardır. Bu kaynaklar temelde iki farklı sisteme göre foton üretirler. Bunlardan birincisi "Isısal ışınım" diğeri ise "ısısal olmayan ışınım" dır. Evrendeki her cisim ya da parçacık, enerjisine ya da diğer deyişle

ısısına bağlı olarak belirli frekansta elektromanyetik ışınım salar. Buna karacisim ışıması denilir. Karacisim ışıması Isısal bir ışımadır. Ayrıca elektronik geçişlerden meydana gelen enerjide ısısal bir enerji türüdür. Bir elektronun manyetik alan çizgileri üzerindeki hareketinden kaynaklanan ışımaya synchrotron ışıması denilir. Bu ışıma türüde ısısal olmayan bir ışımadır. Yani manyetik alandan kaynaklanan ışımalar ısısal olmayan ışımalardır. Radyo kaynakları incelerken, bilim adamları ya düşük frekanslı ısısal bir süreçte oluşmuş fotonlarla ya da manyetik alandan ötürü ısısal olmayan bir süreçte oluşmuş fotonlarla ilgilenirler.

R adyo astronomi için önemli bir noktada, radyo fotonların dünya atmosferinden hatta yıldızlar arası ortamdan bile çok az etkilenmesidir. Böylece optik yöntemler ile göremeyeceğimiz yapıları radyo gözlemler ile görebiliriz. Şekil 1'de M81 galaksi grubunun optik ve radyo gözlemler sonucunda ortaya çıkan görünütüleri bulunmaktadır. Şekil 1'de M81 galaksi grubunun görünür ve radyo bölgede alınmış fotoğrafları gösterilmektedir. Optik bölgede alınan fotoğraflarda galaksiler arasında herhangi bir ilişki görülemezken, radyo bölgede alınan fotoğrafta hidrojen ve galaksiler arasındaki ilişki rahatlıkla görülebilmektedir.



Şekil 1. Sol tarafta Digital Sky Server tarafından alınmış M81 galaksi grubunun görünür bölgedeki fotoğrafıdır. Fotoğraf ters resim olarak gri tonlamada görülmektedir. Resimde siyah bölümler gerçekte parlak bölgeleri göstermektedir ve ışığın büyük bir bölümü yıldız ve galaksilerden gelmektedir.

3 Veri Depolama

Veri, hayatımızın her anında, biz farkında olsakta olmasakta bizimle olan bir kavramdır. Bir verinin bilgisayar ortamında veya başka ortamlarda bulunması önemli değildir. Verinin birçok tanımı vardır bunlardan bazıları: Veri, bir sorunun yanıtını bulabilmek için başlangıçta verilen bilgidir; herhangi bir tartışmada

aklımıza gelen farklı düşüncelerin temeli veya herhangi bir araştırmanın hareket noktasıdır. Veriler, herhangi bir problemin çözümlenmesi için kendinden yararlanılan dayanaklardır. Alınan verilerin anlamlı hale getirilebilmesi için bu verilerin saklanması yani depolanması gerekmektedir.

T üm bilimsel disiplinlerde veri depolamadaki zorluklardan birisi: veri yapısında çok değişken formatlar kullanılması ve bu formatların gün geçtikçe çok hızlı bir şekilde artmaya başlamasıdır. Bizim için radyo teleskoplardan gelen verilerin bilgisayar ortamında gözlem sonrası kullanılabilmesi için gerekli yapıda depolanması çok önemlidir. Ancak buradaki zorluk gözlem süresince verilerin çok hızlı bir şekilde artması ve bu alınan verilerin güvenli bir şekilde kaydedilmesi, depolanması ve yedeklenmesidir. Bir diğer temel zorlukta, farklı gözlemevlerinde üretilen verilerin farklı formatlarda olmasıdır.

4 Veri Depolama için kullanılan yapılardan biri: FITS

New Mexico'daki Very Large Array (VLA) ve Hollanda, Westerbork'daki Westerbork Synthesis radyo teleskobu (WSRT), 1970'lerin sonunda radyo gökyüzünün yüksek çözünürlüklü resimlerini üretmeye başlamışlardır. Bu iki enstitü birbirleriyle ortaklaşa çalışma yapmak için farklı frekanslarda gözlem yapma ve sonrasında bunları karşılaştırma kararı almışlardır. Alınan verilerin birleştirilmesiyle tayfsal index haritaları oluşturmuşlardır.

F arklı iki sistemden alınan verilerin paylaşılması için, oldukça ağır işlemler gerektiren zamanlarda, tüm bu işlemler yerine kesin bir veri yapısı üretilmek istenmiş, işbirliği içindeki enstitülerin dijital görüntü iletiminde tek değiş-tokuş standart biçimi oluşturulmuştur. Böylece tüm enstitüler sadece iki programa ihtiyaç duymuşlardır: birincisi, enstitünün kendi formatından iletim formatına dönüştürmek için ve diğeride, iletim formatından enstitünün kendi formatına dönüştürmek için. Flexible Image Transport System (FITS) böyle bir transfer ihtiyacını karşılamak için oluşturulmuştur. Bu sistem 1982 yılında Uluslararası Astronomi Birliği tarafından standart dosya sistemi olarak kabul edilmiştir.

F ITS'in temel birimi, bir takım özel kayıt ile isteğe göre sonuçlanan başlık satırlarından (Header Data Units "HDUs") oluşur. Her HDU'nun ilk parçası ASCII kart görüntülerinin içerildiği "baş" kısımdır. Bu içerik anahtar kelimelerden oluşur (keyword) yani değer tabloları içerir ki bu tablolar verinin boyutunu, türünü ve takip edilen veri yapısını tanımlar. Bu yapı, oluşturucunun önemli gördüğü veri grubu hakkında her türlü bilgiyi içerebilir; Örneğin, dosyanın veya verinin tarihi ya da veri tanımlamasında fiziksel oluşumlar hakkında bilgi içerebilir. Hem header'ın hemde verinin mantıksal kayıt botuları 23040 bit'tir, bu da 2880 byte ya da 36 header kart görüntüsüne eşittir. HDU'lar özel kayıtlar tarafından takip edilebilir; sadece bu özel kayıtlarda bazı sınırlamalar vardır ki bunlar, standart 23040 bit mantıksal kayıt boyutu olması gibi kurallardır. Bir FITS dosyası, dosyanın mantıksal bitmiyle (END) sonlandırılmıştır.

O rjinal formdaki bir FITS dosyası sadece bir tek HDU dan meydana gelir. Bu HDU'da header(başlık) ve bir dizi veriden oluşur ki bir dijital görüntü içeriyormuş gibi sayılır. Bir HDU yapısı, temel FITS olarak bilinir. Eksenlerin uzunluğu, sayısı ve değerlerin veri türü olan veri dizisi anahtar kelimeler ile tanımlanır. FITS'in orjinal kullanımı, dijital görüntülerin transferi için veri matrislerine dönüştürülmesidir. Ancak temel FITS'in veri matirisi, çok-boyutlu dizilerin bir çoğunun transfer edilmesinde kullanılabilir. Bir FITS dosyasının ilk HDU'su "primary (birincil) HDU" olarak isimlendirilir ki bu yapı herhangi bir veri içerme gerekliliği olmasada, basit FITS şeklinde olmalıdır.

S tandart veri formatı iki tür tablo içerir: ASCII kayıtlarla tablolar ve İkili sayı sistemi (binary) kayıt tabloları, ayrıca birincil HDU'nun içindeki veri tipinin aynısını içerecek kadar genişlemesine izin veren çok boyutlu genişlemiş bir dizin formatı da vardır.

İ sminin içerisinde "görüntü transferi" olmasına rağmen FITS, resim transferi için basitçe dizayn edilmiş bir grafik formatı değildir; veriyi çözmek için paketler halindeki 'FITS verilerini' görüntüye dahil etmez. Kullanıcalar, FITS dosyasından verinin görüntülenmesi veya okunması için farklı yazılımlar kullanmak ya da geliştirmek zorundadırlar. Bu geniş kullanımdan dolayı FITS tüm temel astronomik görüntüleme paketleri tarafından desteklenir. Veri yapısı, formatın önemli bir parçasıdır ve kullanıcılar için ulaşılabilir durumdadır. Bu özellikleriyle FITS, birçok diğer veri standartlarından ayrılır(Hanisch et al., 2001).

5 Sonuç ve Tartışma

Sonuç olarak, uluslararası ortamda kabul edilmiş bu sistem ile farklı enstitülerin işbirliği sağlandığı gibi verilerin depolanması ve uzun süre sağlıklı bir şekilde saklanmasıda gerçekleştirilmiştir. Teknik desteği halen NASA tarafından yapılan bu sistem her geçen zamanda biraz daha geliştirilmektedir. Radyo ve optik astronomi alanları için üretilen bu sistem zamanla tüm astronomi alanlarında kullanılmaya başlanmış ve günümüzde veri iletişimi ve bilgisayar bilişimi alanları gibi astronomi dışında bir çok alanda ağırlıkla kullanılmaya başlanmıştır. Ülkemizde de bu sistemin öncelikle gözlem evlerimizde sonrasında ise diğer bilimsel kuruluşlarda kullanılması gerekmektedir.

Kaynaklar

Akyol, Ü., "Radyo Astronomi ve Uzay Araştırmaları." Selçuk Üniversitesi Yayını, Konya. (1988)

Hanisch, R. J., et al. "Definition of the Flexible Image Transport System (FITS)." A&A **376** (2001) 359–380

John D. Kraus. "Radio Astronomy." Ohio (1986) 1–4

VI. Ulusal Öğrenci Astronomi Kongresi

Sözlü Sunumlar

XVII. Ulusal Astronomi Kongresi VI. Ulusal Öğrenci Astronomi Kongresi
31 Ağustos - 4 Eylül 2010, Adana

Astrofiziğin Kalbi - Gravitasyon Dalgaları

AVCI Zeynep* ve BOZPOLAT Saba Arife

Ankara Üniversitesi

Özet Bu çalışmada gravitasyon dalgaları ile ilgili; gravitasyon dalgalarının hangi olaylarda hangi şartlarda oluştukları, polarizasyonları, madde ile etkileşme şekilleri, dedekte edilmeleri, taşıdıkları enerji ve bu konu ile ilgili olan LISA ve LIGO deneyleri incelenmiştir. Dünya üzerinde gerçekleşen olayların ürettiği ve astronomik olayların ürettiği gravitasyon dalgalarının genlikleri karşılaştırılmıştır. Ayrıca 1993 Nobel Ödülü Çalışması da araştırılmıştır. Güncel bilgi olarak ise; astronomik olaylar açısından gravitasyon dalgalarının önemi, dedekte edilmelerinin astronomiye ve fiziğe yapacağı katkılar, evreni anlamada, karanlık madde ve karanlık enerjiye bir adım daha yaklaşmada oynayacakları rol tartışılacaktır.

* zeynep.avci.ast@gmail.com

An Optical Search For Supernova Remnants In The Nearby Spiral Galaxy NGC 3344

S.CIHANGIR[1] A.AKYUZ,[1] S.BALMAN,[2] E.SONBAS,[3]

[1] University of Cukurova, Physics, Adana/TURKEY
[2] Middle East Technical University, Physics, Ankara/TURKEY
[3] Adiyaman University, Physics, Adiyaman/TURKEY

1 ABSTRACT

An optical search was carried out for supernova remnants (SNRs) in the nearby spiral galaxy NGC 3344, using groundbased observations at the TUBITAK National Observatory (TUG, Antalya/Turkey). The SNR identification technique consisted of constructing continuum subtracted Hα and SII$\lambda\lambda$ 6716, 6731 images and then using [SII]/Hα ratios obtained from the image. We have identified 10 new SNR candidates in NGC 3344 with [S II]/Hα $\geqq$ 0.4 as the basic criterion. The [S II]/Hα ratio ranges from 0.44 to 0.92 and Hα intensities from $1.0x\ 10^{-17}$erg cm^{2} s^{-1} to $3.6x\ 10^{-17}$erg cm^{2} s^{-1}.

2 INTRODUCTION

SNR studies are important for theories of interstellar medium (ISM) and star formation, since supernova inject large amounts of matter and energy into the ISM. However, in spite of all the Galactic SNRs, their observations are impeded by several limitations such as the uncertainty on distances to individual objects and high extinctions along the line of sight in several regions of the Galactic plane. There are inherently fewer limitations and uncertainties in extragalactic samples. Assuming that all SNRs are the same distance from us for a given galaxy, we can easily compare their observed properties. The relative positions of such SNRs are determined with more precision. SNRs have been identified in a number of nearby spiral galaxies using optical observations (e.g. DOdorico et al.(1980) ; Braun and Walterbos (1993) ; Magnier et al.(1995); Matonick and Fesen (1997); Matonick (1997); Gordon et al.(1998,1999); Blair and Long (1997,2004) ; Sonbas et al.(2009) , Xray observations (Pence et al. (2001) ; Ghavamian et al.(2005), and radio observations (Lacey et al. (1997) ; Lacey and Duric (2001); Hyman et al. (2001). Multiwavelength surveys of SNRs have also been carried out by Pannuti et al. (2000, 2002, 2007). In our work, we use the well known and accepted criterion (S II/Hα $\geqq$ 0.4) proposed by Mathewson and Clarke (1973) to differentiate SNRs from typical H II regions. The rationale for this lies in the fact that, in a typical H II region, sulfur is usually expected to take the form of S++ owing to strong photoionizing fluxes from central hot stars, making the ratio [S

II]/Hα, typically, in the range $\sim$ 0.1 - 0.3. Shock waves produced by SN explosion propagate through the surrounding medium. The matter cools sufficiently behind these waves, and a variety of ionization states occur that include S+. This might be the reason for the increased $[SII]$/Hα ratio observed in SNRs. It follows that almost all discrete emission nebulae satisfying the above criterion are expected to be shockheated.

3 OBSERVATION AND DATA REDUCTION

NGC 3344 was observed in 2007 November with the 1.5 m Russian Turkish Telescope (RTT150) at TUBITAK National Observatory (TUG) in Turkey (Figures 1-4). Parameters of the galaxy are given in Table 1. Images were taken with TFOSC (TUBITAK Faint Object Spectrograph and Camera).We used narrowband interference filters centered on the lines of [SII] , Hα + 2 continuum filters to remove starlight from Hα and [SII] images. Characteristics of the interference filters used in these observations are listed in Table 2

4 THE METHOD

We used the technique described by Blair and Long (1997,2004) to identify the SNR candidates. The identification technique was constructed through comparison of continuum-subtracted [S II]$\lambda\lambda$6716, 6731 and Hα images. Eventually, emission nebulae with region integrated values of [S II]/Hα $\geqq$ 0.4 were identified as the SNR candidates. A preliminary search to find these candidates were carried out by comparing the continuum subtracted [S II] and the Hα subfield images by a blinking technique. In the process, a fullfield image of the galaxy was divided into regions of about $2^{'}$ by $2^{'}$ squares for the visual inspection and assessment of the fields for the candidates. When a pointlike source satisfied the criterion [S II]/Hα $\geqq$ 0.4, we then marked it as an SNR candidate. After the assessment of all $2^{'}$ by $2^{'}$ subfields of NGC 3344, continuum subtracted images were used to determine the ratio of [S II]/Hα counts. During this process, background counts were subtracted from the [S II]/Hα ratio images using annuli that were farther away, but centered on the selected candidates (Figures 5-6). The background extraction areas were also normalized to the source extraction areas.

Table 1. Parameters of NGC 3344

RA	$10^{h}\ 43^{m}\ 31.1^{s}$
Dec	$24^{\circ}\ 55^{'}\ 20^{"}$
App. dim.(V)	7.1^{1} x $6.5^{'}$
App. mag.(V)	10.5
Distance	6.9 Mpc(*)

* L. Verdes-Montenegro et al;2000

Table 2.Characteristics of the interference filters used in our observations

Name	Wavelength (Å)	FWHM (Å)
[SII]	6728	54
continuum	6964	350
Hα	6563	80
continuum	6446	123

Only one field image for each filter was obtained for NGC 3344 on November 17 and 19, 2007. We have exposure times of 1×1800 s + 2x900 s for the [S II],2x1800 for Hα filters, and 900 s for the two continuum filters. This way, we were able to obtain deeper field images with a higher signaltonoise ratio for the faintest objects.

Table 3.An observation log of imaging data for our target galaxy

Date	Filter	Exposure(s)
2007 Nov. 7/8	[SII]	1800
2007 Nov. 7/8	Hα	1800
2007 Nov. 7/8	continuum-6446	900
2007 Nov. 9/10	[SII]	2x900
2007 Nov. 9/10	Hα	1800
2007 Nov. 9/10	continuum-6964	900

We found 10 emission nebulae consistent with the [S II]/H$\alpha \geqq 0.4$ criterion for SNR identification with the technique described above. Llist of new SNR candidates flux ratios with corrected standard flux value are given in Table 4.

Table 4.New optical SNR candidates detected in NGC3344

SNR Name	RA (J2000)	DEC (J2000)	SII/Hα	I(Hα) (erg cm^{-2} s^{-1})
SNR1	10:43:41.1	+24:55:18.3	0.50	1.4E-16
SNR2	10:43:28.7	+24:55:49.3	0.52	1.3E-16
SNR3	10:43:26.6	+24:53:43.8	0.92	1.1E-16
SNR4	10:43:29.9	+24:57:09.1	0.62	1.2E-16
SNR5	10:43:25.2	+24:52:00.5	0.63	1.0E-16
SNR6	10:43:24.2	+24:52:00.4	0.47	1.1E-16
SNR7	10:43:28.5	+24:54:50.4	0.44	3.1E-16
SNR8	10:43:45.1	+24:54:50.4	0.67	3.6E-16
SNR9	10:43:45.0	+24:54:24.7	0.50	1.1E-16
SNR10	10:43:18.8	+24:54:54.9	0.62	1.0E-16

5 PRELIMINARY RESULTS

We conducted a survey of SNRs using optical imaging and spectroscopic measurements in the nearby spiral galaxy NGC 3344. In this survey, we used blinking

between continuum-subtracted Hα and continuum-subtracted [S II] images to deduce SNR candidates for a given ratio between the lines.10 SNRs were identified in NGC 3344 by our method within the [S II]/Hα ratio ranges from 0.44 to 0.92. The SNRs will be confirmed by additional spectroscopic observations and, finally, by comparison of the optically detected SNRs with archived Chandra observations. Our work is in progress.

Kaynaklar

DOdorico et al.: Astrophysical Interpretation of the $\lambda\lambda$1200-7300ÅEmission Line Spectrum of a Filament in the Cygnus Loop Supernova Remnant. Astron. Astrophys. **92** (1980) 22–25.

Braun, R. and Walterbos, R.A.M:An atlas of supernova remnant candidates in Messier 31. Astronomy and Astrophysics Suppl. Ser. **98** (1993) 327–364.

MAGNIER, E. et al.: New supernova remnant candidates in M 31. Astron. Astrophys. **114** (1995) 215–245.

MATONICK, D. And FESEN, R.: Optically identified supernova remnants in the nearby spiral galaxies NGC 5204, NGC 5585, NGC 6946, M 81, and M 101. The Astrophysical Journal Supplement Series **112** (1995) 49–107.

MATHEWSON, D. And CLARKE, N.: Supernova remnants in the large magellanic cloud. The Astrophysical Journal **180** (1973) 725–738.

SONBAS E., AKYUZ A., and BALMAN S. : An optical search for supernova remnants in the nearby spiral galaxy NGC 2903 Astronomy and Astrophysics manuscript no. ngc2903paper7 (2009).

GORDON, S. et al. : A new optical sample of supernova remnants in M 33. The Astrophysical Journal Supplement Series **117** (1998) 89–133.

GORDON, S. et al. : A new sample of radio-selected and optically confirmed supernova remnants in M 33. The Astrophysical Journal Supplement Series **120** (1999) 247–264.

BLAIR, P. And LONG, K. : Identification of supernova remnants in the SCULPTOR GROUP GALAXIES NGC 300 and NGC 7793. The Astrophysical Journal Supplement Series **108** (1997) 261–277.

BLAIR, P. And LONG, K. : AN OPTICAL SURVEY OF SUPERNOVA REMNANTS IN M83. The Astrophysical Journal Supplement Series **155** (2004) 101–121.

PENCE, W. D. et al. : CHANDRA X-RAY SOURCES IN M101. The Astrophysical Journal **561** (2001) 189–202.

Ghavamian, P. et al. : EXPLORING THE KINEMATICS OF THE OXYGEN-RICH SUPERNOVA REMNANT G292.0+1.8: EJECTA SHELLS, FAST-MOVING KNOTS, AND SHOCKED CIRCUMSTELLAR MATERIAL. The Astrophysical Journal **635** (2005) 365–380.

Lacey, C. et al. : Radio Supernova Remnants: Progenitor Stars and Cosmic Ray Production. American Astronomical Society **29** (1997) 849.

Lacey, C. and Duric, N. : COSMIC-RAY PRODUCTION AND THE ROLE OF SUPERNOVAE IN NGC 6946. THE ASTROPHYSICAL JOURNAL **560** (2001) 719–729

Hyman, S. D. et al.: RADIO CONTINUUM IMAGING OF THE SPIRAL GALAXY NGC 4258. THE ASTROPHYSICAL JOURNAL **551** (2001) 702–711

Matonick, D. M. : An Optical Search for Supernova Remnants in Nearby Spiral Galaxies. Thesis (PHD). DARTMOUTH COLLEGE **58** (1997) 4278.

PANNUTI, T. G. et al.:AN X-RAY, OPTICAL, AND RADIO SEARCH FOR SUPERNOVA REMNANTS IN THE NEARBY SCULPTOR GROUP Sd GALAXY NGC 300 THE ASTROPHYSICAL JOURNAL **544** (2000) 780–804

PANNUTI, T. G. et al.:An X-ray, Optical and Radio Search for Supernova Remnants in M81. American Astronomical Society **34** (2002) 692.

PANNUTI, T. G. et al.: A SEARCH FOR CHANDRA-DETECTED X-RAY COUNTERPARTS TO OPTICALLY IDENTIFIED AND CANDIDATE RADIO SUPERNOVA REMNANTS IN FIVE NEARBY FACE-ON SPIRAL GALAXIES THE ASTROPHYSICAL JOURNAL **133** (2007) 1361–1372

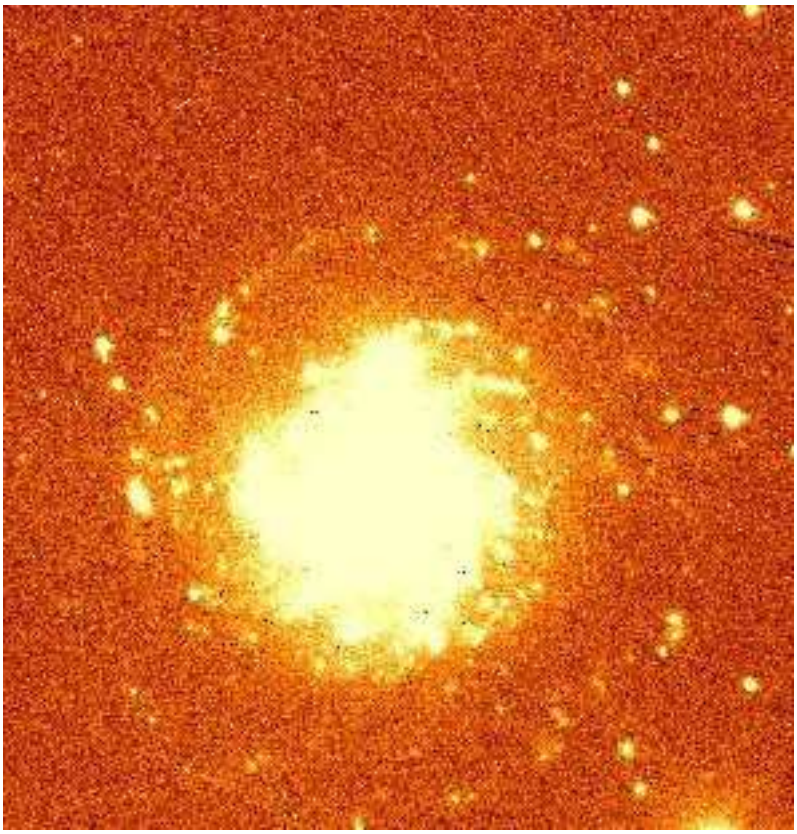


Figure 1. [SII] image of NGC3344

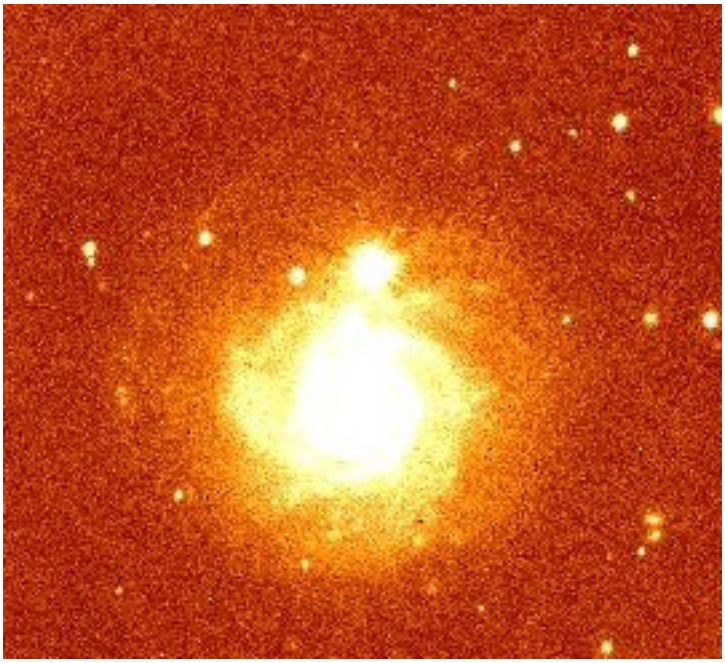


Figure 2. [SII-c] image of NGC3344

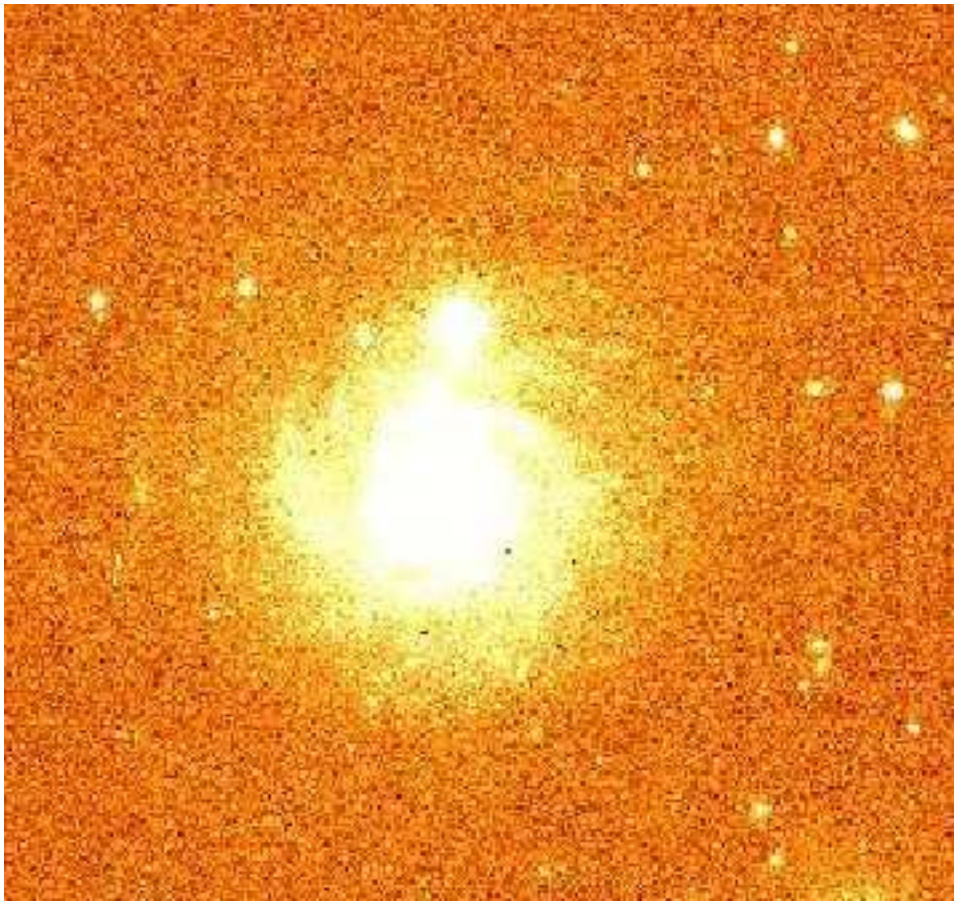


Figure 3. Hα image of NGC3344

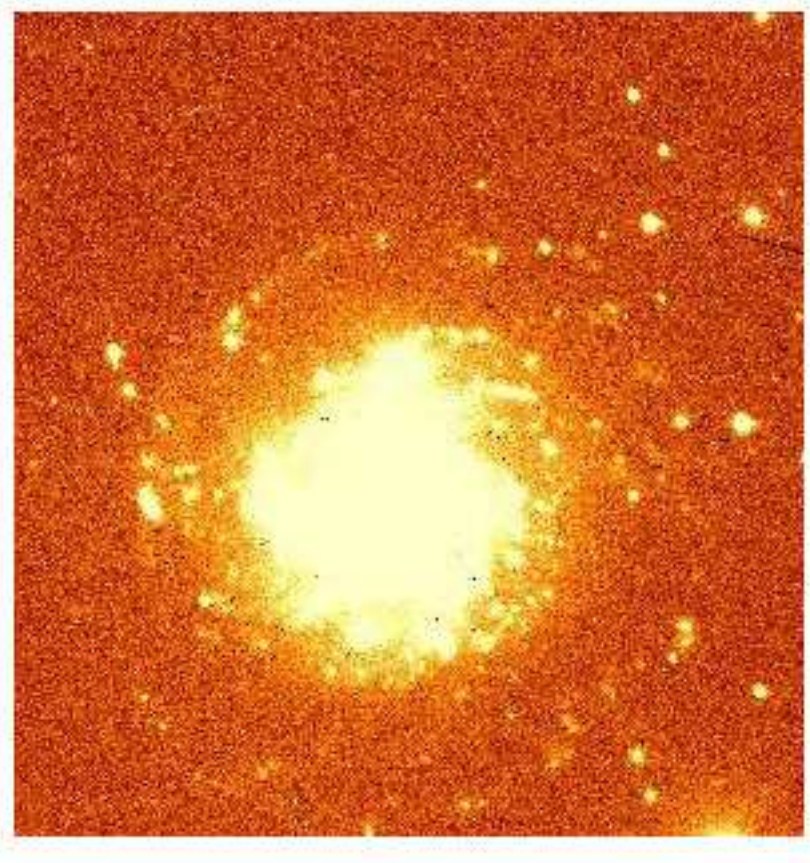


Figure 4. Hα-c image of NGC3344

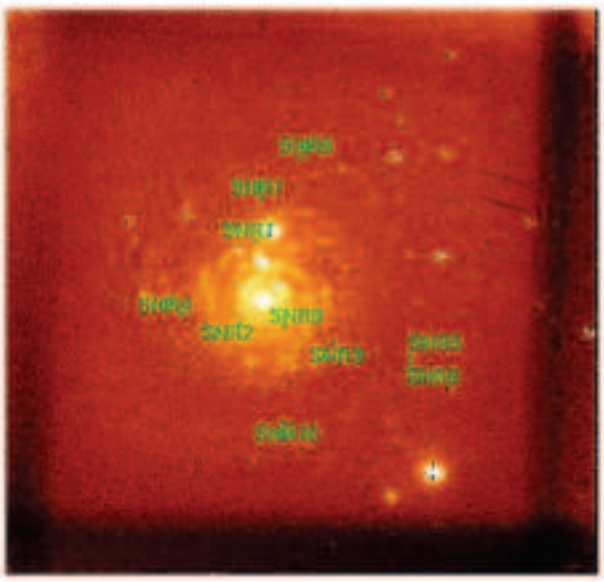


Figure 5. Full frame [SII] image of NGC 3344 with SNRs marked

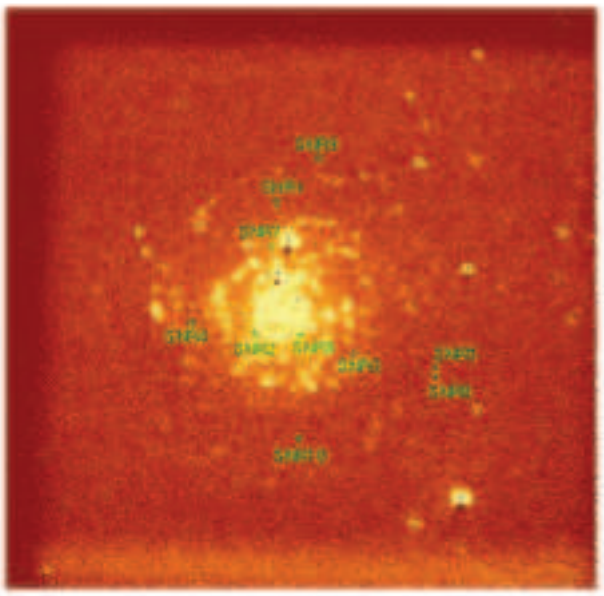


Figure 6. Full frame [Hα] image of NGC 3344 with SNRs marked

Aktif Galaktik Çekirdek B2 1520+31' in Fermi - LAT Teleskopu ile Gözlemi

Hüsne DERELİ* ve Aysun AKYÜZ

Çukurova Üniversitesi, Fizik Bölümü, Adana

Özet Bu çalışmada, düz spectrum radyo kuazarı olarak bilinen B2 1520 +31 kaynağının, Fermi - LAT teleskopu ile 4 Ağustos 2008 - 25 Ocak 2010 tarihleri arasında alınan verileri standart likelihood methodu kullanılarak analiz edilmiştir. Bu analiz sonucu kaynağın gama ışın enerji spekturumu ve ışık eğrisi elde edilmiş ve spektrumuna en iyi uyum veren modelin basit güç yasası olduğu sonucuna varılmıştır.

Abstract *In this work, we have analyzed the data between 2008 August 4 and 2010 January 25 of Fermi-LAT of the quasar B2 1520+131, also known as Flat Spectrum Radio Quasar, using Maksimum Likelihood technique. We have obtained a light curve and energy spectrum of gamma-ray of this source and concluded that the simple power-law is the best-fit model.*

1 GİRİŞ

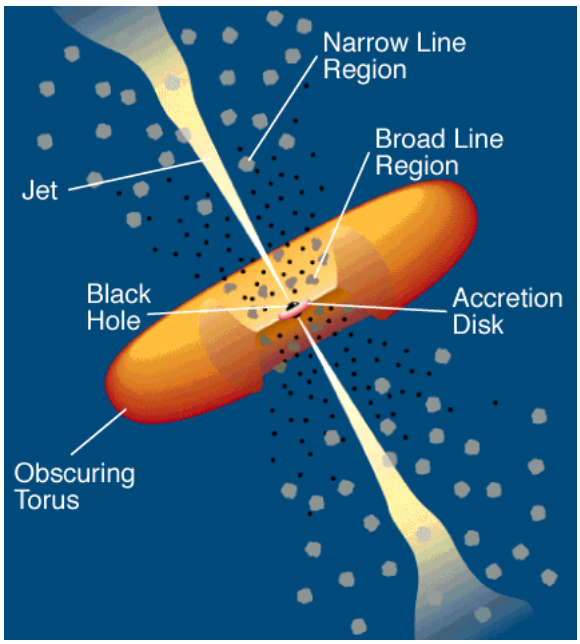
Galaksiler, karşılıklı kütle çekim etkisi ile bir arada bulunan yıldız guruplardan ve yıldızlar arası gaz ve tozlardan oluşan büyük yapılardır. Bu yapılar, normal galaksiler ve aktif galaksiler olarak iki genel sınıfta toplanabilir. Normal galaksiler ve aktif galaksiler arasındaki temel farklar şu şekilde özetlenebilir: i) Bir aktif galaksinin toplam ışıma gücü aynı tip normal bir galaksiden daha büyüktür. ii) Normal bir galaksinin toplam ışıma gücü esas olarak yıldızlarının toplam ışıma gücüne eşittir. Bununla beraber aktif galaksilerin toplam ışıma gücü, yıldızların dışında diğer kaynaklardan geldiğinin göstergesi olan ısısal olmayan yada yıldızsal olmayan bir tayfa sahiptir.

Normal galaksiler genel olarak radyo bölgesinden görünür ışığa kadar yayınım yaparken, aktif galaksiler tüm elektromanyetik spektrumda yayınım yapmaktadırlar. Aktif galaksiler, güneşin trilyonlarca gücüne eşdeğer olarak parlayan muazzam enerjisinin kaynağı olan bir çekirdeğe sahiptir. Bu yüzden bu galaksiler Aktif Galaktik Çekirdekler (AGÇ) olarakta tanımlanır. Bu galaksilerin merkezinde yaklaşık olarak ışık hızında zıt yönlerde madde jetleri çıkaran süper kütleli bir kara delik olduğuna inanılmaktadır. Şekil 1' deki diyagramda gösterildiği gibi, jetlere dik bir düzlemde kara delik etrafında bir yığılma diski uzanmaktadır. Yığılma diskini çevreleyen materyal bir torus (simit) formundadır.

AGÇ' ler, 10^{48} ergs/s kadar varan çok büyük bolometrik ışıma güçlerine sahip uzun ömürlü kaynaklardır. AGÇ' lerin gözlenen özelliklerini oluşturan

* husnedereli@gmail.com

mekanizmanın, sıkı (kompakt) bir cisim üzerine yığılan maddeden kaynaklandığı düşünülmektedir. Bu sıkı cismin kütlesi 10^6 - 10^9 $M_\odot$ civarında hesaplanmaktadır. Yüksek kızıla kayma değerlerine sahip olan AGÇ' ler kozmoloji çalışmalarında önemli rol oynamaktadır (Lehnert, 2010).



Şekil 1. AGÇ' lerin şematik diyagramı (Urry and Padovani, 1995)

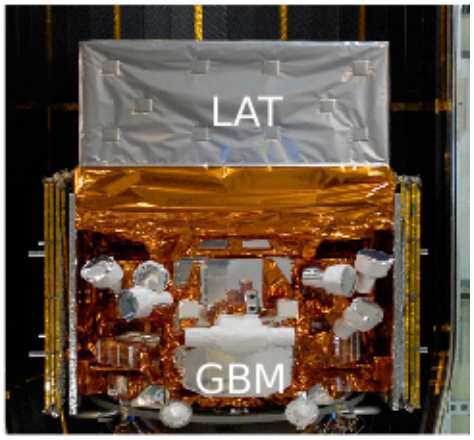
Compton Gamma Işın Teleskopunun üzerinde bulunan EGRET (Energetic Gamma Ray Experiment Telescope), blazar olarak tanımlanan 66 yüksek güvenilirlikli gama ışın kaynağını tespit etmiştir (Mattox, 2001). Fermi Gama-ışın Uzay Teleskopu (FGST) ile bu sayının artması beklenmektedir.

2 Fermi Gama-ışın Uzay Teleskopu (FGST)

Tarihsel olarak gama ışınlarını algılama yöntemleri farklılık göstermektedir. Bunlar; yönlendiriciler ile görüntüleme (OSO-3, SMM, GRIS, ve OSSE teleskopları), modülasyon teknikleri ile görüntüleme (SIGMA ve INTEGRAL teleskopları), Compton (COMPTEL teleskop) ve çift - izleme (SAS-2, COS-B, EGRET, AGILE teleskopları) yöntemleri şeklinde sınıflandırılabilir. 11 Haziran 2008 tarihinde gönderilen FGST ise çift - izleme tekniği ile gama ışınlarını algılamaktadır.

FGST' nin normal bilimsel çalışmaları fırlatılmasından iki ay sonra başlamış, görev süresi 5 yıl olarak belirlenmiş ve bu sürenin 10 yıla kadar uzatılması hedeflenmiştir. Bu teleskop, Şekil 2 de görüldüğü gibi iki temel dedektörden

oluşmaktadır. Üst kısımda bulunan LAT (Large Area Telescope) çok yüksek enerjilerde gama ışınlarını algılarken, alt kısımda bulunan GBM (Gamma-ray Burst Monitor) 8 keV ve 40 MeV enerji aralığındaki geçici kaynakların yüksek enerjili X-ışınlarına ve gama ışınlarına duyarlıdır (Atwood, 2009).



Şekil 2. Fermi Gama-ışın Uzay Teleskopu

3 Kuazar B2 1520+31

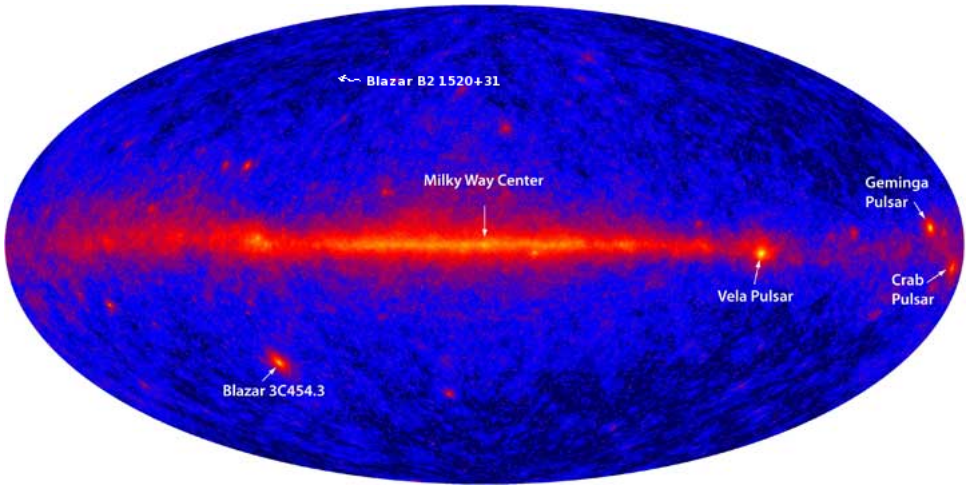
AGÇ' ler büyük ölçekte; gözlemci ve cisim arasındaki açıya, cismin kütlesine ve kara delik etrafında ne kadar kütle ivmelendiğine bağlı olarak sınıflandırılırken, daha küçük ölçeklerde galaksiler arasındaki özelliklere bağlı olarak farklı alt guruplar oluşmaktadır. AGÇ' ler, radyo ışıması yapan ve yapmayan kaynaklar olarak iki genel sınıfa ayrılırlar. Radyo ışıması yapan AGÇ' ler sınıfından bir bölümü "blazar" olarak adlandırılır. Bu kaynakdan çıkan jetlerin yönü bakış doğrultumuza çok yakın olup galaksi-ötesi yüksek enerjilerin kaynağı olduğu bilinmektedir.

AGÇ' lerin genel sınıflandırılması Şekil 3 de gösterilmektedir. Bu çalışmada incelediğimiz kaynak, B2 1520+31, blazar gurubu içindeki düz spektrum radio kuazarı (FSRQ) sınıfının bir alt sınıfı olan Optiksel Şiddetli Değişken (OVV) grubunda yer almaktadır.

B2 1520+31, 1.487'lik bir kırmızıya kayma değerine sahiptir (Cutini and Elizabeth 2009). Şekil 4 de Fermi - LAT teleskopunun ilk 95 ($\sim$ 4 gün) saatte aldığı veriler ile oluşturulan tüm uzay görüntüsünde incelediğimiz kuazarın konumu işaretlenmiştir. Bu kaynağın akısı $\sim 1.9\pm0.7\text{x}10^{-6}$ ph $\text{cm}^{-2}\text{s}^{-1}$ olarak belirlenmiş olup bu değer, ilk parlak AGÇ katoloğundaki tüm kaynakların ortalama akı değerinin yaklaşık 4 katıdır (Abdo, 2009).

AGN		**Type 2** (Narrow Line)	**Type 1** (Broad Line)	**Type 0** (unusual spectra)
Black Hole Spin? ⇓	Radio quiet	Seyfert 2	Seyfert 1 QSO	
	Radio loud	NLRG { FR I, FR II }	BLRG { SSRQ, FSRQ }	Blazars { BL Lacs, (FSRQ) } (OVV) = (B2 1520+31)
		decreasing angle to the line of sight ⇒		

Şekil 3. Aktif galaktik çekirdeklerin sınıflandırması (Buson, 2009)



Şekil 4. B2 1520+31 kaynağında içeren Fermi-LAT gama-ışın görüntüsü RA: 230.54, Dec:+31.73 (Beasley, 2002)

4 B2 1520+31 Kaynağının Veri Analizi

LAT dedektörünün çalışma prensipi genel olarak > 1 MeV enerjili fotonların tungsten dönüştürücülerinde etkileşerek elektron - pozitron çiftine ayrılması ve oluşan bu parçacıkların kalorimetrede (CsI) enerjilerinin ölçülmesi ve böylece fotonların geliş yönünün ve enerjilerinin hesaplanması şeklinde özetlenebilir.

Bu çalışma da, LAT verileri standart veri analiz paketi ScienceTools v.9.r12 kullanarak analiz edildi [1]. B2 1520+31 kuazarının gama ışın yayınım özellikleri çalışıldı. Bu kaynağın 100 MeV ile 300 GeV enerji aralığında yaklaşık 17 aylık verileri likelihood-unbinned data (binlenmemiş data) yöntemi ile analiz edildi. Model parametrelerini belirlemek için kaynağa basit güç yasası (simple power law (SPL)) ve kırık güç yasası (broken power-law (BPL)) modelleri uygulandı [2]. Veri analizinde kullanılan modellerde; nokta kaynak, galaktik ve yaygın kaynaklar ve seçilen alanda bulunan diğer kaynaklar dikkate alındı.

Şekil 5 de tüm veriler beş farklı enerji aralığında: 100-300 MeV, 300-1000 MeV, 1-3 GeV, 3-10 GeV, 10-100 GeV, SPL modeli kullanarak ve 100 MeV ile 300 GeV enerji aralığında SPL ve BPL modelleri kullanılarak analiz edildi. Her iki modelde elde edilen model parametreleri Çizelge 1 ve Çizelge 2 de verilmektedir.

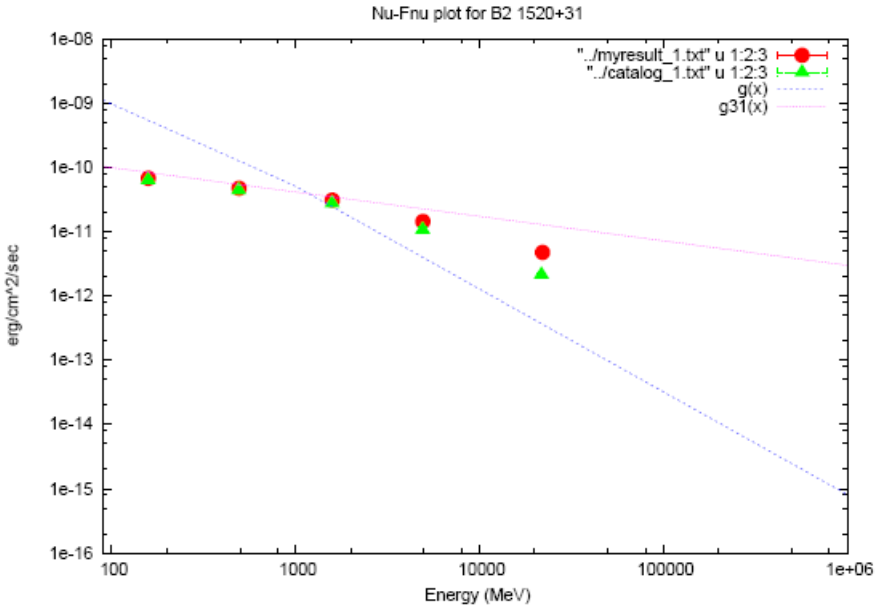
Çizelge 1. Kırık güç yasası model parametreleri

Enerji bandı	100 MeV < E < 300 GeV
Akı (E>100)	(4.307 +/- 0.082) E^{-7} ph/cm2/s
γ_1	-2.278 +/- 0.024
γ_2	-2.604 +/- 0.044
E_b	1.21 +/- 0.107 GeV
TS	14444.3
-log(likelihood)	2334872.716

Çizelge 2. Basit güç yasası model parametreleri

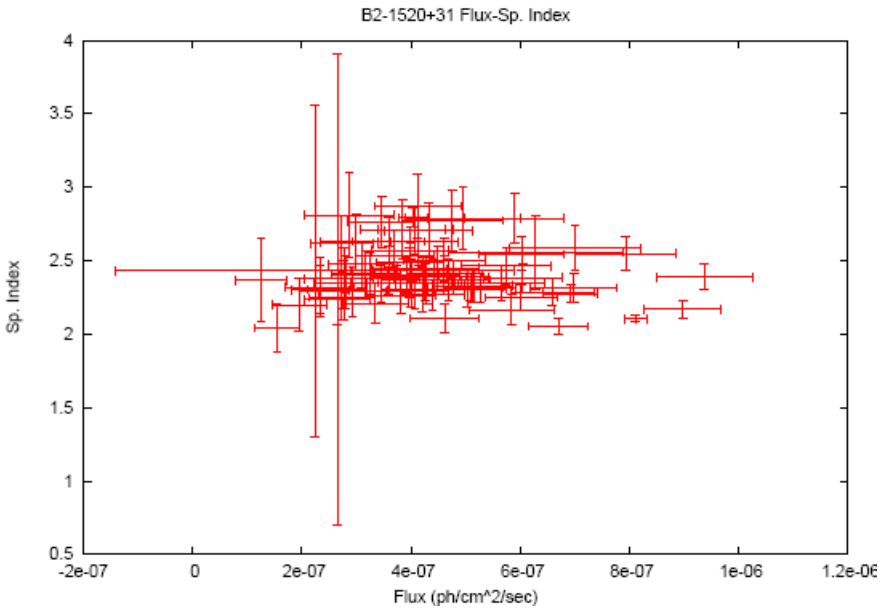
Enerji bandı	100 MeV < E < 300 GeV
Akı (E>100)	(0.187 +/- 0.0069) E^{-7} ph/cm2/s
γ	-2.384 +/- 0.013
TS	14666.6
-log(likelihood)	23333614.152

[1] http://fermi.gsfc.nasa.gov/ssc/data/analysis/scitools.html
[2] http://glast-ground.slac.stanford.edu/workbook/sciTools_Home.htm



Şekil 5. Farklı enerji aralıklarına karşılık gelen akı. Kırmızı daireler bu çalışmadaki analiz sonucunu temsil ederken yeşil üçgenler Fermi-LAT katalogu analiz sonucunu temsil etmektedir. Kırmızı ve mavi noktalı çizgiler ise tüm datalara uygulanan SPL ve BPL modellerinin sonucunu temsil etmektedirler

Farklı enerji aralıklarında hesaplanan akıya karşılık gelen spektral indisin 2.5 civarında olduğu Şekil 6 da görülmektedir, bu indis değeri AGÇ' ler için beklenen bir değerdir.



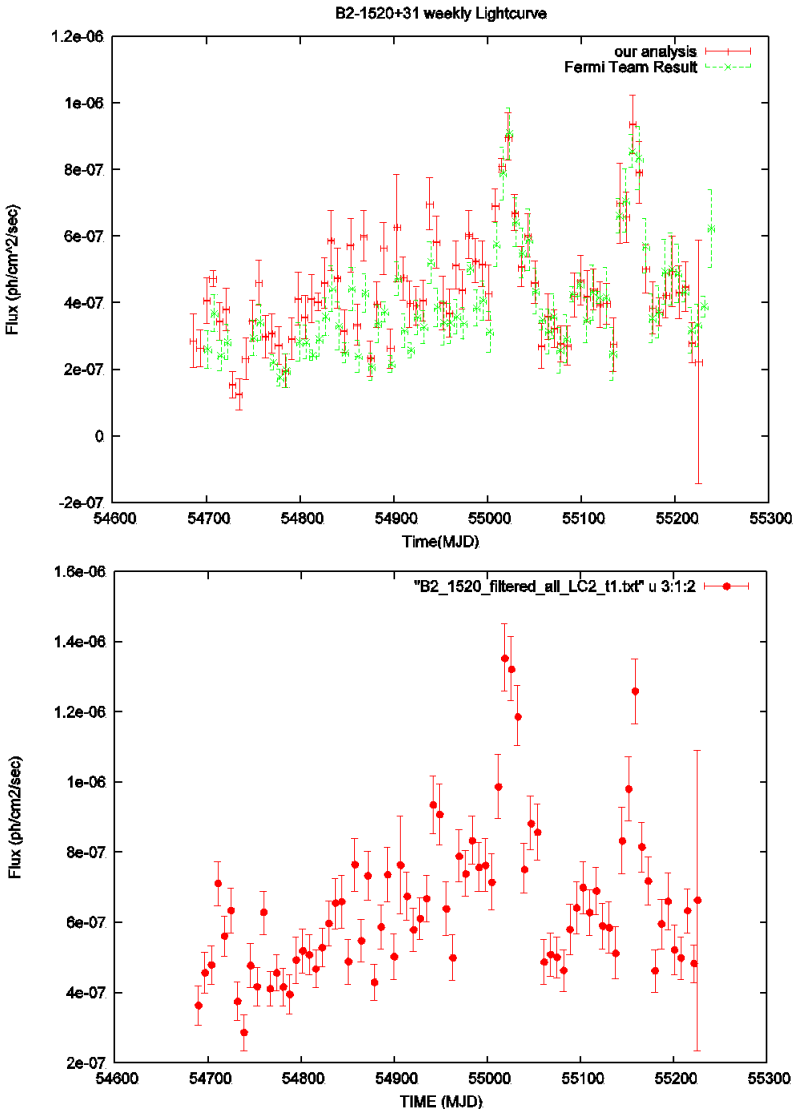
Şekil 6. Spektral indisin akı ile değişimi

Bu kayağın ışık eğrilerini elde etmede iki farklı analiz yöntemi kullanıldı; birincisi likelihood analizi, ikincisi ise aperture (açıklık) fotometri yöntemidir. B2 1520+31 kaynağının iki faklı yöntem ile elde edilen ışık eğrisi grafikleri Şekil 7 de gösterilmektedir.

Şekil 7a da verilen grafik likelihood analizinin sunucu, kırmızı noktalar çalışmamızın sonucu elde ettiğimiz değerler olup, yeşil noktalar ise otomatik bilim işleme analizinin sonucunu göstermektedir. Şekil 7b de verilen grafik aperture fotometri analizinin soncudur. Her bir nokta bir haftalık veriyi belirtmektedir. Hata çubukları yalnızca istatistikseldir. Her iki yöntemden farklı akı değerlerinde benzer ışık eğrisi elde edilmektedir.

5 SONUÇLAR

Bu iki modelden elde edilen log(likelihood) değerleri test istatistiği formülünde karşılaştırılarak olasılık değerleri hesaplandığında, basit güç yasasının kırık güç yasasına göre daha iyi bir uyum (fit) verdiği sonucuna varılmıştır. Sonuç olarak; spekturumun detaylarının anlaşılması, aktif galaksideki jetin yayılma bölgesinin yapı ve konumunun anlaşılması için önemlidir.



Şekil 7. Likelihood ve aperture fotometri analizi sonucunda elde edilen ışık eğrileri

Blazarlar, AGÇ' lerin ışıma mekanizmasının anahtarıdır. AGÇ' ler, FGST misyonunun temel ve verimli bilimsel başlıkları içinde yer almaktadır ve Fermi uydusunun, jetler nasıl oluşur, yüksek hızlarda ivmelenen madde nasıldır, bir milyar güneş kütleli kara delik gerçekten merkezi güç kaynağı mıdır? gibi soruları yanıtlamaya yardımcı olacağı beklenmektedir. Bu konuların anlaşılması kozmolojik çalışmalara büyük katkı sağlayacaktır.

Kaynaklar

Abdo, A. A., ark.: Bright Active Galactic Nuclei Source List from the First Three Months of the Fermi Large Area Telescope All-Sky Survey. The Astrophysical Journal **700** (2009) 597–622

Atwood, W. B., ark: The large area telescope on the Fermi gamma-ray space telescope mission, Astrophysical Journal. The Astrophysical Journal **697** (2009) 1071–1102

Beasley, A. J., ark.: The VLBA Calibration Suervey-VCS1. The Astrophysical Journal Supplement **141** (2002) 13–21

Buson, S.: Observation of VHE Blazars with the Fermi LAT Telescope. MSc. thesis, University of Padova, Italy (2008-2009)

Cutini, S., and Elizabeth, H.: Fermi LAT detection of a GeV flare from blazar B2 1520+31. ATel **2026** on 21 Apr 2009; 22:45 UT

Lehnert M. D., ark.: Spectroscopic confirmation of a galaxy at redshift z=8.6. Letter to Nature (2010)

Mattox, J. R., ark.: A Quantitative Evaluation of Potential Radio Identifications for 3EG EGRET Sources. The Astrophysical Journal Supplement **135** (2001) 155–175

Urry, C. M. ve Padovani, P.: Unified schemes for radio-loud Active Galactic Nuclei, Publications of the Astronomical Society of the Pacific. The Astrophysical Journal **107** (1995) 803–845

http://fermi.gsfc.nasa.gov/ssc/data/analysis/scitools.html

http://glast-ground.slac.stanford.edu/workbook/sciTools_Home.htm

ASTROARKEOLOJİ : ÇOK DİSİPLİNLİ YENİ BİR ALAN

Eda GÜZEL, İ. Anıl GÜMÜŞ, Erdoğan SEVEN, Günay TAŞ

Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bil. Böl.
(e-mail: 19edaguzel19@gmail.com, ihsananilgumus@gmail.com, erdoganseven@hotmail.com, gunay.tas@ege.edu.tr)

ÖZET
Dünyada antik kültürler tarafından uygulanmış en eski bilimlerden biri astronomidir. İnsanın akıl yolunda nasıl ilerlediği, yaşadığı çevreyi nasıl algıladığı kavranmak istendiğinde, astronominin tarihin en önemli başvuru kaynaklarından biri olduğu farkedilir. Geçmiş kültürleri ve insanın sosyal evrimini kavrayabilmek için gök olaylarının insanlık üzerindeki etkisinin iyi anlamlandırılması önemlidir. Bu, arkeoloji, sosyoloji, antropoloji, dilbilim, tarih gibi insanı ve toplumları ele alan bilim dalları ile astronominin birlikteliğini gerektirir. Böylece, arkeoastronomi bu algıyı ortaya koyacak kanıtları sağlayan ve yorumlar yapan alternatif bir bilim alanı olarak ortaya çıkmıştır. Günümüzde *astrobiyoloji*, *astrokimya*, *astroarkeoloji* gibi astronomi alanıyla işbirliği yapan çok disiplinli alanlar, artık, etkin bir şekilde üniversite eğitim programlarına alınmaya ve araştırma projeleri geliştirilmeye başlanmıştır. Bu bildiride yalnız astroarkeoloji üzerinde durulacaktır.

1. Arkeoastronominin Tanımı

Gökcisimleri ve gökyüzünde meydana gelen olaylar, dünya üzerinde var olduğu ilk andan itibaren insanın dikkatini çekti. Önceleri algılayamadıkları göksel olayları ya da gökcisimlerini, mistik kökenli olaylar ya da ilahi birer varlık olarak kabul ettiler; bu cisimler için tapınaklar yaptılar ve onları izlemeye başladılar. Gökyüzünde cisimlerin görünmeleri ve yerleşimlerine göre hava koşullarının değiştiğini, su kaynaklarının etkinliklerinde farklılıklar olduğunu fark ettiler. Topluluklar içinde gök cisimlerinin takibini yapan kişiler ortaya çıktı ve bu kişiler gök olaylarının kaydını da tutmaya başladılar. Böylece, ekim-hasat gibi yaşamsal aktivitelerini organize edecek şekilde takvimler ya da saatler geliştirdiler. Kültürel-dinsel-toplumsal ve bilimsel olarak iç içe geçen bu insanlık sürecini anlamak, geçmiş kültürleri ve insanın sosyal evrimini kavrayabilmek için gök olaylarının insanlık üzerindeki etkisinin iyi anlamlandırılması önemlidir. Bu nedenle, insanı ve toplumları ele alan bilim dallarının astronomi ile birlikteliğine gereksinim duyulur. *Astroarkeoloji* ya da *Arkeoastronomi*, bu gereksinime yanıt veren bir bilim alanı olarak doğmuştur.
Günümüzde Arkeoastronomi, Etnoastronomi gibi çok disiplinli alanlar artık etkin bir şekilde hem akademik hem de eğitim programlarına alınmaya başlanmış, çok sayıda araştırmanın temeli atılmıştır. Uluslararası bir birlik olan **ISAAC** (*The International Society for Archaeoastronomy and Astronomy in Culture*); Avrupa organizasyonu olan **SEAC** (*La Société Européenne pour l'Astronomie dans la Culture* ya da ingilizce olarak *Europian Society For Astronomy in Culture*); Latin Amerika'da yaşamış kültürlerin astronomiyle etkileşmesini konu edinen **SIAC** (*La Sociedad Interamericana de Astronomía en la Cultura*) arkeoastronomi eğitimini ele alan ve bu konuda çalışmalar yapan üç büyük organizasyondur. Bu toplulukların amaçları arasında;

- Etnoastronomi'yi de içerecek şekilde Arkeoastronomi'nin akademik olarak gelişmesini sağlamak;
- Varolan uluslararası, bölgesel ve ulusal akademik kuruluşlar arasında bağlar oluşturarak, birlikte toplantılar organize etmek;
- En geniş anlamda kültürel astronomi üzerine disiplinler arası projelerin geliştirilmesine yardımcı ve destek olmak;
- Arkeoastronominin profesyonel statüsünü arttırmak;
- Yıllık konferanslar düzenleyip, konferans kitaplarını yayımlamak bulunmaktadır.

SEAC'ın tahminine göre 1994 ve 1995 yılları arasında arkeoastronomik araştırmalar yapan, aralarında Rusya, Ukrayna, İngiltere, Almanya, İtalya, İspanya, Polonya, Macaristan, Romanya, Yunanistan'ın olduğu, en az 16 Avrupa ülkesi vardı. Ancak Türkiye, günümüz dahil, bu ülkelerden biri değildi.

Arkeoastronomi alanında ilk akademik çalışmalar ve bunların desteklenmesi sağlandığı gibi bu alanın sonraki nesillere aktarımı ve gelişiminin sağlanabilmesi için arkeoastronomi üniversitelerin ders programlarına girmeye başladı. İngiltere'de *Leicester Üniversitesi*, Amerika'da *Virginia Üniversitesi*, *Maryland Üniversitesi, York Üniversitesi* bu alanda eğitim veren çok sayıda üniversiteye örnek olarak verilebilir. Bu üniversitelerde doğrudan "arkeoastronomi" ders programları olduğu gibi "Astronomi Tarihi" altında geniş bir başlık olarak inceleyen programlar da vardır.

Arkeoastronomi alanında yapılan çalışmaların sonuçlarının sunulduğu çok sayıda *bilimsel dergiler* basılmaktadır: ***Archaeoastronomy & Ethnoastronomy News*** ve ***Archaeoastronomy: Supplement to the Journal for the History of Astronomy*** 2002'de yayımları bitmiş dergilerken, ***Archaeoastronomy: The Journal of Astronomy in Culture***, ***Culture and Cosmos, Journal for the History of Astronomy*** günümüzde hâlâ yayımlanmaktadırlar.

2. Astronominin Kültürler Üzerinde Etkisi

Tarih öncesi ve ilk tarihe ait arkeolojik kalıntıların astronomik açıdan çalışılması, dini inançlar ve insanların sosyal yaşayışlarına ilişkin bilmediğimiz yönleriyle ilgili önemli bilgiler kazanmamızı sağlayacağı gibi Güneş ve Ay tutulması ya da bir kuyrukluyıldızın geçişlerinin dönemliliği gibi astronomik olaylar, geçmişteki olayların tarihlerinin belirlenmesinde de kullanılır. Günümüzde, arkeolojik kalıntıların tam olarak anlaşılmasının, arkeolojik teknikleri kullanma becerisi ve çözümleme yeteneği kadar astronomi bilgisine de gereksinimi olduğu kabul edilmektedir. Çünkü incelenen tüm kalıntılar, eski toplumların kültür ve inanç sistemleri kadar bilimsel arayışın tarihini de ortaya koyar.

Astronominin kültürlere ve insanlara etkisini anlamak için öncelikle şu soruları sormalıyız;

- *Eski tarihlerde insanları gökyüzüne baktıran neden neydi?*
- *Gök cisimlerini ve gök olaylarını nasıl yorumladılar?*
- *Astronomi bilgisini günlük hayatta nasıl kullandılar?*
- *Nasıl kayıt altında tuttular?*

Bildiğimiz anlamda teknolojiye sahip olmayan ilk insanlar Güneş batınca karanlıkta kalıyor ve üşüyordu. Güneş'in geri gelişi, korunaksız yaşam bölgelerinde, vahşi doğaya karşı verilmiş savaşın ve korku dolu saatlerin bitmesi anlamına geliyordu. Ay'ın varlığı özellikle Dolunay, bu koşulu bir miktar değiştiren bir etki yaratıyordu.

Uzun karanlık gecelerde yıldızlı gökyüzü dikkat çekiyordu. İnsanlar, bazı cisimlerin görünmesinin ya da görünmez olmasının, yaşamsal veriler olduğunu hemen fark etti. Örneğin, gökyüzünün en parlak yıldızı Sirius'un Güneş doğmadan hemen önce doğu ufkunda görünmesinin Nil taşkınlarıyla eş zamanlı olduğunu fark eden Eski Mısır insanları, kendileri için değerli bu olayın zamanını tahmin etmek için gökyüzünü takip etmiş, parsellere ayırıp Sümerler ve Babilliler gibi isimlendirmişti. Günümüz modern astronomunun kullandığı gök atlaslarının kaynağı bu uygarlıklardan kalan yazılardır. Gökyüzünün parçalara ayrılması ve parçaların isimlendirilmesi o zamandan bu yana çok az değişmiştir. Bir diğer örnek, halk arasında Yedi kızkardeş, Yedi kandilli Süreyya ya da Ülker olarak isimlendirilen Pleiades açık yıldız kümesidir. Pleiades, Eski Türk'ler ve Moğol'lar için yeni yılın başlangıcı anlamına geliyordu. Yılı mevsim parçalarına ayırmak için kullandıkları bir gökcismiydi (Baity 1973). Böylesi değerli olayların incelenmesi ve izlenmesi sayesinde bu olaylarla günlük yaşam verilerini birleştirip hayatları kolaylaştıran hatta kurtaran kişiler, kutsal olarak nitelendirildi. Kendi dönemlerinin rahipleri ya da kâhinleri olan bu kişiler, o kültürün gökyüzünde kendileri için en çok önemli bulduğu olaylara işaret eden, bu olaylara göre konumlanmış (örneğin gündönümlerinin yani bir anlamda mevsimlerin takibi, Güneş, Ay ve Venüs'ün hareketleri gibi) yapılar inşa ettiler. Bunlara "*Eski Gözlemevleri*" adı verilir. Bu eski gözlemevlerini şöyle örnekleyebiliriz; *Monte Albán J Yapısı* (Meksika), MS 500 ile 700 yılları arasında yapılmıştır ve Auriga takımyıldızının en parlak yıldızı olan Capella'yı işaret ettiği, *El Castillo* (Meksika)'nun ise Venüs, Pleiades, Güneş, Ay ve diğer gökcisimlerinin hareketini izlenmek üzere yapıldığı düşünülür. *Uxmal* (Meksika) (MS 700-1000)'daki binaların dizilimleri Venüs gezegeninin hareketlerine göre yapılmıştır. *Newark Yeryüzü Şekilleri* (Amerika), tamamen dolunay tarihlerine ve Ay'ın hareketlerine odaklanmış 2000 yıl önceye ait bir yapıdır. Bunların yanı sıra gündönümlerini belirleyecek şekilde yapılmış olan ve Güneş'in hareketlerine göre inşa edilen *Newgrange* (MÖ 3200) (İrlanda), *Stonehenge* (MÖ 2000) (İngiltere), batı yarıkürede bulunan en büyük Güneş gözlemevi olan *Chankillo* (2300 - 2350 yaşında) (Peru), *Casa Rinconada* (MS 1070 ve 1110) (New Mexico, Amerika), *Machu Picchu* (MÖ. 1460 – 1470) (Peru), *Angkor Wat* (Kamboçya) ve *Dzibilchaltun* (MÖ 500) (Meksika) örnek olarak verilebilir.

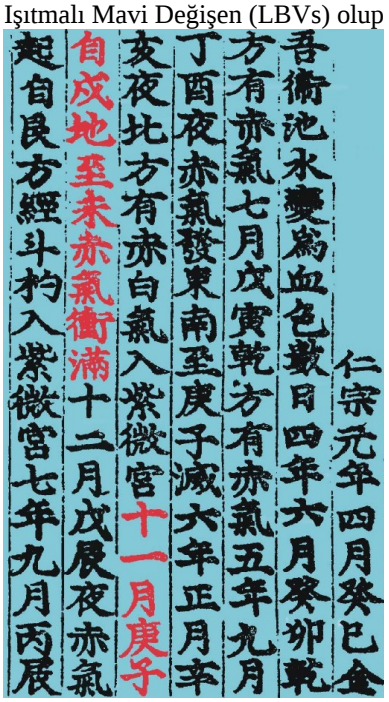
Şekil 1. 1128'de The Chronicle of John of Worcester'da yayımlanan ilk güneş leke çizimi (Willis ve Stephenson 2001).

Anadolu, Mısır, Uzak Doğu ve Mezoamerikan kültürlerinde görülen *Güneş saatleri* ve *takvimler*, insanların astronomik bilgiyi günlük yaşamda kullanmalarına en önemli diğer örneklerdir. Eski kayıtlar ise başlı başına bir

bilgi kaynağı oluşturur. Bu anlamda *Sümer*, *Çin ve Kore* kayıtları büyük önem taşımaktadır.

3. Astronom İçin Astroarkeolojinin Anlamı

Çin, Anadolu, Mısır, Mezoamerikan kültürlerinden günümüze ulaşan kayıtlar çok sayıda gök olayını içermektedir (Gurzadyan 2000, Willis ve Stephenson 2001). Eğer bu kayıtların doğru bir şekilde tanımlanmaları ya da deşifre edilmeleri sağlanabilirse, astronomi gibi incelediği cisimlerin yaşlarının milyonlarla milyarlar arasında değiştiği bir bilim alanında, tek bir insan ömrünü aşacak gözlemlere ulaşılması olanağı elde edilecektir. Bu kayıtlardan belirlenen bazı değerli veriler arasında ***kuyrukluyıldızlar***ın geçiş tarihleri, ***nova*** ve ***süpernova*** olayları vardır (Clark ve Stephenson 1976). Gökyüzünde yıldızların yıllık hareketlerinin izlenmesi ve isimlendirme ya da parlaklık tahminleri diğer kullanılabilir veriler arasında sıralanabilir. Bu bilgiler farklı şekillerde kullanılır; örneğin, Sterken ve ark. (1997) bir LBV adayı olan ζ^1 Sco'nun uzun-dönemli değişimlerini araştırırken yıldızın Al-Sufi'ye kadar uzanan gözlemlerini kullandı. Polcaro ve Viotti (2001) Sümer kaynaklarını kullanarak Alcor (80 UMa)'un Işıtmalı Mavi Değişen (LBVs) olup olmadığını tartıştı.

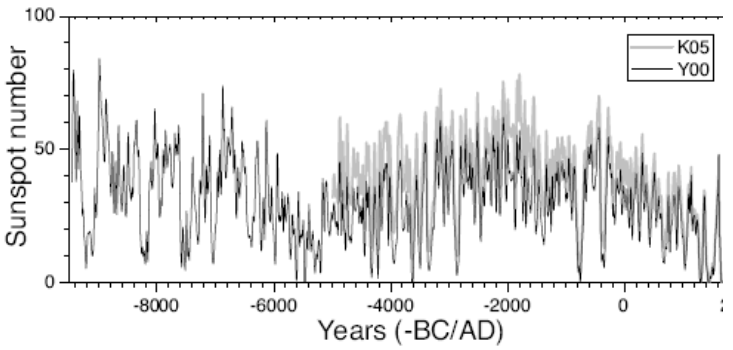


Şekil 2. 13 Aralık 1128 gecesinde olmuş bir aurora borealis gözlemine ilişkin dönemin resmi Kore kayıtı. 1126, 1127 ve 1128'de gözlenen çok sayıda aurora olduğunu aynı kaynaktan öğreniyoruz (Willis ve Stephenson 2001).

Bize en yakın yıldız olması nedeniyle **Güneş** en çok çalışılan gök cisimlerinden biri olmuştur. Buna rağmen, hâlâ onu çok kapsamlı olarak tanıdığımız söylenemez. Güneş'te meydana gelen geçici, anormal birkaç durum, çıplak gözle görülmüş ve kaydedilmiştir (Peratt ve Yao 2008, Willis ve Stephenson 2001). Bu şekilde, Güneş diski ve günümüz astronomisinde başlı başına bir soru olan güneş lekelerine ilişkin kanıtlar MÖ 4. yy'a kadar geri gitmemize olanak vermiştir.

Güneş lekeleri dinamo etkisiyle yüzeye taşınan manyetik alanların bir görünüşüdür. Doğrudan görülebildikleri gibi etkileriyle de varlıklarını gösterirler. Güneş rüzgarlarıyla atılan maddenin azalması ya da artması, yüzeydeki lekelerin sayısının ve kapladıkları alanların azalması ya da artmasıyla (ki buna "*Güneş Aktivitesi*" diyoruz) doğrudan ilişkilidir. Madde atımındaki artma gezegenlerarası ortamı geçip

gezegenimize ulaşan yüksek hızlı parçacıkların sayısında da artmaya neden olur. Yer'in manyetik alan çizgilerini takip ederek uçlaklardan içeri giren madde, aktivite düzeyine bağlı olarak, az ya da çok olur. Bu da yeryüzünde gözlenen *aurora* olaylarının sayısına ve büyüklüğüne etki eder. Tarihi kayıtlar doğrudan güneş lekelerinin gözlemini ve çizimini içerebildiği gibi onun dolaylı göstergesi olan auroraları da kapsar (bkz. Şekil 1 ve 2).



Şekil 3. 11 000 yıllık güneş çevrimi (Usoskin 2008).

Bunların dışında, arkeolojinin kullandığı yöntemler ya da arkeolojinin *jeoloji* ve *paleontoloji* alanlarıyla paylaştığı yöntemlerin kullanılmasıyla elde edilen verilerin de değerlendirmeye alınmasıyla tutulan kayıtların bile ötesine geçerek insan öncesi döneme kadar uzanan Yer ve Güneş bilgisine olanak sağlamaktadır. Buna iyi bir örnek olarak, tarihi kayıtlar kadar ^{14}C, ^{10}Be, aurora ve atmosferik etkileşimleri kullanan Usoskin (2008) verilebilir: Güneş aktivitesi ile orantılı bir yeğinlikle atmosfere giren kozmik parçacıklar, atmosferde karbon ve berilyum izotoplarının oluşmasına neden olur. Usoskin (2008), çeşitli çevrimler sonucu ağaç ve buzulların yapısına katılan bu izotopların bulunma oranlarını belirleyerek ve gezegenimizi bir labratuar aleti gibi kullanan sistematik bir yaklaşım geliştirerek, 11 000 yıl önceye kadar Güneş'in aktivitesindeki değişimleri ortaya koyabildi (bkz. Şekil 3). Bu, bir astronomun herhangi bir yıldızda ulaşamayacağı inanılmaz rekor bir veridir.
Yine arkeolojinin kullandığı yöntemlerden biri olan *arkeomanyetizma* ile Yer'in manyetik kutuplarının değişimine ilişkin bilgiler edinebiliyoruz (Kuznetsov 1999).

4. Türkiye'de Arkeoastronomi?

Arkeoastronomi üzerine yapılacak kısa bir kaynak tarama gösterecektir ki aslında bu yeni sayılabilecek bilim alanı bilimcileri heyecanlandırdığı kadar, onları kültürel bir yarışın içine de sokmuştur. Genel itibariyle arkeoastronominin başlangıcının, Stonehenge'i yapanların bilgi birikimi ve sonrasında tüm İngiltere'deki tarihi yapıların astronomik içeriği üzerine başlatılan tartışmalar olduğu düşünülürse, konu daha iyi anlaşılabilir. Kültürel mirasın yoğun olduğu bölgelerdeki uluslar, kendi organizasyonlarını, kendi dillerinde adlandırarak (bkz. 1. Bölüm) ve tarihi yapılarının astronomik incelemesini yapıp, bulgularını dünyaya kendileri duyurarak, bilimin ötesinde kendi tarihi değerlerine de sahip çıkmaktadır.
Maalesef, Türkiye henüz arkeologları ve astronomları açısından arkeoastronomi konusunda çok geride kalmıştır. Arkeoastronominin 1990'ların başlarında yaygınlaştığı düşünülürse yaklaşık 20 yıl gibi bir açığımız vardır. Herhangi bir bilim alanında kendi çalışmalarımızı yapıp o konuda kendi sözümüzü söylemezsek, bizim yerimize bunu başkaları yapacaktır, doğal olarak kendi yaklaşımları ve kendi ifadeleriyle. Bu anlamda, önümüzdeki yıllarda Arkeoastronomik çalışmaların

hızlanmasını ve Türkiye'nin kültür varlıklarının da astronomik açıdan incelenmeye, dolayısıyla, korunmaya alınmasını umuyoruz.

5. Sonuçlar

Astroarkeolojinin kullandığı kaynaklar hem astronom hem de arkeolog için çok önemli veriler sağlar. Fakat bu bilginin sağlıklı değerlendirilmesi için iki bilimcinin işbirliği gerekir. İki bilimcinin kullandığı aletler, veri tabanları, terminoloji, uğraştığı konular, olaylara bakış açıları ve aynı olayları yorumlama biçimleri çok farklıdır. Çok disiplinli bilimlerde tek taraflı bir çalışma, ne çok kapsamlı olabilir ne de konuya hakim sonuçlar üretebilir. Üstelik yapılan çalışma için harcanan zaman katlanarak artar. Bu, verimliliğin hatta keşif sayısının azalmasına neden olur. Çok disiplinli çalışma alanları işbirliğini ve paylaşımı temel almak zorundadır. Astroarkeolojinin kapsamı aslında bu dersi de veriyor.
Tüm farklılıklarına rağmen, gelmiş geçmiş bütün toplumların aynı gökyüzüne bakıyor olması belki de insanlık için en önemli ortak paydadır. Takımyıldızların tarihçesi, astronomik bilginin toplumlardan toplumlara, kültürlerden kültürlere nasıl geçtiğinin, bilginin toplumlara veya kişilere ait değil, tüm insanların ortak mirası olduğunun en iyi kanıtıdır.
Şili'nin kuzeyindeki Atakama Çölü'nde bulunan Cerro Paranal'da 2635 m yüksekliğe kurulu ESO'nun Paranal Gözlemevi ***The Very Large Telescope*** (**VLT**)'ye evsahipliği yapıyor. VLT, her biri 8.2 m çapında aynaya sahip dört ayrı optik teleskoptan oluşur. Bunlara, bölge insanının tarih öncesinden itibaren yaşamında önemli yer tutan gök cisimlerinin isimlerinin, yerel *Mapuche*[1] dilinde karşılıkları verilmiştir; the ***Antu (Güneş) telescope***, the ***Kueyen (Ay) telescope***, ***the Melipal (Güney haçı) telescope*** ve ***the Yepun (Venüs) telescope*****.** Bunun gibi, fırlatılan pek çok uyduya tarihten ya da mitolojiden isimleri çağrıştıracak akronim isimler vermek için çaba harcanır, örneğin GAIA, HIPPARCOS gibi. Bu, aslında günümüz modern insanının ve astronomlarının, "*ilk astronomları*" görmezden gelemeyeceklerini, aralarındaki ilişkinin, aynı gökyüzünün altında olunduğu sürece devam edeceğinin iyi bir göstergesidir. Bu bağlamda, astroarkeoloji ve ilişkili olduğu tüm çok bilimli alanların bir ayrıcalığı ve önemi olduğunu düşünüyoruz.

6. Kaynaklar

- Baity, E.C., 1973, Current Anthropology, "*Archaeoastronomy and Ethnoastronomy So Far*", Vol. 14, No. 4, 389
- Clark, D.H., Stephenson, F.R., 1976, "*Which historical stars were supernovae?*", QJIR Astr. Soc., 17, 290
- Gurzadyan, V.G., 2000, Akkadica, "*On the Astronomical Records and Babylonian Chronology*", 119-120, 175
- Kuznetsov, V.V., 1999, "*A model of virtual geomagnetic pole motion during reversals*", Physics of the Earth and Planetary Interiors, 115, 173.
- Peratt, A.L., Yao, W.F., 2008, "*Evidence for an intense solar outburst in prehistory*", Physica Scripta, 131, 14048
- Polcaro, V.F., Viotti, R. 2001, "*The legacy of pre-telescobic of 80 Uma: a possible Sumeric P Cyg?*" ASPC, 233, 199

[1] Mapu = toprak, Che = insan

• Sterken, C., de Groot, M., van Genderen, A.M., 1997, "*Cyclicities in the light variations of LBVs? I. The multi-periodic behaviour of the LBV candidate ζ¹ Sco*", A&A, 326, 640

• Usoskin, I.G., 2008, "*A History of Solar Activity over Millennia*", Living Reviews in Solar Physics, Vol. 5, No. 3

• Willis, D.M., Stephenson, F.R., 2001, "*Solar and auroral evidence for an intense recurrent geomagnetic storm during December in AD 1128"* Annales Geophysicae, 19, 289

HER KOŞULDA GÖKBİLİM

Cenk KAYHAN[1⋆] ve Günay TAŞ[1]

[1]Ege Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, İzmir

Özet Gökbilim, ilgi alanı nedeniyle uzun zaman aralığına yayılmış, yüksek duyarlığa sahip gözlemlere gereksinim duyar. Atmosfer kaynaklı sorunlar ve gece-gündüz kısıtlaması uydu teknolojisiyle bir miktar çözülmüş olsa da yer konuşlu alanların kullanımına göre oldukça pahalıdır. Bu yüzden, yaşadığımız dünyanın bir gözlem aracı gibi top yekün kullanılabilmesi için her türlü iklim koşulunda gökbilim yapmanın yolu araştırılır. Bu bağlamda uçlak bölgeleri de önem kazanmıştır. Özellikle atmosferik geçirgenliği yüksek, hava kirliliği olmayan, güney yarıkürenin insana daha uzak daha el değmemiş parçası olan Antarktika'ya ilgi son dönemde artmıştır. Son 20 yılda, bu bölgede çok sayıda çok uluslu kızılöte, terahertz/altmm ve optik gözlem alanları yapılmıştır. Bu gözlem alanlarına günümüze kadar ulaşılan en yüksek teknolojilerle donatılmış aletler konulacaktır. Burada, konum ve iklim özellikleri nedeniyle de çok "uç" yaklaşımlar gerektiren bu bölgeye ilişkin merakları giderecek bir çalışmayla, Antarktika'nın gökbilim açısından bugününü ve geleceğini içeren gözlemsel projelere genel bir bakış sunulacaktır.

1 Giriş

Hem evrenin hem insanın varlığının kökenlerine dair ipuçları gökyüzündedir. Gökcisimleri, birkaç on yıl mertebesinden milisaniyeye değişen geniş bir zaman aralığına yayılmış değişimler gösterir. Bu nedenle, gökbilimciler olabildiğince uzun gözlem zamanına gereksinim duyar. Dolayısıyla, üzerinde yaşadığımız gezegenin atmosfer koşullarının uygun olduğu her metrekaresi değerlendirilmelidir. Bu bağlamda, dünya üzerindeki pek çok uç iklim ve coğrafik koşullara sahip bölgelerde gökbilim yapıldığını görürüz. Antarktika da bu uç yerlerden biridir. Hedefin yalnız daha fazla ve daha kaliteli veri olduğu gözlemsel gökbilim alanında, Antarktika'da yapılan çalışmalar oldukça verimlidir (Indermuehle ve ark. 2005). Bu mükemmel sonuçlara ulaşacaklarını bilen gökbilimcileri, kendilerini bekleyen biraz (!) soğuk yıldırmaz.

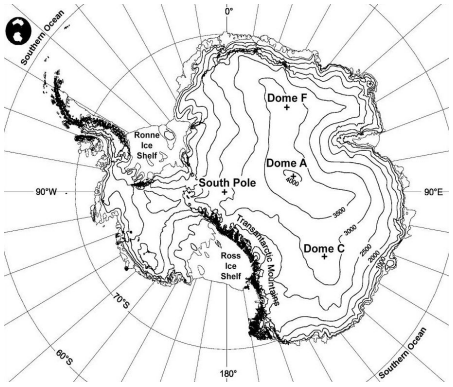
2 Antarktika - Dünyanın Dibinde Gökbilim

Gerek coğrafi, gerek iklim şartları açısından oldukça sert koşullara sahip olan Antarktika, gökbilim çalışmaları için vazgeçilmez özelliklere sahiptir. Yüzeyinin üç-dört kilometre altına kadar erişen çok büyük miktarda geçirgen buz ile

⋆ e-mail:cenkkayhan@gmail.com

kaplı olması nötrino gökbilim çalışmaları için önemlidir. Çünkü bu durum, parçacık algılayıcıları yapılabilmesine olanak sağlar (Indermuehle ve ark. 2005). Kıta üzerinde hava katmanı kalınlığı oldukça azdır. Bu katman aşıldığında uzayla kıyaslanabilir bir atmosferik görüşe ulaşılır. Atmosferik sınır katmanı oldukça incedir (sadece birkaç on metre). Böylece adaptiv optik sistemler kullanarak ya da teleskop, sınır katmanın üzerine taşınarak (Lawrence ve ark. 2009b) yüksek çözünürlüklü görüntüleme alanına ulaşılır. Yer araştırmaları sırasında bazı bölgelerde atmosfer sınır katmanının 30 metre, bazı yerlerde ise daha da az olduğu anlaşılmıştır. Sınır katmanın üstünde görüş 0.3 yaysaniyesi civarındadır (Wang ve ark. 2009). Kış mevsimindeki $-55°C$ ile $-70°C$ sıcaklığı ile dünya üzerindeki en soğuk yer ünvanını alan Antarktika, özellikle kızılöte ve milimetrealtı gözlemler için dünya üzerindeki en iyi yerdir (Wang ve ark. 2009). Sıcaklığın düşük olması, çalışma koşullarını zorlaştırırken, su buharı miktarını azaltarak, kızılöte gözlemler için dünya üzerindeki en iyi koşulları yaratır. Soğuk, kuru ve sakin hava koşulları, kızılöte ve milimetrealtı dalgaboyu gözlemleri için teleskobun hassaslığını arttırır ve optik bölgede yüksek çözünürlüklü görüntüleme yapma olanağı verir (Lawrence ve ark. 2009a). Kıtada sıcaklık yaz aylarında bile $-25°C$ ile $-40°C$ arasında değişir. Bu kadar düşük sıcaklıklar gözlemler için faydalı olurken, kullanılan aletler için bazı sıkıntılara neden olur. Bu yüzden, aletlerin çok iyi bir şekilde korunması gerekir. Bunun için, elektronik aksamlar ya ısıtılır ya da iyi bir şekilde yalıtılır. Harici parçaların yapımında düşük sıcaklıklara dayanabilecek malzemeler kullanılır. Bu düşük sıcaklıklarda kullanılacak yakıt da oldukça önemlidir. Genellikle, Antarktika'da sürekli kullanıldığı için kolay bulunan, yüksek enerji yoğunluğuna ve düşük donma noktasına sahip olan ($-47°C$) ve temiz yanan Jet - A1 havacılık yakıtı kullanılır (Lawrence ve ark. 2009a). Nem, kıta üzerinde etkili olan başka bir etmendir. Antarktika'da oldukça düşük sıcaklıklarda nem katılaşarak buz haline dönüşür. Çevre sıcaklığının birkaç derece üstüne ısıtılmadıkça, açıkta kalan bir yüzeye buz birikir. Düşük sıcaklıkta buzlanma kıtaya has başka bir olumsuz özelliği de beraberinde getirir; "elmas toz" biçiminde kar yağışı. Kıta üzerinde temel kar yağışı bu biçimde olur. Elmas toz, mikron boyutlu buz kristallerinden oluşmuş, bir yer seviyesi bulutudur ve yüzeyin açıkta kalan kısımlarına kar birikmesine, yer seviyesindeki yapılar etrafında kar sürüklenmelerinin oluşmasına, dolayısıyla aletlerin kolayca aşınmasına ve kar ile örtülerek çalışmaların olumsuz etkilenmesine neden olur (Lawrence ve ark. 2009a). Güney Uçlak Noktası, denizden 2835 metre yüksekliğe ve 3200 metreye eşdeğer bir basınca sahip olduğundan, bulunduğu gerçek yükseklik değerine karşılık gelen sıcaklıklara göre çok daha soğuktur. Bu da birçok atmosfer penceresinin geçirgenliğini oldukça arttırır (Indermuehle ve ark. 2005). Diğer yandan, basıncın çok düşük olması, içten yanmalı motorların ve bilgisayar hard disklerinin verimini etkiler ve görevlilerin çalışmalarını zorlaştırır. Aynı zamanda bu oldukça düşük atmosfer basıncı elektronik aygıtların ve modüllerin hava soğutmalarının verimini iki kat düşürür. (Lawrence ve ark. 2009a). Kıtada bir yıl içindeki açık gece sayısı yaklaşık olarak altı aydan fazladır. Tüm özellikleri bir araya getirildiğinde Antarktika'nın, dünya üzerinde uzaydan gözlem yapılırcasına yüksek duyarlılıkta

sonuçlar elde edilebilecek nadir bir bölge olduğu ortaya çıkar. 1900'lerin başında ilk ayak basıldığı günden bu yana yerbilim, biyoloji, gökbilim gibi pek çok bilim alanını cezbetmiştir. Beyaz örtüsünün üzerinde kolaylıkla farkedilen göktaşları 1960'ların ortasına kadar gökbilimci ve yerbilimcilere ortak bilim yapma olanağı sunmuştur. 1950'lerden itibaren yüksek enerji astrofiziği başta olmak üzere gözlemsel gökbilim için merkezler kurulmaya başlamıştır.



Şekil 1. Antarktika kıtası üzerinde gökbilim çalışmalarının yapıldığı bölgeler: A, C, F Kubbeleri, F Kubbesi'nin sağ tarafında kalan kıyı bölgesinde bulunan Mawson merkezi ve Güney Uçlak Noktası (Wang ve ark. 2009).

Aletlerin taşınması, montajı, çalıştırılması ve sürekliliğinin sağlanması gibi sorunların üzerinden gelmek üzere gösterilen çabayla, çok sayıda teleskop, alıcı, bilgisayar donanımı ve gerekli diğer parçalar Antarktika'ya getirilebilmiştir. Günümüzde gökbilim çalışmaları için büyük çaplı aynaları olan teleskoplardan, radyo teleskoplara, müon algılayıcılara ve kızılöte gözlem yapan balonlara kadar geniş bir elektromanyetik tayf bölgesine hizmet verecek, çok çeşitli teknolojilere sahip alıcılar, beş ayrı bölgede konuşlandırılmış altı merkezde çalışır durumdadır. Bu merkezler Şekil 1'de Antarktika haritası üzerinde gösterilmiştir: Güney Uçlak Noktası'nda Amundsen-Scott Merkezi (ABD); C Kubbesi'nde Concordia Merkezi (İtalya-Fransa) ve Vostok Merkezi (Rusya); A Kubbesi'nde Kunlun Merkezi (Çin); F Kubbesi'nde Fuji Kubbesi (Japonya) ve kıyı şeridinde Mawson Merkezi (Avustralya). Merkezler belli ülkelerin yetkisi altında olsa da, her birinde sadece o ülkeler değil, aynı zamanda, ve hatta çoğunlukla, uluslararası çalışmalar yapılmaktadır.

Çizelge 1. Güney uçlak bölgesinde bulunan gökbilim yerleşim alanlarına ilişkin coğrafi özellikler (Saunders ve ark. 2009). Çizelge içinde G, güney ve D, doğu yönlerini işaret etmek için kullanılmıştır.

Bölge	Enlem (°)	Boylam (°)	Yükseklik (m)
Güney Uçlağı	90 G	0 D	2800
A Kubbesi	80.37 G	77.53 D	4083
C Kubbesi	75.06 G	123.23 D	3233
F Kubbesi	77.19 G	39.42 D	3810
B Sırtı	$\sim$ 76 G	$\sim$ 94.75 D	$\sim$ 3750
B Kubbesi	79.0 G	93.6 D	3809
A Sırtı	81.5 G	73.5 D	4053

Bu yerleri özel kılan ve merkez olarak seçilmelerine neden olan özellikleri, iklim ve coğrafi şartlarının gökbilim açısından uygun olmasıdır. Çizelge 1'de gökbilim çalışmalarının yürütüldüğü bu merkezlerin coğrafi özellikleri verilmiştir. Bölgelerin denizden yüksekliği dikkat çekicidir. Dünyanın uzaya açılan güney kapısı olarak düşünebileceğimiz Antarktika'da gökbilim için planlar insansız çalışabilecek aletler geliştirmeye ve bu amaçla uydulardan da yararlanmaya doğru kaymaktadır. Önümüzdeki $\sim$ 15 yılda gerçekleştirilmesi planlanan projeler bu bölgeye verilen önemi açıkça göstermektedir. Bu projelerin bazılarına aşağıda kısaca yer veriyoruz. Bu projelerin çalıştırılacağı merkezlere ilişkin temel bilgiler ise Çizelge 2'de verilmiştir.

Çizelge 2. Kıta üzerinde bulunan merkezler ve günümüzde hala kullanımda olan teleskoplar. Herbiri ile çalışılan elektromanyetik tayf bölgesi de verilmiştir.

Merkez	Çalışma Alanı	Teleskop
Amundsen-Scott Merkezi	Milimetrealtı	AST/RO, Viper Teleskobu, SPT
	Kozmik Ardalan Işınımı	DASI, SPT
Mawson Merkezi	Atmosfer dışından gelen yüksek enerjili parçacıklar	Müon Teleskobu
Concordia Merkezi	Milimetrealtı	COCHISE
	Optik	ASTEP
	Kızılöte	IRAIT
Kunlun Merkezi	Milimetrealtı	PLATO
	Optik	PLATO, CSTAR

Amundsen-Scott Merkezi'nde:

- IceCube (Nötrino teleskobu - ABD, Almanya, İsveç, Belçika, Japonya)

Concordia Merkezi'nde:

- LAPCAT [Optik/Kızılöte, 8.4 m - ABD ve Avustralya - Güneş Sistemi dışı gezegenlerin yüksek çözünürlükte görüntülenmesi (Lawrence ve ark. 2009b)]
- IRAST [Kızılöte, 8 ile 10 m arasında - İlk oluşan gökadaların ve yıldızların araştırılması (Lawrence ve ark. 2009b)]
- ASO [Uzak kızılöte ve milimetrealtı, 12 m - Yüksek kırmızıya kaymaya sahip optik bölgede görünmeyen gökadalar ve yıldızlararası ortamın moleküler özelliklerinin araştırılması (Lawrence ve ark. 2009b)]
- DMT (Kızılöte, 2 m - Avustralya, Fransa, İtalya ve ABD)
- WHAT [Optik ve yakın kızılöte, 8 m - Yakın gökadalardaki yıldızların çalışılması ile gökada evrimi ve büyük ölçekli yapıların kökeninin tartışılması (Lawrence ve ark. 2009b)]
- PILOT (Kızılöte ve optik, 2.4 m - Avrupa ve Avustralya)
- ADSIIC (Güneş teleskobu, 70 cm - Avrupa - Güneş'te taç ve renk kürenin manyetik alanları ve ısınma mekanizmalarının araştırılması)

- Xian (Optik, 50 cm çapa sahip 400 Schmidt teleskoptan oluşmuş bir teleskop grubu - Çin - Gökyüzünün büyük bölümünün aynı zamanda gözlenerek, gamma ışın patlamalarına karşılık gelen optik kaynakların araştırılması)

- ALADDIN (Kızıöte girişimölçer, 2 adet 1 m - Avrupa - Gelecekte yapılacak uzay girişimölçer görevleri için zodyak ışığının özelliklerinin (Lawrence ve ark. 2009b) ve sıcak Jüpiterler ve Yer benzeri Güneş Sistemi dışı gezegenlerin araştırılması)

- KEOPS [1.5 m çapa sahip 36 tane teleskoptan oluşmuş bir teleskop grubu - Avrupa - Güneş Sistemi dışı gezegenlerin saptanması ve özelliklerinin belirlenmesi (Lawrence ve ark. 2009b)]

- ICE-T (Girişimölçer, iki adet 60 cm - Avrupa - Güneş Sistemi dışı gezegenler)

- BRAIN (Girişimölçer - Avrupa - Kozmik ardalan ışınımı)

- SIAMOIS (Tayçeker - Avrupa - Yıldız sismolojisi)

- AST (Milimetrealtı, 25 m tek teleskop ya da girişimölçerli birden fazla teleskop - Avrupa - Genç ve soğuk evren, gökada evrimi, yıldız ve gezegen oluşumu)

Listedeki son dört alet http://arena.unice.fr/ internet sayfasından incelenebilir.

3 Sonuçlar ve Tartışma

Uydu teknolojisinin pahalılığı ve herhangi bir arıza durumunda tamir etme sorunlarının yaşanması, uzayda gökbilimden ziyade Yer'de gökbilimi teşvik etmektedir. Uzay çalışmalarına yönelmekteki en önemli etmenler atmosfer olmaması ve gece-gündüz sorunu olmaksızın kesintisiz gözlem yapma olanağı sağlamasıdır. Günümüzde Antarktika, uzayın sağladığı olanakları bize sunan kalitede bir gökyüzüne ve coğrafi konuma sahip görünüyor. Bu durumda gökbilimcilere düşen bu bölgenin iklim koşullarına meydan okumak ve koşullara uygun yeni teknolojiler geliştirmek. Bu, gökbilimcilerin aşina olduğu bir durum. Bu amaçla geliştirilecek kubbe, optik/elektronik alet ve bilgisiyar donanımı ve yazılımı konusundaki her türlü gelişmeden dünyanın her yanına yayılmış diğer gözlemevleri de yararlanacaktır, dolayısıyla gökbilim alanında dünya çapında gelişmeye katkıda bulunacaktır. Gökbilimin dünyada geldiği son gelişmişlik düzeyinden Türk gökbilimcilerinin de haberdar olması ve fayda bulması için uluslararası projelerde yer alınmalı ve olabildiğince tüm çalışma alet ve donanımları yerinde görmek üzere, Antarktika dahil dünyanın her yanına gidip çalışmak için koşullar zorlanmalıdır. Bu projelerde yer alacak gökbilimciler, bu alet teknolojisi ve bilgi birikimini ülkemize getirerek gökbilim alanında ufkumuzun gelişmesini sağlayacaktır. Kıtanın gökbilim açısından ne kadar önemli olduğu Antarktika kıtası üzerinde gelecek için tasarlanan projelerden anlaşılmaktadır. Bu bölgedeki gelişmeleri, gidip göremesek de, bir projenin parçası olamasak da, mutlaka bilmemiz ve takip etmemiz gerekir. Burada sunulan çalışma bu düşünce doğrultusunda yapılmış ve Antarktika'daki gökbilim çalışmalarında gelinen son noktayı gökbilimcilere duyurmayı amaçlamıştır.

Kaynaklar

Indermuehle, B.T., Burton, M.G., Maddison, S.T.: PASA **22** (2005) 73

Lawrence, J. S., Ashley, M. C. B., Hengst, S., Luong-van, D. M., Storey, J. W. V., Yang, H., Zhou, X., Zhu, Z.: Review of Scientific Instruments **80** (2009) 6

Lawrence, J. S., Ashley, M. C. B., Bailey, J., Barrado y Navascues, D., Bedding, T. R., Bland-Hawthorn, J., Bond, I., Boulanger, F., Bouwens, R., Bruntt, H., Bunker, A., Burgarella, D., Burton, M. G., Busso, M., Coward, D., Cioni, M.-R., Durand, G., Eiroa, C., Epchtein, N., Gehrels, N., Gillingham, P., Glazebrook, K., Haynes, R., Kiss, L., Lagage, P. O., Le Bertre, T., Mackay, C., Maillard, J. P., McGrath, A., Minier, V., Mora, A., Olsen, K., Persi, P., Pimbblet, K., Quimby, R., Saunders, W., Schmidt, B., Stello, D., Storey, J. W. V., Tinney, C., Tremblin, P., Wheeler, J. C., Yock, P.: PASA **26** (2009) 379

Saunders, W., Lawrence, J. S., Storey, J. W. V., Ashley, M. C. B., Kato, S., Minnis, P., Winker, D. M., Liu, G., Kulesa, C.: PASA **121** (2009) 883

Wang, L., Angel, R., Ashley, M., Chen, X., Cui, X., Depoy, D., Feng, L., Jing, Y., Kerins, E., Lawrence, J., Macri, L., Mao, S., Moore, A., Pennypacker, C., Rattenbury, N., Riddle, R., Shang, Z., Smoot, G., Storey, J., Suntzeff, N., Travouillon, T., Yan, J., York, D., Yuan, X., Zhang, X., Zheng, W., Zhu, Z.: Astro2010: The Astronomy and Astrophysics Decadal Survey, Science White Paper, no. 308

Başlangıçtan Bugüne Astronomi Kongreleri ve Geldiğimiz Nokta

KAYIHAN H. Aziz*

Erciyes Üniversitesi

Özet Bu çalışma geçmişten bugüne astronomi kongreleri ile ilgili bilgileri derlemek ve bu bilgiler ışığında geçtiğimiz 16 kongrenin genel bir analizini ortaya koymaya çalışmaktadır.

* azizkayihan@gmail.com

XVII. Ulusal Astronomi Kongresi VI. Ulusal Öğrenci Astronomi Kongresi
31 Ağustos - 4 Eylül 2010, Adana

Gençlerin Uzay Çalışmalarında Aktif Rol Alması ve SGAC'nin Katkısı

KAYIHAN H. Aziz*, ŞENER H. Tuğça ve CORNELL Ariane

Space Generation Advisory Council

Özet Bu bildiri öğrencilerin ve genç profesyonellerin uzay içinde aktif rol almasını ve SGAC'nin katkısını anlatmaktadır. Uzay çalışmaları sadece askeri amaçlara hizmet etmediği gibi, uydu teleskopları aracılığı ile astronomiye inanılmaz katkılar sağlamıştır. Ülkemizde de gençlerin uzay çalışmalarına teşviki ile Türkiye uzay çalışmaları anlamında çok büyük bir adım atabilir. SGAC geçtiğimiz 11 yılda projeleri, düzenlediği toplantıları ve konferansları ile öğrencilerin ve genç profesyonellerin uzay sektöründe aktif bir şekilde rol almasını sağlamış, bu konuda çok büyük bir örnek teşkil etmiştir.

* aziz.kayihan@spacegeneration.org

Türkiye'de Astrobiyoloji

KIRATLI Ozan*

Orta Doğu Teknik Üniversitesi

Özet Geleceğin bilimi olan astrobiyolojinin ülkemizde de çalışılmaya başlanması, bu konuda istekli kişilerin özendirilmesi artık bir zorunluluk haline gelmiştir. Bu yüzden konu hakkında bilim camiasının bilgilendirilmesi gerekmektedir. Konuyla ilgili olarak detaylı bir bilgilenme sürecinden geçmekteyim. Özellikle NASA Astrobiyoloji Enstitüsünün desteğiyle gerçekleşen AbSciCon 2010'a katılımımın ardından edindiğim kazanımları paylaşmak amacındayım. Astrobiyoloji'nin ne olduğunu anlatarak başlayacağım sunumda, interdisipliner çalışmanın Astrobiyoloji biliminde nasıl uygulandığını anlattıktan sonra, dünyada Astrobiyoloji'nin ne durumda olduğuna değinerek konuya giriş yapacağım. NASA'nın 5 senede bir yenilediği Astrobiyoloji Yol Haritası 2008'in (The NASA Astrobiology Roadmap, Des Marais, David J. et al, 2008, ASTROBIOLOGY, Volume 8, Number 4) hedef ve amaçlarını anlatacağım. Texas'ta Houston'da USRA tarafından ev sahipliği yapılan, AbSciCon 2010'daki deneyimlerimi paylaşıp yeni olan konular ve kararlardan kısaca bahsettikten sonra Türkiye'de konu ile ilgili ne yapılabileceğini, bu konudaki plan ve çalışmaları anlatarak sunumumu tamamlayacağım.

* ozankiratli@gmail.com

Güneş Merkezli Sistem (Kopernik'ten Önce)

KIZILDAĞ Görkem*

Ankara Üniversitesi

Özet Kopernik'te en üst noktasına ulaşmış olan Güneş Merkezli Sistem Öğretisi daha önce de kimi filozof-bilim adamlarınca dile getirilmiştir. Ben de bildirimde bu bilim adamlarına ve çalışmalarına değinmeye çalışacağım. Aristoteles'in ortaya koyduğu, Ptolemaious tarafından geliştirilen ve bir duvar gibi yüzyıllarca yıkılmadan ayakta duran yer merkezli sistem, aslında başından sonuna kadar tüm filozof-bilim adamlarını rahatsız etmiştir. Bunun nedeni olarak şu basit cümle her şeyi söyler: "Tek bir gerçek vardır, o da güneşin merkezde olduğudur." Bu yüzden yer merkezli sistemde hesaplamalar tutmaz ve bu sorunu gidermek için de önünüzdeki kağıt üzerinde sistemi oynatıp durursunuz. Tarihte episikllar, eksantrikler, iki merkezli sistemler hep bunu göstermiş; fakat sonuç hep büyük bir yanılma olmuştur, çünkü koyulan öncül yani "yerin merkezde olması" yanlıştır. Ptolemaios'un sisteminden önce de sonra da güneşi merkeze koyma fikri olmuştur; fakat genelde dinsel nedenlerle rağbet görmemiştir. Kaygım kısaca bu nedenlere değinip, güneş merkezli sistemi Kopernik'ten önce ortaya koyanları hatırlatmaktır.

* kizildagorkem@gmail.com

Ötegezegenler Durum Raporu, Gözlemlere Hazırlık ve Gelecekteki Çalışmalar

SOLMAZ Arif*

Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi

Özet Ötegezegen çalışmaları gökbilim ve gezegen bilimlerinde geçtiğimiz on yılın tartışmasız en heyecanlı ve enerjik alanlarından bir tanesidir. Toplumu etkilemesinin yanısıra en parlak genç beyinleri de kendine çekmekte olan bilimsel bir disiplindir. Bu alandaki gelişmeler hayret verici bir şekilde sürmektedir. Doppler yöntemiyle 20 yıl gibi kısa bir süre içerisinde keşfedilen ilk dev ötegezegenlerden sonra, diğer yıldızların etrafında şu anda aralarında ilk yer kütlesi büyüklüğünde gezegenlerin de bulunduğu 400'ün üzerinde gezegen keşfettik. Ötegezegenleri kütleleleri, yarıçapları ve ortalama yoğunlukları cinsinden ayırt ediyoruz ve böylece iç yapı modelleri için ilk ham verileri düzenlenmiş oluyoruz. Ayrıca bunlar arasında kısa dönemli bir kaç dev gezegenin aklık derecesi (albedo) ölçümü, etkin sıcaklığı ve atmosferik özelliklerini de ölçebildik. Şimdiye dek büyük oranda gözden kaçmış bu alanda çalışan kişiler olarak 20 yıl öncesine kadar bu tür keşifleri hayal bile edemiyorduk. Kayda değer bir gelişme olduysa da, gezegenbilimle ciddi bir karşılaştırma yapabilmek, gezegen oluşum süreçlerini tamamen anlayabilmek, ve kendi güneş sistemimizin nasıl oluştuğunu ve onun sahip olduğu karasal gezegenlerden biri üzerinde yaşamın nasıl başladığını tam olarak öğrenebilmemiz için daha çok yol almamız gerekecek. Ötegezegen keşifleri uç limitlere kadar zorlanan farklı türlerde astronomik ölçümler gerektiren bir alandır: dikine hız hassasiyetleri 0.1 - 1 m/s, birkaç mikro açısaniyesi mertebesinde astrometrik ölçümler, birkaç mili-açısaniyesi mertebesinde açısal çözünürlükler ve yaklaşık 10^{-10} mertebesinde parlaklık oranları gibi. Ötegezegenler çalışma alanı yeni teknolojilerin geliştirilmesinde ve çoğunlukla pahalı uzay görevlerini gerektiren "aşırı" hassas ölçümlerin çoğunda bir etmen olarak yer almaktadır.

* arif.solmaz@gmail.com

ASTROFOTOĞRAFÇILIK

Muhammed ŞEMUNİ*, Yücel KILIÇ, Günseli ERDOĞAN, Tuğçe Deniz ÇAKIR ve Görkem KARAGÖZ

Ankara üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Beşevler, 06100, ANKARA

Özet Bu çalışmada bazı uzak gökcisimlerinin Ankara Üniversitesi Gözlemevi'nde bulunan T40 Kreiken Teleskobuna bağlı Apogee ALTA U47+ CCD Kamera ile görüntüleri RGB filtrelerinde alınmıştır. MaximDL programı ile indirgenmiş, Adobe Fits Liberator ile renklendirilmesi yapılmıştır. Üç proje dönemi boyunca toplam beş gün bu proje için tahsis edilmiştir. Hava şartları dört gün gözlem yapmaya izin vermiştir. Her gözlem döneminde bir öncekinde yapılan hatalardan arındırılmış daha kaliteli veriler alınmış, eksiklikler giderilmiştir. Bu çalışmada renklendirme işleminin nasıl yapıldığı anlatılmıştır. İlave olarak da karşılaşılan renk sapıncı ve -uzun süreli- takip problemlerinin nasıl giderildiklerine değinilmiştir.

1 Giriş

Popüler gökbilimin eğlenceli bir dalı olan astrofotoğrafçılık, insanların gökbilime ilgisini çeken önemli bir konudur. Temelde astrofotoğrafçılık, bilimsel amaç gözetmeksizin gökcisimlerinin görüntülerinin göze hitap eder şekilde kaydedilmesi olayıdır. Bu şekilde elde edilen veriler, bilimsel çalışmaların hedefi olmayan kitlelere, gökbilimi ve gözlem araçlarını anlatmanın en etkili ve en basit yoludur.

Astrofotoğrafçılık için güçlü gözlem araçlarına gerek yoktur. Burada kastedilen güçlü gözlem araçları, büyük çaplı teleskoplardır. Daha küçük teleskoplarla da, poz süresini uygun şekilde ayarlayarak astrofotoğrafçılık çalışması yapılabilir. Ancak yarı-profesyonel teleskoplarla yapılan gözlemlerde dahi, renk sapıncı ve takip problemi gibi önemli sorunlarla karşılaşılmaktadır. Bu problemlerin çoğu basit tekniklerle çözülebilir.

Bu çalışmada bahsedilen iki hatanın giderilmesine yönelik sıkça kullanılan yöntemlerden yararlanılmıştır. Çalışma boyunca toplanan bilgi, dar alan gökyüzü fotoğraflama ile ilgilenen ve/veya gelecekte ilgilenecek gökbilim severlere kaynak olması hedeflenmiştir.

* m.shemuni@gmail.com, Online veriler için: http://rasathane.ankara.edu.tr/astrofoto

2 Gözlemler

Astofotoğrafçılık, uzun pozlama gerektirir. Ancak çoğu teleskop uzun poz süresi verildiğinde, takip sorunları nedeniyle sabit şekilde aynı bölgeyi gözlemekte zorlanır. Bunun dışında, kullanılan sistemde, görüntü hatalarından özellikle renk sapıncı ve koma (kuyruklu yıldız) hatalarının da en az olması gerekir. Gözlem yaparken karşılaştığımız, renk sapıncı etkisi ve uzun pozlama yapamama (teleskobun takip probleminden ileri gelen) sorunlarını aşmak için izlenen yöntemler aşağıda açıklanmıştır.

Uzun Pozlama Sorunu: Normal şartlarda dakikalar mertebesinde verilmesi gereken poz sürelerini, saniyeler mertebesinde tutup, alınan görüntü sayısını arttırdık. Böylece yaklaşık 130 görüntülük gözlemleri birleştirerek tek bir görüntü elde ettik. Elde edilen görüntü, uzun pozlama sonucunda ortaya çıkan görüntülerden farklı olacaktır.

Görüntülerin kalibrasyonu sırasında bias düzeltmesi, bias etkisini tam olarak gidermez. Bias görüntüsü ile sıfır seviyesi tam olarak belirlenemeyeceği için, bias düzeltmesi yapılan bir görüntüde çok az miktarda da olsa bias hatası kalacaktır. Aynı hatalar dark ve flat düzeltmelerinde de olacaktır. Birden fazla görüntünün birleştirilmesi sonrasında bu hatalar birikimli olarak artacaktır. Ancak birleştirilen görüntüler üzerinde bu hatalar çok önem arz etmemektedir.

Renk Sapıncı Sorunu: Renk sapıncı, farklı renklerin farklı düzlemlerde odaklanması sonucu oluşan bir hatadır. Bu sorunu çözebilmek için, kullanılan her filtrede odaklama işlemi yapıldı. Toplam 3 filtrede bu işlemi yapmak gözlem zamanında kayba neden olacağı için, her filtrede 30-50 görüntü aldıktan sonra diğer filtrelerde görüntü alma işlemine geçildi. Bu işleme, tüm filtrelerde eşit ve yeterli sayıda görüntüye ulaşılana kadar devam edildi. Her 3 filtrede de gereken gözlem tamamlanmadan hava koşullarının değişmesi ihtimaline karşı, tek bir filtrede çok fazla görüntü alınması tercih edilmemiştir.

3 Görüntülerin İşlenmesi

Bu çalışma görüntü işleme (kalibrasyon), birleştirme ve renklendirme olarak üç başlıkta incelenebilir.

3.1 Kalibrasyonun Yapılması

Kalibrasyon işlemi, CCD fotometride yapılan kalibrasyon işlemi ile aynı şekilde yapıldı. Her gözlem için Dark, Flat ve Bias görüntüleri alındı ve MaximDL yazılımı vasıtasıyla görüntülerin ön indirgemesi yapıldı. Görüntülerin işlenmesi, aşağıda belirtilen şekilde yapılmıştır.

Ham görüntüler: Bu cisimde her filtreden tam olarak 150 adet görüntü alındı. Her filtrede ise 10sn pozlama yapıldı. RGB yöntemiyle renklendirme esnasında bir değişiklik yapmaksızın en doğru sonuca ulaşmak için, bütün filtrelerde eşit poz süresi ve eşit sayıda görüntü kullanılmalıdır. Elde edilen ham ve ön indirgeme sonrası görüntülere bir örnek Şekil-1'de verilmiştir.

Şekil 1. NGC7331 gökadasına ait ham görüntü sol tarafta, ön indirgeme sonrası elde edilen görüntü sağ tarafta görülmektedir.

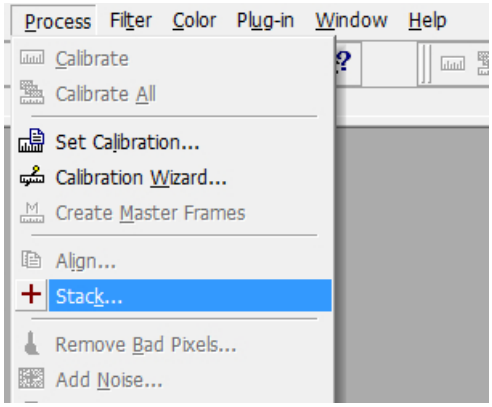
3.2 Birleştirme(Stack):

Veriler işlendikten sonra yine MaximDL yazılımı vasıtasıyla görüntülerin birleştirme işlemi yapıldı. Bunun için Process menüsünde "Stack" kullanıldı.

Açılan pencerede, "Add Files"dan aynı filtreye ait, kalibre edilmiş görüntüler seçildi.

Aynı filtrenin kalibre edilmiş görüntüleri seçildikten sonra, birleştirme işlemine başlanabilir. Bunun için görüntülerde hizalama yapmak gerekir. Otomatik hizalama işlemi her zaman doğru çalışmadığından, kalan yöntemlerden "Manual 1 star" seçeneği kullanılabilir. Bu işlemde, her görüntüde aynı yıldızın yeri kullanıcı tarafından seçildikten sonra bütün görüntüler hizalanmış olacaktır.

Not: Kullanılan teleskop sistemi, ekvatoryal kurgulu olduğundan "Manual 1 star" yeterli olacaktır. Fakat kullanılan sistem Alt-Az kurgu ise, "Manual 2



Şekil 2. MaximDL, Proces-Stack menüsü.

star" seçilmelidir. Çünkü, böyle kurgularda zamana bağlı görüntüde dönme söz konusu olacaktır.

Not: MaximDL yazılımı merkezleme algoritması (centroid) kullandığından, hizalamada her yıldızın tam merkez noktasına tıklamak gerekmez, tıklanan noktaya en yakın yıldızın merkezini bulma işlemini otomatik olarak, yazılım yapacaktır.

Daha sonra Combine sekmesinden "Combine Method"u "SUM" ve "Fits Format"da "IEEE Float" seçildikten sonra "Go" butonuna tıklanır. Sonuç olarak, aşağıdaki görüntü ortaya çıkar.

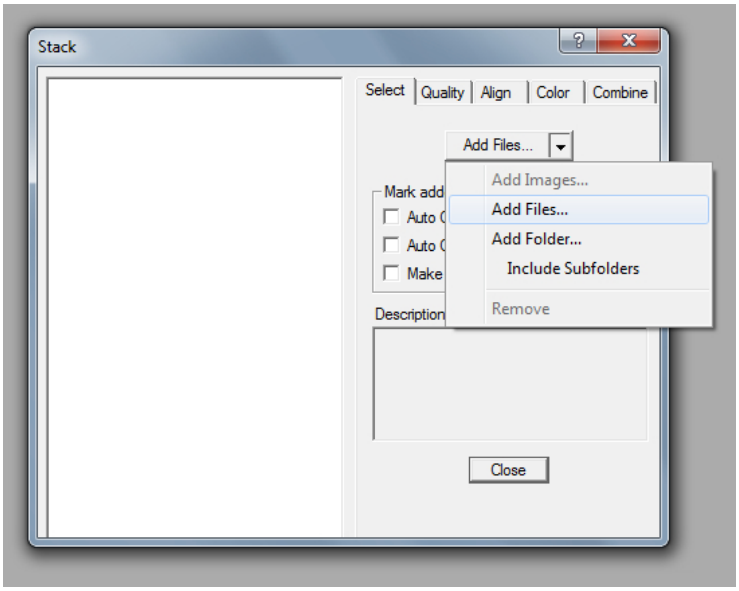
Görüntülerin birleştirilme işleminden sonra elde edilen görüntüsü Şekil-7'de verilmiştir.

Bu işlem her üç filtre için yapıldıktan sonra, renklendirme işlemine geçilebilir.

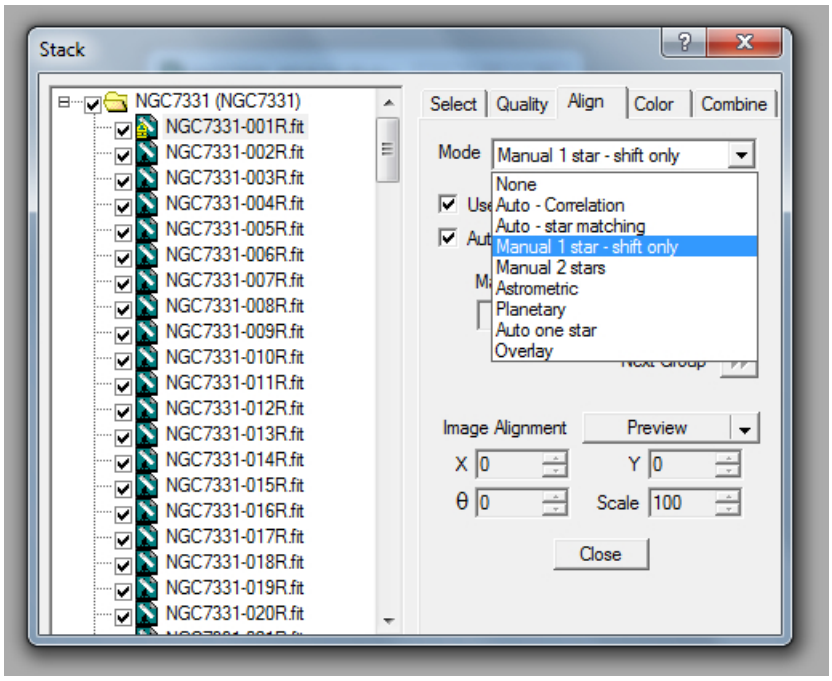
Not: Renklendirme işleminde kullandığımız RGB görüntüleri birbirleriyle hizalanmış olmalıdır. Bunun için yine MaximDL yazılımını kullanıp, RGB görüntülerini hizalamak için aşağıdaki yöntem izlenir. Sonuç olarak elde ettiğimiz RGB görüntüleri açtıktan sonra "Process" menüsünden "Align" seçeneğine tıklıyoruz.

Çıkan pencerede "Add All" dedikten sonra daha önce anlatılan gibi hizalama işlemi yapılır.

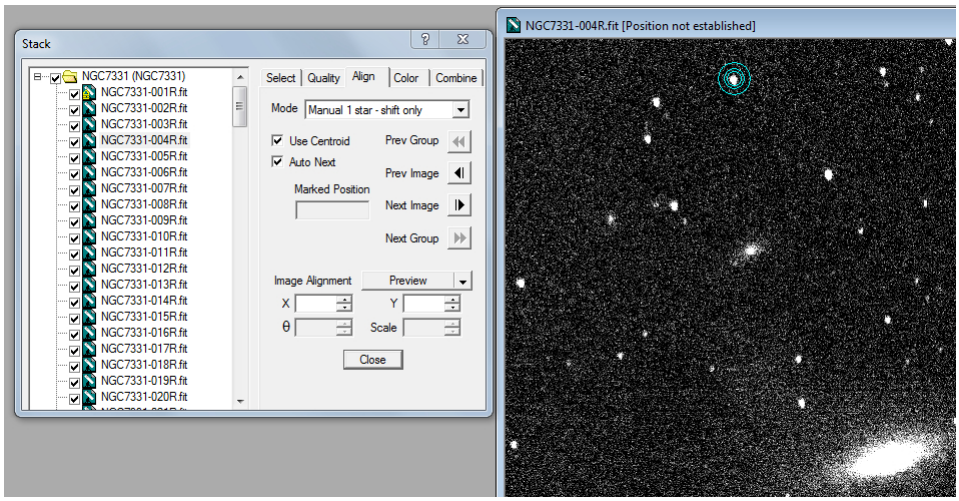
Görüntüler kaydedilir.



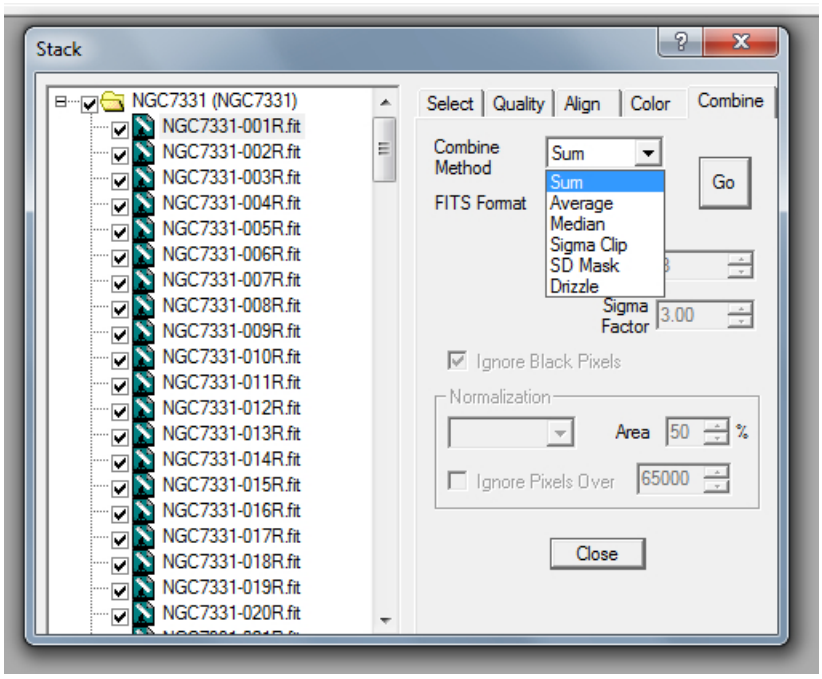
Şekil 3. MaximDL Stack menüsü, Add Files sekmesi.



Şekil 4. MaximDL Stack menüsü, Align sekmesi.

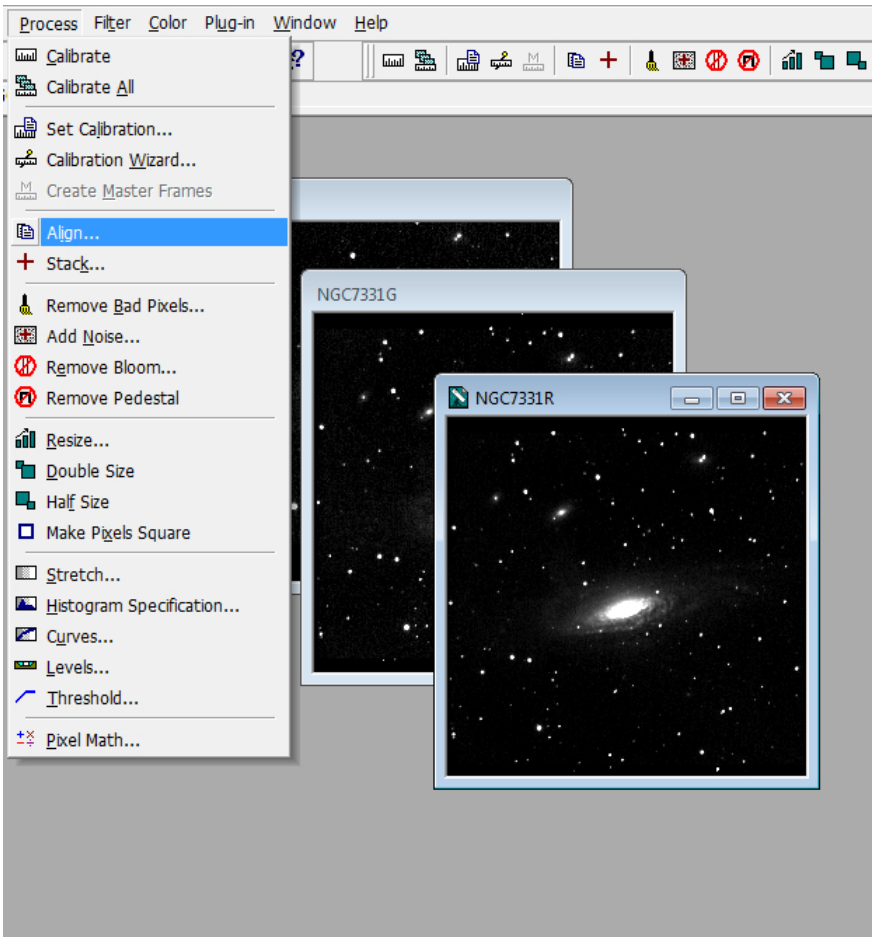


Şekil 5. Belirlenen yıldızın her görüntüde seçilmesi.

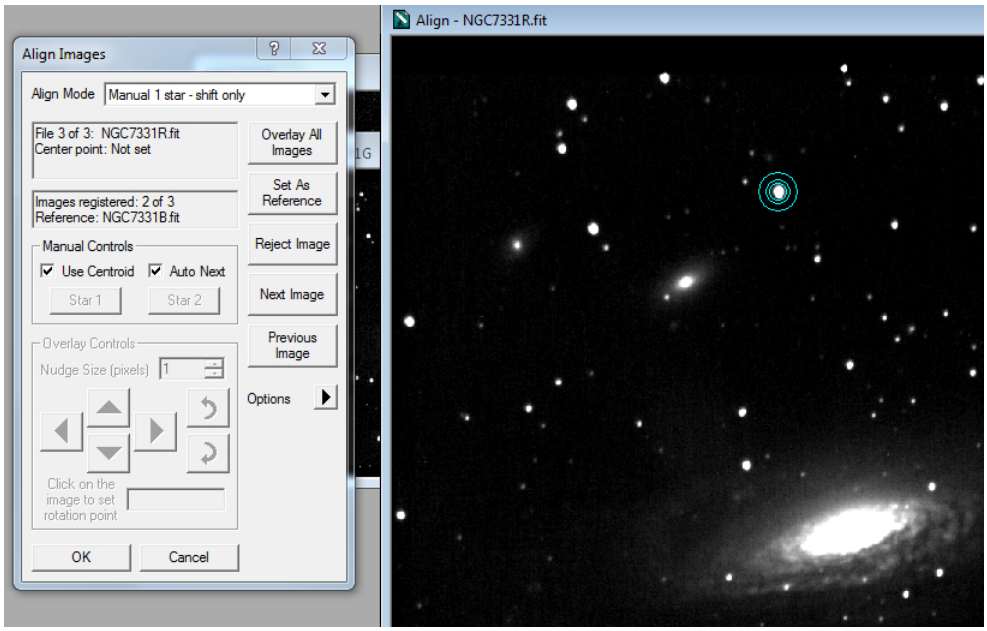


Şekil 6. MaximDL Stack menüsü, Combine sekmesi.

Şekil 7. Birleştirme işlemi sonucu elde edilen görüntü.



Şekil 8. MaximDL Process menüsü, Align seçeneği.



Şekil 9. Hizalama işlemi.

3.3 Renklendirme:

Bunun için "ESA/ESO/NASA"nın ortak yapımı olan ve Photoshop'ta çalışan "FITS Liberator" yazılımı kullanılabilir. (http://www.spacetelescope.org/projects/fits_liberator/).
Not: Bir Adobe Photoshop programı eklentisi olan FITS Liberator yazılımını kurmadan önce, Photoshop'un önerilen sürümünün sistemde kurulmuş olması gerekir. FITS Liberator yazılımı kurulduktan sonra, Photoshop "*.fits" dosyalarını açabilir duruma gelir. Üç filtreden elde edilen görüntüler Photoshop'ta açılır.

Çıkan pencerede dikkat edilmesi gerekenler:
1) "Stretch Function" seçeneğinin sayım-piksel sayısı histogramının en iyi şekilde görüldü şekilde ayarlanması gerekir. Bu gözlemde xˆ(1/5) seçildi.

Stretch Function, Şekil-12'deki histogramı en ayrıntılı biçimde görülebilecek seçeneğe getirilir.

2) Görüntünün ön izleme penceresinin hemen altında bulunan histogramda en yüksek (White level) ve en küçük (Black level) değerleri, minimumda değerde maksimuma giriş, maksimumda ise sürekliliğin bittiği nokta seçilmelidir.

Daha sonra "OK" butonuna tıklanır. Her üç filtre için bu işlem tekrarlanır. Böylece Photoshop'ta R,G ve B filtrelerinden görüntü bulunduracak şekilde üç pencere olacaktır. Renklendirme için, Yeni bir çalışma başlatılır. Not: Kayıp olmaması için, başlatılan çalışmanın piksel sayısı, görüntülerimizin piksel sayısına ve başlatılan çalışmanın BITPIX değeri, alınan görüntünün BITPIX değerine eşit olmalıdır. olmalıdır. Bu çalışmada yükseklilk ve genişlik, AUG'de yapılan gözlemlerde 1024x1024'lük görüntüler alındığından, 1024x1024 seçildi.

Bu aşamada daha önce açtığımız RGB görüntülerini, yeni çalışmamıza katmanlarda olacak şekilde ekliyoruz.

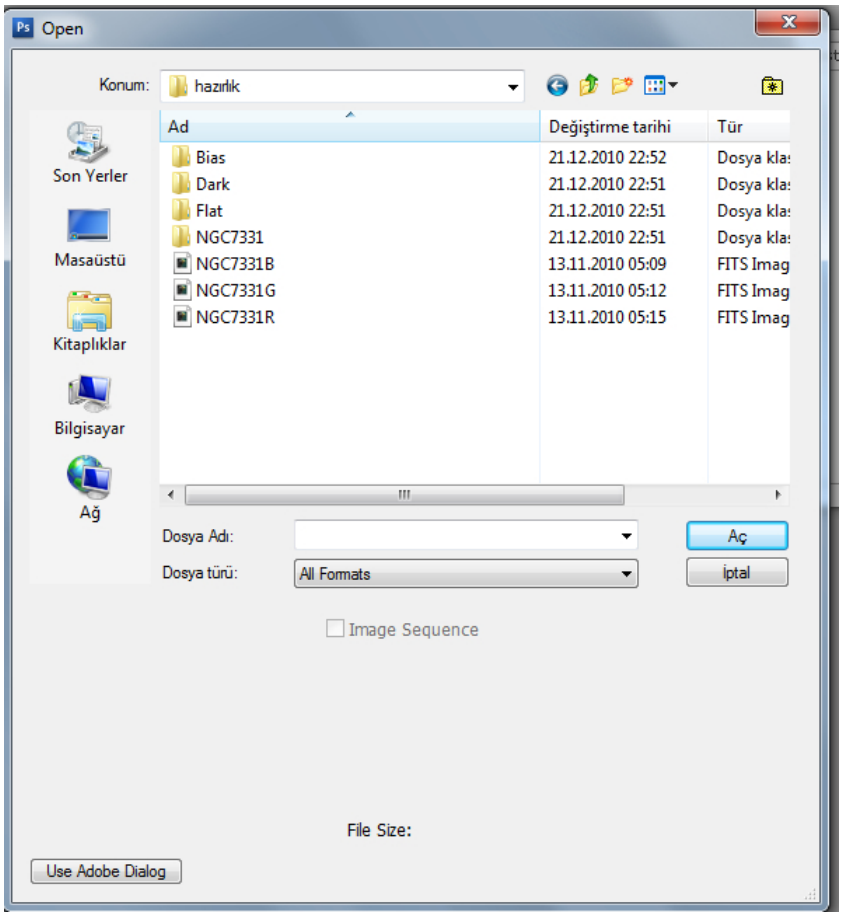
Daha sonra, çok karmaşık işlemlerden kurtulmak için hazırlanan betikler kullanılabilir. Bunun için yine FITS Liberator ile gelen ColourComposite penceresinde, R katmanı seçilmiş durumda iken "Red layer"a tıklanır ve çalıştırılır. Bu bütün katmanlar için tekrarlanır.

Not: Bu işlem sonucunda, seçilen katman için, "levels", "Cruves" ve "Hue/saturation" katmanları oluşur. Bu işlemler her 3 katman için yapıldığında toplamda 12 katmandan oluşan bir çalışmamız olacaktır. Esasen renklendirme işlemi bitmiş durumda. Bir takım rötuş işleminden sonra nihai görüntüye ulaşmış olacağız.

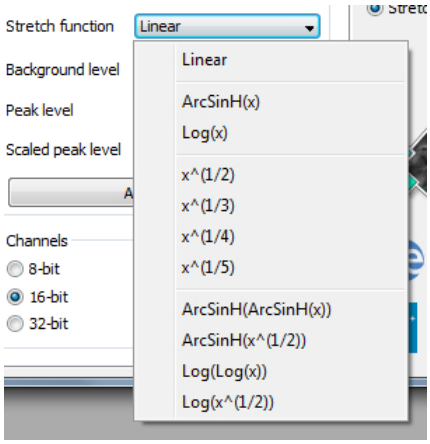
Rötuş: Diğer katmanlar kapalıylen, açık katmanın "levels" bağlantısına çiftıklama yöntemiyle özellikler penceresi açılır. Daha sonra, imleç arkaplanda gezdirilir ve "info" penceresinde R,G ve B değerleri okunur. Okunan değer "Input Levels"ın minimum değeri olarak verilir. Böylece, bütün görüntüden girilen değer çıkartılmış ve arka plan değerlerinin sıfıra yakın olması sağlanmış olur.

Daha sonra bütün katmanlar birle?tirilir ve istenen biçimde kaydedilir.

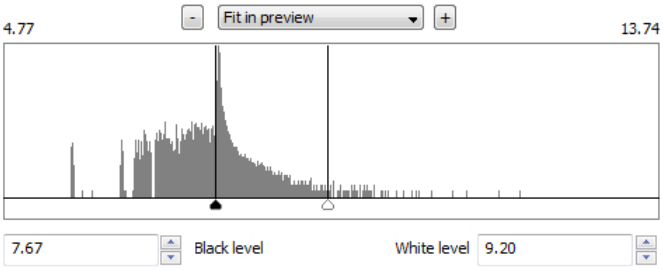
Sonuçlar:



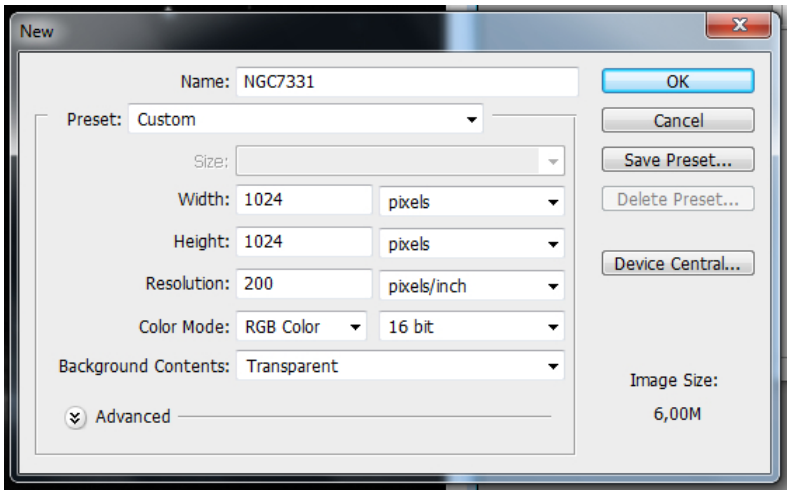
Şekil 10. Fits dosyalarının Photoshop'ta açılması.



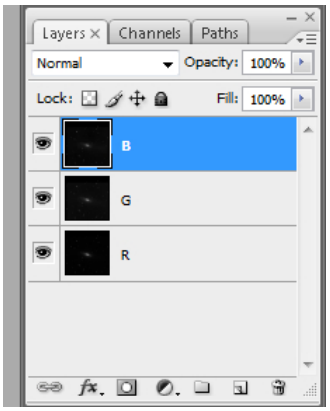
Şekil 11. Photoshop, Fits Liberator'da Stretch Function seçeneği.



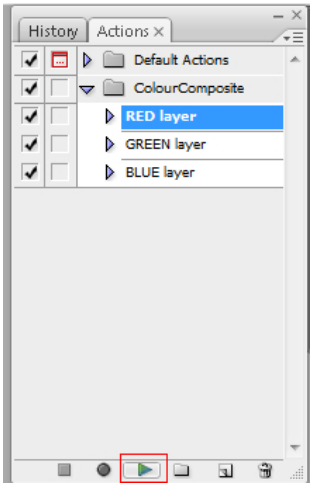
Şekil 12. Photoshop, Fits Liberator'da histogram.



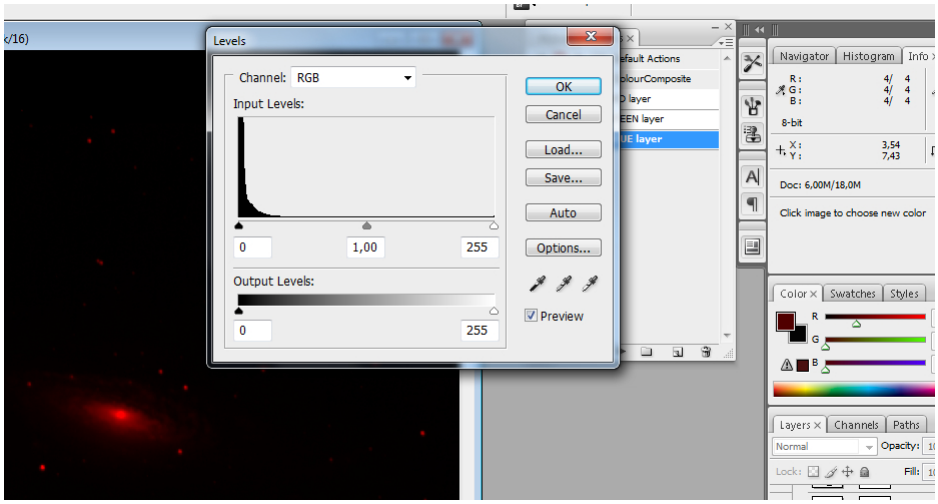
Şekil 13. Photoshop yeni çalışma.



Şekil 14. Photoshop'ta R, G ve B katmanları.



Şekil 15. Photoshop, Colour Composite.

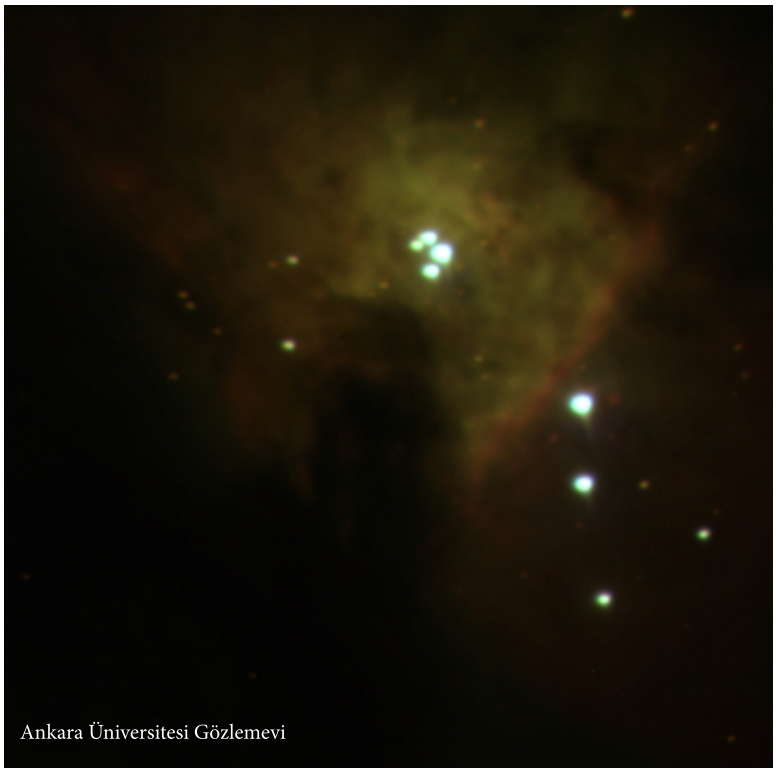


Şekil 16. Photoshop, Levels penceresi.

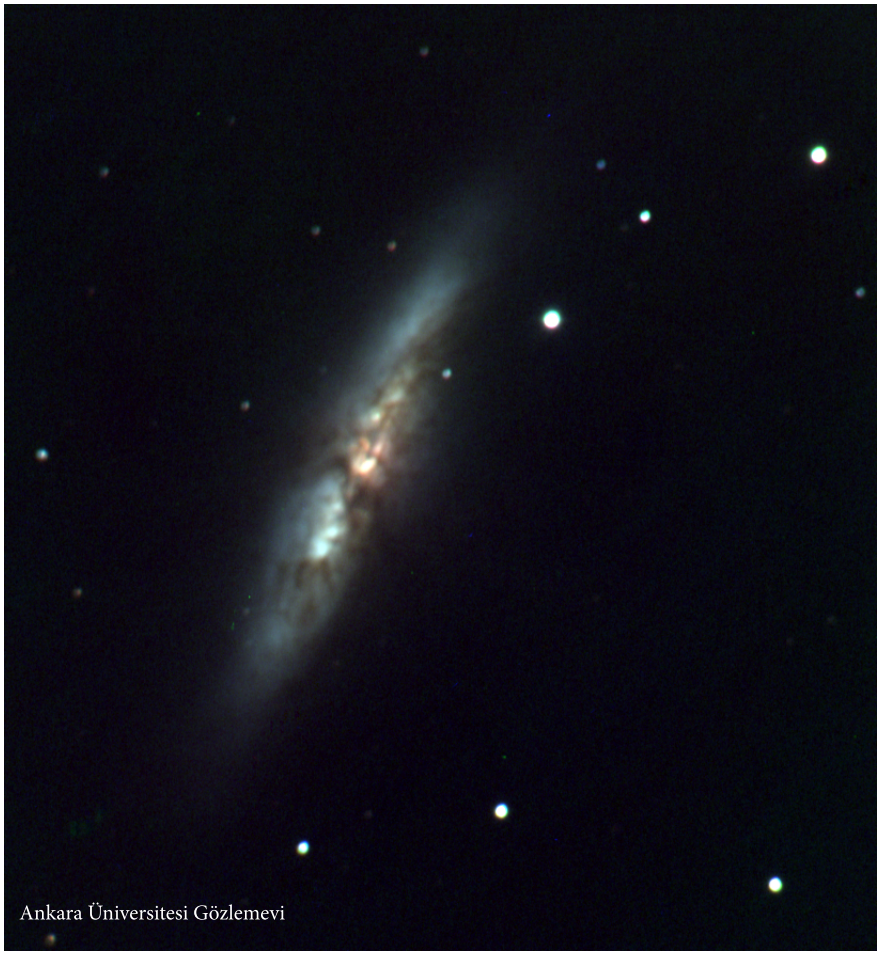
Şekil 17. M51

Şekil 18. NGC7331

Şekil 19. M57



Şekil 20. M42



Şekil 21. M82

4 Kaynaklar

20.1 MHz Jüpiter Gözlemi: Radyo Jove Projesi

Hatice VURALER[1], Erkam ADIGÜZEL[1], Tuba ÇETİN[1], Barış DEMİRCİ[1], Dicle KOLUKISA[1], İsrafil ŞENYİĞİT[1], Nihan AVCI[1], Esra BAYTAM[1], Samet ÇINAR[1], Cellalettin AKGÜL[1], Mustafa Kürşad YILDIZ[1] ve İbrahim KÜÇÜK[1]

Erciyes Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Kayseri

Özet NASA tarafından 1998 yılında başlatılan Radyo Jove projesi, düşük maliyetli bir radyo teleskop kurarak radyo astronomi öğrenimini teşvik eden bir projedir. Bu projede, kurulan radyo anten ile Jüpiter'in 20,1 MHz radyo sinyalleri incelenmiş ve Radio SkyPipe yazılımı ile analiz edilmiştir. Ayrıca bu proje ile ilgili temel bilgiler verilerek, Erciyes Üniversitesi Gözlemevinde yapılan çalışmalar anlatılmıştır.

1 Jüpiter'in Radyo Dalgalarının Keşfi

1955 yılında, Carnegie enstitüsünden, Bernard Burke ve Kenneth Franklin yeni bir radyo anteni denemişlerdir. Bu anten "Millerce Çapraz dizilim" (Mills Cross Array) olarak adlandırılmıştır. Bu adlandırmanın sebebi ise antenin 96 dönümlük alana, dev bir X harfi şeklinde yapılmasıdır. Bu X dizgesinin herbir ayağı 609,6 metre uzunluğunda ve toplamda 64 dipol anten bulunmaktadır. Bu dizge 22 MHz frekansı için dizayn edilmiştir ki böylece dünyanın dönüşüyle beraber kurulduğu yere göre uzaydan gelen radyo dalgalarını çok büyük bir hassasiyetle toplamıştır.

Çalışmalar sırasında Burke ve Franklin, o dönemin belirli radyo kaynakları arasında bulunan Yengeç nebulasını kullanarak antenlerini test etmek istemişler. Testin iyi olmasına karşın, bu iki bilim adamı kayıtlarında bazı tanımlanmamış sinyaller görmüşlerdir. İlk başlarda bunun dünyadaki bazı radyo frekanslarının girişiminden kaynaklandığını düşünmüşlerdir. Ancak ilerleyen gözlemlerde, bu sinyalin tam olarak aynı anda ortaya çıktığını fark etmişlerdir. Bu girişimin yengeç nebulasının yanındayken Jüpiterden kaynaklandığını, böylece Jüpiterin kendi radyo emisyonunu keşfetmişlerdir.

2 Jüpiter'in Radyo Sinyallerinin Temelleri ve Radyo Sinyal Kaynakları

Radyo sinyalleri, ivmelenmiş yüklü parçacıkların yüksek hızlı hareketleri sonucu oluşur. Yüklü parçacıklar ivmelenirken bu radyo sinyalleri, radyo veya televizyon tarafından alınır. Örneğin yağmurlu havada şimşek çakması sonucu oluşan sinyalleri ya da parazitleri ışımadan dolayı alabiliriz. Jüpiter'in radyo sinyalleri onun güçlü manyetik alanından dolayı meydana gelir. Bu yüklü parçacıkların kaynağı

güneş rüzgârları ve Jüpiter'in uydusu olan Io'dur. Io, volkanik olarak aktif bir uydudur ve bunun sonucunda sülfür bulutları, sodyum ve başka atomlar uzaya saçılır. Güneş'ten gelen morötesi ışınımları, elektronları bu atomlardan hareket ettirecek kadar güçlüdür. Ve bu atomların elektronları Jüpiter'in kutuplarından aşağıya doğru baskın bir güç etkisinde hareket eder. Jüpiter'in bu güçlü manyetik etkisinin varlığından bu yana elektronlar manyetik alan boyunca spiral çizerek onun kutuplarından aşağıya doğru hareket eder. Bu Dünya'mızın kutuplarında görülen kutup ışımalarına (Aurora) benzer.

Salınan radyo fotonların frekansları bazı parametrelere bağlıdır. Bunlar manyetik alanın gücü ve plazmanın yoğunluğudur. Çünkü bu faktörlerden dolayı Jüpiter büyük bir frekans aralığında radyo dalgaları üretir. Jüpiter'in radyo sinyalleri için frekansın üst limiti (40 MHz) Jüpiter etrafındaki manyetik alanın yüksek enerjili elektronları yakalamasıyla gerçekleşir.(Bu, enerji bulutlarının üst yüzeylerinde daha fazladır). En düşük frekans ise dünyanın iyonosferine sızan ve yüzeyde gözlenen 8 MHz şiddetindeki frekanstır. Bundan dolayı dünyadan gözlenen sinyal aralığı 8-40 MHz aralığındadır. Aslında Jüpiter 300 GHz gibi yüksek enerjili frekanslar da üretir. Fakat bu sinyali yakalamak için çok büyük çapta antenlere ihtiyaç vardır.

3 Anten

JOVE düzeneğimizde basit bir anten çeşidi olan dipol anteni kullandık. Öncelikle gereken alanı ERAG sınırları içinde seçtik ve zemini hazır hale getirdik. 9-10 metre kuzey- güney doğrultusunda, 14-15 metre doğu-batı doğrultusunda olacak şekilde anten için uygun olan alanı seçtik.

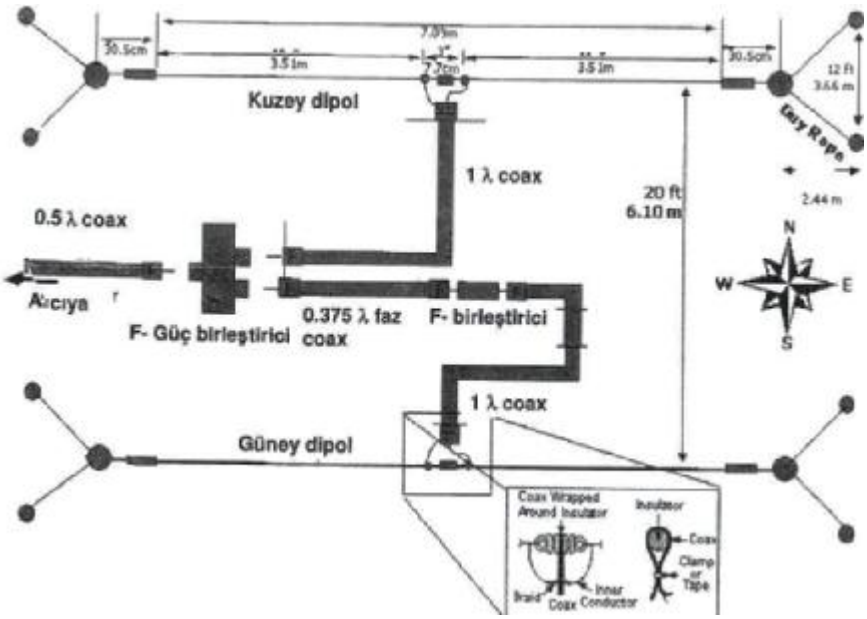
3.1 Anten Bileşenleri

Anteni hazırlarken kullandığımız bileşenler; bakır tel, koaksiyel (coaxial) kablo, ip, direk, destekler (PVC), yalıtkan destekler ve bazı hırdavat donanımlarıydı. Bakır teller dipol elemanları için kullanıldı. JOVE anteni için iki tane özdeş yarım dalga dipol anten hazırladık. Bir uç dan diğer uca olan uzunluğu 7.10 m kadardı. Coax kabloları dipollerden alıcıya sinyali beslemek için kullandık. F-bağlayıcılar coax kabloları güç birleştiricisine ve JOVE alıcısındaki anten girişine bağlanmak için kullanıldı.

Yalıtkanları anten tellerinden geçen radyo sinyalini çevreden yalıtmak için kullandık. PVC yi hafif ve ucuz olduğu için kullandık. Hafif olduğundan iplerle sıkı bağlanmasına dikkat edildi.

3.2 Anten Kurulumu

Gerekli uzunluklarda coax kablo ve bakır tel kestik. Bu bakır tellerin her birinin uzunluğu 3.76 metre olacak şekilde dört parça halinde kesildi. Birkaç santimetre fazlalık alarak işimizi garantiye aldık. Direkler metal ya da PVC seçilebilirdi. Biz PVC yi kullandık. Dipol direği 3.05 lik alt bölmeden ve 3.05 lik üst bölmeden meydana gelecek şekilde kuruldu. Bu kurulumun şeması aşağıdaki gibidir.



Şekil 1. Ayrıntılı Anten Kurulum Şeması

4 Alıcı

Alıcı yapılırken hazır devre elemanları kullanılmıştır. Elektronik devre elemanları aşağıda kısaca anlatılmıştır.

4.1 Pasif Devre Elemanları

Resistör(Direnç): Elektrik akımının akışına direnç gösteren, bu esnada Ohm kanununa göre uçları arasında gerilim düşümüne sebep olan devre elemanıdır. R ile gösterilir. Birimi Ohm'dur.

Kapasitör: Elektronların kutuplanarak elektriksel yükü elektrik alanın içerisinde depolayabilme özelliklerinden faydalanılarak, bir yalıtkan malzemenin iki metal tabaka arasına yerleştirilmesiyle oluşturulan devre elemanıdır. Elektrik yükü depolama, reaktif güç kontrolü, bilgi kaybı engelleme, AC/DC arasında dönüşüm yapmada kullanılırlar.

İndüktör(Bobin): Bir yalıtkan makara üzerine belirli sayıdaki sarılmış tel grubudur. Bir iletkenden akım geçirildiğinde, iletken etrafında bir magnetik alan oluşur. Bu alan kağıt üzerinde daireler şeklindeki kuvvet çizgileri ile sembolize edilir. Bir bobinden AC akım geçirildiğinde, bobin sargılarını çevreleyen bir magnetik alan meydana gelir.

4.2 Aktif Devre Elemanları

Diyot: Yalnızca bir yöne akım geçiren devre elemanıdır. Bir yöndeki dirençleri ihmal edilebilecek kadar küçük, öbür yöndeki dirençleri ise çok büyük olan devre elemanlardır. Diyotun P kutbuna "Anot", N kutbuna da "Katot" adı verilir. Genellikle AC akımı DC akıma dönüştürmek için Doğrultmaç devrelerinde kullanılır.

Transistör: Yapısal bakımdan yükselteç olarak çalışma özelliğine sahip bir devre elemanıdır. Daha yaygın kullanım amacı ise devrede anahtarlama yapmaktır.

4.3 Alıcının Dış Paneli ve Devre Tahtası

Alıcının dış paneli 6 alüminyum plaka, 4 yalıtkan kanal ve 8 küçük vida içerir. Tüm plakalar gerekli yerlerden delik şeklinde hazırdır. Devre tahtasını hazırlarken ilk önce büyük parçalar yerleştirilmelidir. Bu işlem yapılmadan önce birkaç deneme yapılmalıdır çünkü bu küçük elektronik parçalar kullanılmaz hale gelebilir ve parça eksiği olabilir. Parçalar monte edilirken uç kısımları fazla zorlanmamalıdır. Seramik kapasitörün uçları monte edilirken 1/16 inç kadar gövdeden bükülmeli ya da transistör monte edilirken 1/8 inç kadar pay bırakılmalıdır.

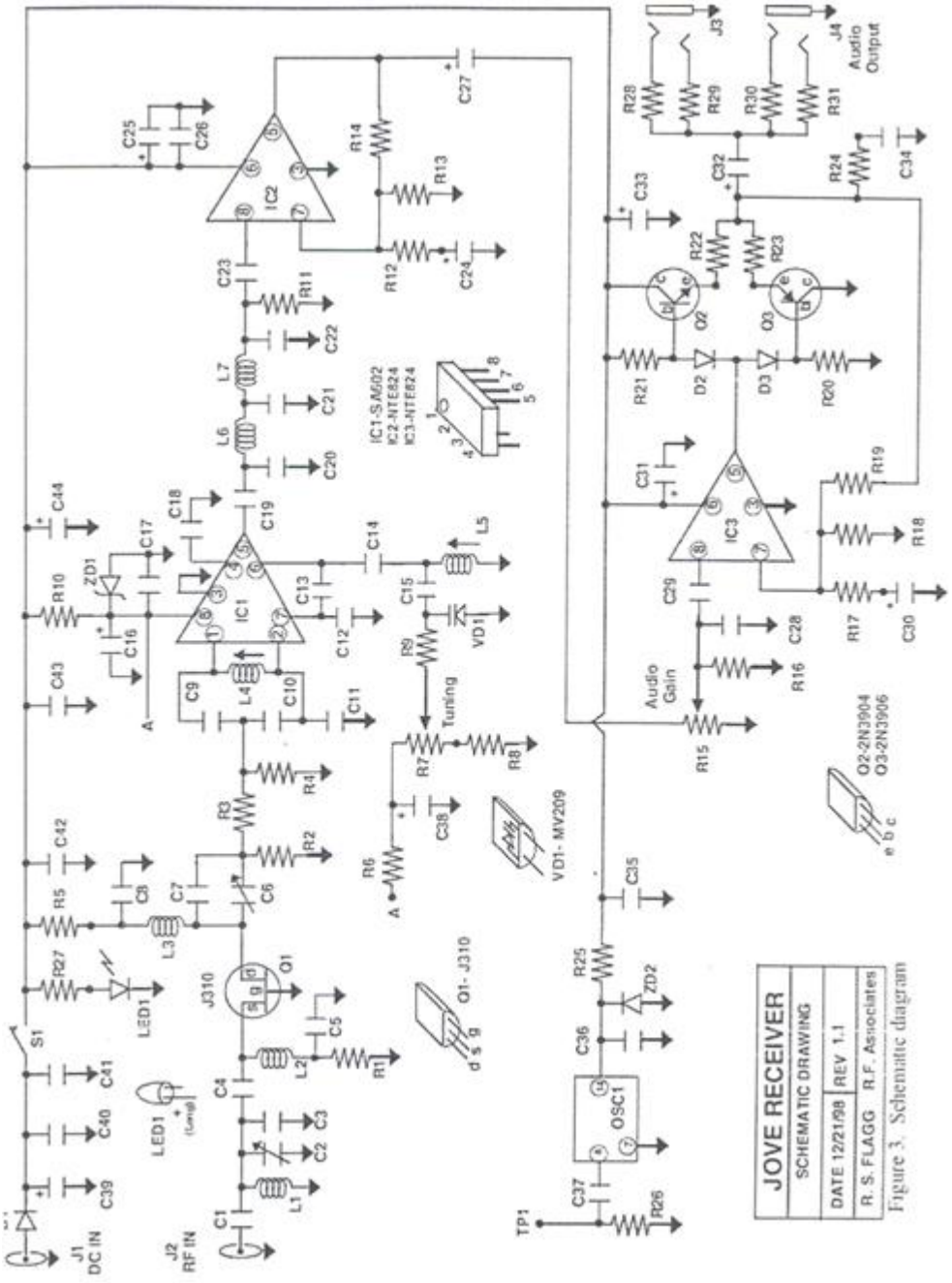
4.4 Test ve Ayar

Alıcının 12 volt DC ye ihtiyacı vardır ve yaklaşık 60 mA akım çeker. Bu bir AC adaptörü ya da pil ile sağlanabilir. Güç kablosu tel boyunca renkli bir çizgiye sahiptir. Tel, fişin orta iletkenine ve güç kaynağının (+) tarafına gelecek şekilde bağlanacaktır. JOVE alıcısı kapalı konumunda olmalıdır. Alıcının ses çıkışına bir kulaklık veya hoparlör bağlanmalıdır. JOVE alıcısı açık konuma getirildikten sonra ses kontrol düğmesi saat 12 pozisyonuna getirilmelidir. Ayar kontrol düğmesi saat 10 yönüne doğru yavaş yavaş çevrilmelidir. Bundan sonra ses ayarı yapılıp frekans duymaya çalışılmalıdır. Alıcı, bu ayar düğmesi saat 10 yönündeyken 20 MHz'e, saat 12 yönündeyken 20.1 MHz'e ayarlı olacaktır.

Diğer bir adım, değişken kapasitörleri ve değişken indüktörleri maksimum sinyal gücü alabilmek için ayarlamaktır. Çoğunlukla kulağımızla ses tonundaki küçük değişimleri ayırmak zordur. Bu yüzden cihazımızı test etmemiz gerekmektedir.

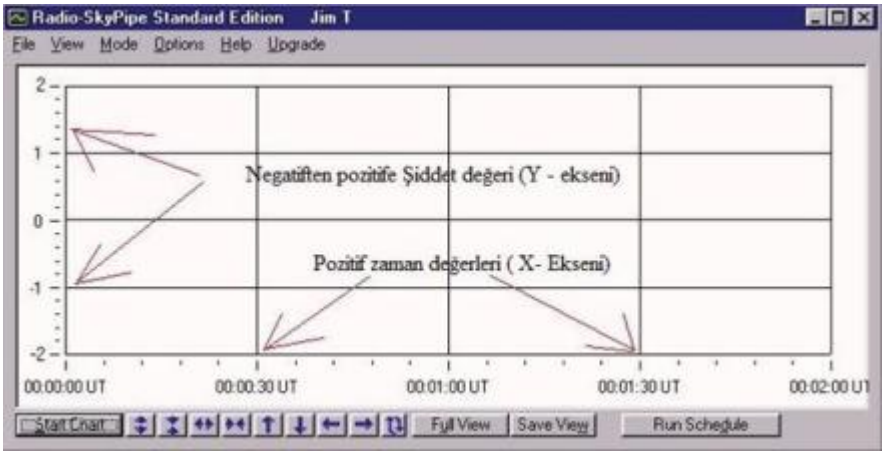
5 Radio SkyPipe Programı

Jüpiterden gelen sinyallerin bilgisayar ortamında görüntülenmesi için bir yazılıma ihtiyaç vardır. Aldığımız verileri analiz edebilmek için, bu verileri grafik haline getirmemiz gerekir. Jüpiter'den gelen radyo sinyallerini grafik haline getirmek için hazırlanmış yazılım SKYPİPE-ll programıdır. Bu program bize verilerimizi, "Şiddet - Zaman" (Intensity-Time) bağımlılığında grafik olarak verir. Y ekseni "Şiddet" (Intensity) değeri, x ekseni "zaman" (time) değeri üzerinde değerler alır.



Şekil 2. Jove Alıcısının Şematik Diyagramı

Alıcının üzerindeki ses yeterince düşük ayarlanmışsa Şiddetin negatif değerlerini elde ederiz. Yani y ekseni negatif değerden pozitif değere gider. Zaman hiçbir durumda negatif olmayacağı için x ekseni negatif değerler almaz.



Şekil 3. Sky Pipe Programından Örnek Bir Görüntü

6 Sonuç ve Tartışma

Erciyes üniversitesi arazisi içerisine yapılan bu deneyle, bir radyo sinyalin nasıl oluştuğu, nasıl bir fiziğe sahip olduğu ve nasıl hareket ettiğini öğrenmiş olduk. Deney düzeneğini kendimizin yapması genel olarak "radyo gözlem" ifadesini daha iyi anlamamıza sebep oldu. Şu anda yapılan antenden alınan verilerin analiz işlemleri yapılmaktadır. Bu işlemlerin sonuçlarını NASA'nın Radio Jove ile ilgili web adresinde tüm dünyada olduğu gibi paylaşacağız.

Kaynaklar

Radio Jove Educational Materials

VI. Ulusal Öğrenci Astronomi Kongresi

Poster Sunumlar

XVII. Ulusal Astronomi Kongresi VI. Ulusal Öğrenci Astronomi Kongresi
31 Ağustos - 4 Eylül 2010, Adana

LOFAR ve Radyo Astronomi

ÇETİN Tuba* ve KÜÇÜK İbrahim

Erciyes Üniversitesi

Özet LOFAR (LOw Frequency ARray) düşük frekanslı dizgesi 30 ile 240 MHz frekans aralığında çalışan yeni bir interferometrik radyo teleskop dizgesidir. Hollanda Radyo Astronomi Enstitüsü ASTRON tarafından Exloo'da inşa edilmiş olup ilk yapım aşamasında 2 kilometrelik kompakt çekirdek içerisinde 32 istasyon bulunacak şekilde tasarlanmıştır. Sensörleri sayesinde 100 kilometrelik bir alanda 45 istasyondan oluşmaktadır. Bu çalışmada LOFAR sensor tipleri tanıtılarak ilgili frekans aralıklarında hangi radyo astronomik gözlemlerin yapılabileceği tartışılacaktır.

* tubacetin38@gmail.com

XVII. Ulusal Astronomi Kongresi VI. Ulusal Öğrenci Astronomi Kongresi
31 Ağustos - 4 Eylül 2010, Adana

Astronomi Alanında Teknolojik İlerlemeler Ve Yeni Ufuklar

DÖNMEZ Nihan⋆, OĞUZ Bilinç Furkan ve TAŞ Günay

Ege Üniversitesi Fen Fakültesi

Özet Astronomi alanındaki teknolojik ilerlemeleri ve yeni ufukları belirlemek için astronominin dünyadaki ve Türkiye'deki yeri, ilerlemenin ne koşullarda gerçekleşeceği ve ulaşılması hedeflenen amaçların neler olacağı bu çalışmada gösterilmeye çalışılmıştır. Bununla birlikte gelecek ∼15 yıl boyunca planlanan hedeflere ulaşmak için gereken teknolojik ilerlemeler ve bunun için eğitimden teknolojik altyapıya kadar geliştirilmesi gereken konular üzerinde yapılan çalışmaların aktarılması amaçlanmıştır.

⋆ nihandonmez@gmail.com

XVII. Ulusal Astronomi Kongresi VI. Ulusal Öğrenci Astronomi Kongresi
31 Ağustos - 4 Eylül 2010, Adana

Big Bang ve Öncesi: St. Augustine'in evren ve zaman üzerine görüşleri ve Augustinian Dönemine genel bir bakış

KAYIHAN H. Aziz* ve ÖZEREN Ferhat Fikri

Erciyes Üniversitesi

Özet Bu çalışma, Aziz Augustine'in evrenin oluşumuna ve zaman tamımlamasına dayanarak, Büyük Patlama ve öncesine dair kanıtları ortaya koymaya çalışmaktadır. Bunca yıllardır bilim adamları Büyük Patlama sürecine ve Büyük Patlama'nın nasıl gerçekleştiğine yönelik bir çok çalışma yapmışlardır. Çalışma kapsamında bir yandan Büyük Patlamaya ve öncesine felsefik bir bakış açısı ile yaklaşırken, diğer yandan günümüzdeki çalışmaların Büyük Patlama öncesine ışık tutup tutamayacağını araştırmaktayız.

* azizkayihan@gmail.com

GÖNÜLLÜ KATILIMCILARLA BÜYÜYEN ASTRONOMİ PROJELERİ

DİCLE KOLUKISA[1], BARIŞ DEMİRCİ[2], İSRAFİL ŞENYİĞİT[3]

Erciyes Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü,
34565, Kayseri, Türkiye[1]

Özet Dünya'daki birçok gözlemevi, araştırma enstitüsü ve laboratuarlarda bir pozitif bilim örneği olan Astronomi'nin içerdiği konularla ilgili elde edilmiş verilerin arşivi binlerce terabayt boyutlarına ulaşmış durumda. Bu konulardan bazıları olan güneş fırtınaları, galaksi kümeleri ve kuyrukluyıldız tozları için özel olarak yapılan çalışmalarda artık sadece bilgisayarlara değil özellikle en güvenilir mukayeseyi yaparak konuyla ilgili objektif sonuçlara ulaşmak için insanların görsel ve zihinsel algılarının işbirliğine de ihtiyaç duyuluyor. Bu tür bireysel yardım talebinde bulunan projeler arasında en sık akla gelen hep Seti@Home projesi olsa da günümüzde seti benzeri ancak bireysel görüşlere daha çok ihtiyaç duyan birçok proje türetilmiştir. Stardust@Home, Solar Stormwatch ve Zooniverse gibi "*dağıtık bilgi işlem projeleri*" sadece profesyonel astronomlarca değil konuyla ilgilenen insanların yardımıyla da hızlı bir şekilde sonuca ulaşmaktadır. Bu çalışmada, günümüzde yürütülen ve yakın zamanda başlanacak olan, gönüllü katılımcıların yardımıyla büyüyen bu tür projelerden bahsediliyor.

Solar Stromwatch

Güneş Patlamalarının görüntüleri Stereo Behind ve Stereo Ahead isimli iki uzay aracı ile elde ediliyor. STEREO (Solar Terrestrial Relations Observatory) Nasa'nın Solar Terrestrial Probes (STP) programının üçüncü görevi. 25 Eylül 2006'da fırlatılan uydulardan Stereo Ahead dünyamızdan 18 gün daha erken yani 347 günde Güneş etrafındaki turunu tamamlarken Stereo Behind 22 gün daha geç yani 387 günde tamamlıyor.

Proje, Güneş Rüzgarları'nın uzay koşullarını ve özellikle Dünya'yı nasıl etkilediğini görmeyi amaçlıyor. Periyodik olarak Güneş patlamalarının görüntülerinin alınıp kısa videolar şeklinde incelenmek üzere siteye eklenmesiyle ilgililere sunuluyor. Verilen görüntülerde; patlamanın olup olmadığı , patlamalar varsa başladığı anı, fırtınanın ne kadar alana yayılmış olduğu ve ek olarak görünen farklı bir şey olup olmadığı soruluyor.Cevaplarla veriler şekilleniyor ve o cevaplar doğrultusunda çalışmalar özelleşiyor. Ne kadar çok insan bu konuda fikrini sunar ve önerisini iletirse sonuçlar o kadar güvenilir ve belirleyici oluyor.

Moon Zoo

[1] diclekolukisa@gmail.com , [2] barisdemirci38@gmail.com,
[3] israfilsenyigit@gmail.com

Ay'ın öteki yüzünün ilk fotoğrafları Sovyetler Birliği'ne ait Luna 3 isimli uzay aracı ile 1959'da çekilmişt. 20 Temmuz 1969'da ise "bir insan için küçük ama insanlık için büyük" olan adımını atmıştı Ay yüzeyinde Neil Armstrong. Moon Zoo da Zooniverse büyesinde oluşturduğu bu projede bu kez tüm insanlığın Ay yüzeyinde ilerleyebilmesini sağlıyor.
İki tane dar açılı bir tane geniş açılı kameralardan oluşan The Lunar Reconnaissance Orbiter Camera (LROC) neredeyse 50 cm genişliğindeki bölgeleri dahi net bir şekilde gösteren fotoğraflar çekiyor. Elde edilen görüntüler Ay yüzeyinde mümkün olduğu kadar detaylı krater sayımı yapılmasını sağlıyor. Verilen görüntülerde kraterler işaretleniyor hatta işaretler kraterin boyuna ve şekline göre biçimlendirilebiliniyor. Bu işaretlemeyi yaparken Ay'ın hangi bölgesinden dolaştığınızı gösteren küçük bir haritanız da oluyor. Amaç, verilere bakarak Ay'ın hangi bölgesinde daha çok krater olduğunu bulmak. Atmosferin ve yakın geçmişte yaşanmış jeolojik etkilerin olmayışı sebebiyle , Ay yüzeyindeki her bir iz oluştuğu ilk andaki gibi doğallığını koruyor ve kraterlerin sayımıyla yüzeyin yaşını tahmin etmek mümkün oluyor.

Galaxy Zoo Hubble

Hubble 1990 yılında yörüngeye taşındığından bu yana 20 yıl geçti. 2.4 metrelik ayna çapı ile görünür dalga boyunda çektiği fotoğraflar bu güne dek Dünya'daki optik teleskoplarca alınmış görüntülerden çok daha fazla ayrıntı sundu.
Geçtiğimiz yıl bir kez daha bakımı yapılan Hubble , Wide Field Camera 3 (WFC3) ve Cosmic Origins Spectrograph isimli iki yeni kamerasıyla artık tayfın kızıl öteden ultraviyole bölgesine kadarki kısmını kapsayan dalga boyu aralığında da fotoğraf çekebilecek.Galaxy Zoo Hubble , Hubble'in çektiği milyonlarca fotoğrafın içinden galaksileri sınıflandırmayı amaçlıyor. Siteye eklenen görüntülerdeki galaksilerin şekillerinin nasıl olduğuna dair, disk şeklinde mi yoksa küresel mi, merkezi şişkin ve parlak mı, spiral kollarının olup olmadığı varsa yönelimleri ve sayısı hakkında tercihler yapılması isteniyor ve cevaplara göre galaksiler sınıflandırılıyor.

Stardust@Home
Wild 2

Wild 2 adıyla bilinen 81P/Wild 1978 yılında İsviçreli astronom Paul Wild tarafından keşfedildi. 1974 yılında ise Jupiter'in yaklaşık bir milyon km yakınından geçti. Jüpiter'in güçlü çekim etkisiyle Güneş Sistemi'nin içine itilen Wild 2, 43 yıldan yaklaşık 6 yıla düşen dönüş periyoduyla bu gün hala yörüngesindeki hareketine devam ediyor.
2 Ocak 2004 günü Wild2 kuyruklu yıldızının yakınından geçti Stardust uzay aracı. Bu geçiş sırasında içi aerojel dolu küçük bloklarıyla saniyede yaklaşık 6100 metre hızlarla ilerleyen toz parçacıklarını içine hapsetti. Aerojellerin %99.8lik kısmı boştur ve milyonlarca küçük delikten oluşan süngerimsi bir yüzeye sahiptir. Bir cama kıyasla 1000 kat daha az yoğun olan aerojellerin içine parçacıklar bu yüksek hızlarda girdiklerinde buharlaşıp kaybolmak yerine esneyerek kendi uzunluklarının yaklaşık 200 katına ulaşarak hapsoluyorlar. Ocak 2006'da Utah'a güvenli bir iniş yapan kapsülün içindeki tozlar uzay aracının içinde hiçbir bozunmaya uğramadan korunabilmişti. Stardust@Home projesinin amacı da, futbol sahası büyüklüğündeki

bir alanda toplu iğne aramaya benzettikleri bu zorlu bulma sürecinde mümkün olabildiğince çok insanın yardımını almak. Güneş Sistemi'nin tarihine ışık tutabilecek bu değerli toz parçacıklarını aramaya 20 yıl önce başlamış olsalardı dahi muhtemelen bugün hala aramaya devam ediyor olurlardı. Bu yüzden analiz sürecinin hızlanması açısından kişisel katkıların önemi büyük.

Seti@Home

SETI@Home Projesi Porto Riko'daki Arecibo Gözlemevi'nden alınan verilerin çeşitli çözümleme işlemlerinden geçişiyle Dünya dışındaki akıllı uygarlıklardan gelebilecek olan sinyalleri tespit etmeyi amaçlıyor.
13 Mayıs 1999 tarihinde başlayan proje bu gün yaklaşık 5 milyon katılımcısıyla dağıtık bilgi işlem projelerinin en gözde olanı, internete bağlı bilgisayarların işlem gücü kullanılarak veri analizi yapılan ilk araştırma projesidir. The Berkeley Open Infrastructure for Network Computing (BOINC) ilk başta Seti@Home projesini yönetmek için geliştirilmiş olsa da bu gün sadece astronomi değil matematik, tıp , biyoloji ve moleküler kimya alanlarında da faaliyet gösteren yaklaşık 63 projeyi bünyesinde barındırıyor. Ancak Seti@Home benzeri projelerde kişisel olarak bilgisayar başında işlem yapmak gerekmiyor , bilgisayarınıza indirdiğiniz yazılımla sistemi otomatik olarak çalıştırıp araştırmaya katkıda bulunmanız mümkün.

Galaxy Zoo
Understanding Cosmic Mergers

Orijinal Galaxy Zoo Haziran 2007'de Sloan Digital Sky Survey 'den alınmış bir milyon galaksi görüntüsünden oluşan veri seti ile başladı. Açılışının ilk yılında yaklaşık 150,000 insanın projeye destek vermesiyle hızlı bir şekilde büyüyen Galaxy Zoo, 17 Şubat 2009'da Galaxy Zoo 2 olarak yenilendi ve bünyesine The Hunt For Supernovae katıldı.
Galaxy Zoo: Understanding Cosmic Mergers, galaksilerin birbiriyle olan etkileşimlerini anlayabilmek için bize 2 yol sunuyor. İstersek verilmiş olan görüntüdeki birleşmeye çok yakın simülasyon örneklerini inceleyerek ya da yine verilmiş görüntülerden orjinaline en yakın birleşim durumlarından birini seçerek ilerleyebiliyoruz. 8 ayrı simülasyon setlerinden oluşan verilerde orijinal görüntüye ulaşmak için fikir yürütülmesi ve o hale gelişindeki tüm olasılıkların değerlendirilerek uygulamalar yapılması isteniyor. Fotoğrafları bir biri ile karşılaştırarak sınıflandırma yapmak da mümkün. Bu gün 314,514 katılımcısıyla yürütülen Zooniverse projesi, bünyesine günden güne eklenen yeni katılımcılarla astronomi alanında yapılan çalışmaların hızlanmasında önemli rol oynuyor

REFERANSALAR

1. http://www.zooniverse.org/
2. http://www.moonzoo.org/
3. http://www.galaxyzoo.org/

4. http://solarstormwatch.com/
5. http://www.sdss.org/
6. http://stardustathome.ssl.berkeley.edu/about.php
7. http://setiathome.berkeley.edu/
8. http://sohowww.nascom.nasa.gov/
9. http://mergers.galaxyzoo.org/
10. http://supernova.galaxyzoo.org/
11. http://www.solarviews.com/eng/cometwild2.htm
12. http://stereo.gsfc.nasa.gov/mission/mission.shtml
13. http://www.nasa.gov/mission_pages/LRO/main/index.html
14. http://lroc.sese.asu.edu/EPO/LROC/lroc.php?pg=mission
15. http://antwrp.gsfc.nasa.gov/apod/ap091109.html
16. http://www.sstd.rl.ac.uk/stereo/
17. http://www.nmm.ac.uk/places/royal-observatory/
18. http://www.nasa.gov/mission_pages/hubble/main/index.html
19. http://science.nasa.gov/science-news/science-at-nasa/2010/
20. http://www.livescience.com/culture/galaxy-merger-wallin-sl-100429.html
21. http://physicsworld.com/blog/2009/11/galaxy_zoo_mergers.html
22. http://www.nasm.si.edu/exploretheuniverse/kiosks/whatsnew/overview.cfm?obs=39

TEŞEKKÜR: H.TUĞÇA ŞENER ŞATIR'A KATKILARINDAN DOLAYI SONSUZ TEŞEKKÜRLER.
TASARIM: KUBİLAY AKDEMİR

Küçük Kütleli Örten Çift Yıldızlar

ŞEHİTOĞLU Gizem* ve ÇAKIRLI Ömür

Ege Üniversitesi

Özet Bu çalışmada gökadamızda keşfedilen küçük kütleli örten çift sistemlerin tayfsal ve ışıkölçüm gözlemleri ve onların sonuçları sunuldu. Sistemlerin 2008, 2009 ve 2010 yılı gözlem sezonunda fotometrik ve tayfsal gözlemleri yapıldı ve sisteme ilişkin BVRI çokrenk ışık ve dikine hız eğrileri elde edildi. Sistemlerin baş yıldızlarının tayf türleri yapılan tayfsal gözlemlerden bulundu. İncelenen sistemler, küçük kütleli örten çiftler olarak sınıflandı. Elde edilen ışıkölçüm ve tayfsal veriler birleştirilerek sistemlerin yörünge öğeleri ve bileşenlerin fiziksel parametreleri hesaplandı.

* sehitoglu_gg@hotmail.com

Aur Çift Sisteminin TUG'da Yapılmış Gözlemlerine Dayanan Işık Eğrisi Analizi

YOLKOLU Arzu*, AK Hasan ve AK Nurten

Erciyes Üniversitesi

Özet Bu çalışmada, anakol bileşenli yarı-ayrık çift sistem olan IU Aur yıldızı incelenmiştir. Yörünge eğim açısı (i) değişimi ile bilinen IU Aur, Şubat-Kasım 2007 ve Ocak 2008 tarihlerinde TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi (TUG) "YT40" teleskopu kullanılarak gözlenmiştir. Ön indirgemeler MaxIm DL programı kullanılarak yapılmış, gecelik sönümleme katsayılarını elde etmek için ön indirgemesi yapılmış framelerdeki parlaklıklar akıya dönüştürülmüş ve EXCEL programında elle indirgeme yapılmıştır. Üç ayrı filtrede elde edilen gözlemsel ışık eğrileri, Binary Maker'da analiz edilerek sistemin fiziksel ve geometrik öğeleri bulunmuştur. IU Aur örten çift yıldız sisteminde, sistemde görülmeyen bir üçüncü cismin varlığı da ışık eğrisi analizinde göz önüne alınarak daha uygun sonuçlar ortaya çıkarılmıştır.

* astro.arzu@gmail.com

Astronomiye Emek Verenler

ÖZEL OTURUM

ÜLKEMİZDE ASTRONOMİ BİLİMİNE EMEK VERENLER

Günay TAŞ[1⋆]

[1]Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, İZMİR

Astronomi biliminin Türkiye'de geldiği noktanın daha iyi anlaşılabilmesi için başlangıcın unutulmaması ve köklerle bağın koparılmaması gerekir. Bu yüzden, ülkemizdeki astronomların "yakın tarihinin" yazılmasına gereksinim vardır. Bugün bizlerin üniversitelerde astronomi yapabiliyor olmasının başlıca nedenlerinden biri, Hitler' in ırkçı politikalarından kaçan, aralarında astronom ve fizikçilerin de olduğu, dünyaca saygın çok sayıda bilimciye M. K. Atatürk' ün ülkemizin kapılarını açmasıdır (Reisman 2006, Duerbeck 2006). M. K. Atatürk böylece küllerinden doğmakta olan "yeni" bir ülkede bilimin serpilmesine, dünya düzeyine ulaşmak için ilk adımların atılmasına olanak sağlamış oldu.

Önce Berlin, sonra da Potsdam Gözlemevinde uzun yıllar boyunca Albert Einstein ile çalışmış olan Erwin Finlay Freundlich eşi yahudi olduğu için Almanya' yı terketmek zorunda kaldı. 1933 yılında İstanbul Üniversitesi' nde hem bölümün kurulması hem de gözlemevinin modernleştirilmesi sürecini başlattı ve bu sırada Türk astronomi camiasının ilk hocaları olacak kişileri eğitti. İlk astronomi kitabını da İstanbul' da çalışırken yazdı (von Klüjber 1965). Aslında bugünkü Türk astronomisinin gerçek köklerini oluşturan süreç bu şekilde başladı. Kendisi 1937' de Prag Üniversitesi' ne [ki burada Zdenek Kopal' in hocası oldu (Batten 2008)] 1939' da da ömrünün sonuna kadar çalışacağı İskoçya' daki St. Andrews gözlemevine geçti. Türkiye' deki kısa süreli yöneticiliği sırasında sağladığı burslar ve dünya görüşü sayesinde Paris Pişmiş (Batten 1985) ve Nüzhet Gökdoğan' ın bilimsel kariyerine yön verdi, dolayısıyla hem Türk hem de Meksika astronomisinin çehresini değiştirecek izler bırakmış oldu.

Finlay Freundlich' in İstanbul Üniversitesindeki yardımcılarından olan Wolfgang Gleissberg ve Thomas Royds da değerli bilimcilerdi. Thomas Royds 1907-1909 tarihleri arasında nükleer fiziğin babası sayılan Ernest Rutherford ile çalıştı. 1911-1937 arası Güney Hindistan' daki Kodaikanal Güneş Fiziği Gözlemevi' nde yöneticilik yaptıktan ve güneş fiziği üzerine çalışmalar yürüttükten sonra 1937' de İngiltere' ye ülkesine döndü, iki yıl sonra da emekli oldu. Davet üzerine geldiği İstanbul Üniversitesi' nde 1938' den 1947' ye kadar kaldı. Wolfgang Gleissberg de Güneş' e ilişkin dünya çapında çalışmaları olan başka bir yahudi Alman bilimcidir. 1934-1958 yılları arasında İstanbul Üniversitesi' nde çalıştı. Hem o Türkiye' ye hem de Türk astronomlar ona büyük bir sevgiyle bağlandı. İstanbul Üniversitesi' ndeki güneş çalışmalarının başlangıcını bu bilimciler yapmıştır. Onların öğrencileri bugünkü akademisyenleri yetiştirmiştir.

Ankara Üniversitesine davet edilen kişi, 1954 yılında görevine başlayan Egbert Adriaan Kreiken' di. Kendisi değişen ve çift yıldızlar üzerine çalışıyordu.

⋆ e-posta: gunay.tas@ege.edu.tr

1923' te doktorasını aldıktan sonra bugünkü Endonezya' da ve sonra Liberya' da (Afrika) çalıştı. 1954' te astronomiye geri dönüş yaparak 1964' e kadar çalışacağı Ankara Üniversitesi' ne geçiş yaptı. O da eğitim almaları ve dünya standartlarını yakalayabilmeleri için yurtdışına çok sayıda öğrenci gönderdi. O öğrencilerin o dönemde aldıkları eğitim ve kurduğu ilişkiler günümüzde hala astronomi çalışmalarında belirleyicidir (bkz. örn. Yılmaz 2010, Engin 2010, Aydın 2010). Bugün ülkemizdeki çalışma konu başlıkları o dönem dünyayla etkileşmelerinin sonucudur. Egbert Adriaan Kreiken' in en yakın yardımcıları Dilhan Eryurt ve Abdullah Kızılırmak' tı (Tüfekçioğlu 2010). Prof. Kreiken' in sayesinde onlar da çeşitli burs olanaklarından yararlanarak bilgi ve görgülerini geliştirirken, onun gibi deneyimli bir kişiden de yöneticilik ve dünya görüşü birikimi sağladılar. Sonrasında ODTÜ Astrofizik ve Ege Üniversitesi Astronominin temellerini attılar.

Ege Üniversitesi Gözlemevi ve Astronomi Bölümü, kuruluş ve yeni neslin yetiştirilmesi için başka bir Alman bilimci olan Hans Kienle' den yardım aldı. Hans Kienle iki dünya savaşına tanıklık ederken bilim ve yöneticilik yapmak durumunda kalmıştı. Onun bilimsel ve yaşamsal birikimi Ege Üniversitesi Astronominin bugünkü akademisyenlerine rehberlik etti. Günümüzde Kızılırmak ve Kienle hocaların öğrencileri, kendi yetiştirdikleri akademisyenlere bayrağı devretmeye başlamıştır.

Bu yabancı kökenli bilimcilerin doğum tarihleri 1800' lerin sonlarına rastlar. 19. yy' dan 21. yy' a köprü olan astronomların bir kısmı şu an hayattadır, bir alt dönemlerinin ise hepsi. İşte bu yüzden hala anıların, hatırlardan söze dökülebileceği bir dönemdeyiz.

Eğer Türkiye Cumhuriyetinde astronominin başlangıcını Erwin Finlay Freundlich' in 1933 yılında İstanbul Üniversitesi' ne gelmesi kabul edecek olursak 2033' te 100. yılımızı kutlayacağız demektir. Bu özel yılı bir hedef kabul edersek, astronomi camiası olarak önümüzdeki yaklaşık 20 yılı bugünden planlamalı ve yapılması gerekenler konusunda sorumluluklar almalıyız. Bu düşüncenin ilk halkası olarak bizi bugüne ulaştıran ve emek veren astronomları anmak ve teşekkür etmekle başlayabiliriz. Türkiye' de astronominin temelleri genç Cumhuri- yetin 10. yılında atıldı, ülke büyük yokluklar ve sıkıntılar içinde olmasına rağmen kararlı bir bilim politikası izlenmesi, sonuç verdi. Bu bağlamda başta Mustafa Kemal Atatürk' e teşekkür borçluyuz. Bilimsel anlamda, ülkemizdeki yabancı bilimcilerin büyük katkısı sayesinde, dünyayla yapılan işbirlikleri çok sayıda öğrencinin yurtdışında eğitim almasına ve bilimde seviyenin yükselmesine olanak sağladı. Bu nedenle, bu değerli insanları tanımalı, onları anmalı ve teşekkür etmeliyiz. Bizden sonra, kurumu yaşatacak öğrencilerimize bölüm tarihini anlatmalıyız.

Bu yabancı uyruklu hocalarımız ülkemizden ayrılıp gittikten sonraki dönemin değerlendirilmesi ve eleştirilmesi önemlidir. Geleceğe yönelik gerçekçi planlar, ancak bundan sonra dile getirilebilir. Astronomlar olarak hala çok küçük bir topluluğuz. Herkes bir diğerinin ya hocası ya öğrencisi. Kısacası ülkedeki tüm astronomi bölümlerindeki elemanlar arasında organik bağlar var. Ülkemizdeki astronomi kültürünün yerleşmesi ve daha ileri gitmesi için bizlere çok görevler ve sorumluluklar düşmektedir. Çok zor koşullar altında hizmet vermiş

olan astronomlar emekli olsalar bile bu camianın ayrılmaz parçalarıdır. Onların deneyimine ve yönlendirmelerine her zaman ihtiyacımız olacaktır.

Tüm bu düşünceler doğrultusunda XVII. Ulusal Astronomi Kongresinde yeni bir gelenek başlıyor; astronomiye emek veren, emekli olarak artık astronomiyle uğraşmayacak astronomları, toplantı sırasında teşekkür ederek uğurlamak. Bu vesileyle ülkemizde astronominin devamlılığının sağlanması konusunda bayrağı devralanlara yapacakları önerileri öğrenmek. Kongreye çeşitli nedenlerle katılama- yan hocalarımızın da yazılarıyla katkı vermelerini sağlamak. Henüz ilk emeklilerimizi verdiğimiz için toplantı kitapçığının bu özel kısmı ülkemiz astronomisinin tüm başlangıcını 2010 tarihine kadar özetlemiş olacak. Bundan sonraki Ulusal toplantılarda bu geleneğin sürdürülmesiyle, toplantı kitapçıklarında yer alan bilgiler ve isimler ışığında Türkiye Cumhuriyeti Astronomi tarihi, Ulusal Toplantı Kitapçıklarında doğrudan belgelenmiş olacak. Ancak eminim burada yazılı olanların dışında çok anı, anektod, deneyim ve fotoğraf vardır. Özellikle de fotoğraflar. Bu fotoğrafların tarayıcılardan geçirilip ölümsüz hale getirilmesi önemlidir. Her bölümün ya da gözlemevinin özel anları artık dijital makineler sayesinde bol miktarda görüntüleniyor. Ancak bu sefer de içeriğin anlatımı kısmı eksik kalıyor. İçinde belli bir zaman için konuk olduğumuz çalışma mekanlarımız ve koltuklarımız, hepimizin çok iyi bildiği gibi bizden sonrakilere ait. Dolayısıyla kurumsal anılarımız ve deneyimlerimiz de öyle. Astronomi camiasının ortak tarihini arşivlemek konusunda herkesi düşünmeye ve olasılıklar üretmeye davet ediyorum.

Çizelge 1' de bugüne kadar bölümlerimizde çalışmış, değişik nedenlerle ya da emekli olarak bölümden ayrılmış değerli hocalarımızın, arkadaşlarımızın isimlerini bulacaksınız. Bu liste tüm bölümlere, Fizik bölümünde astrofizik anabilim dalı olan birimlere ya da Fizik bölümlerinde çalışan astronomlara, kısacası astronomu olduğunu bildiğimiz her birime, sorularak oluşturulmuştur.

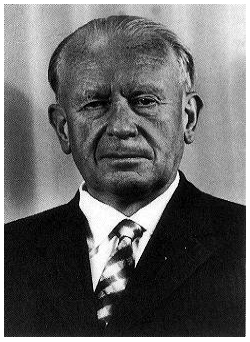
Ayrıca yazının sonuna, Türkiye' de astronomi adına ilklere imza atan kurucu hocalarımızı içine alan küçük bir fotoğraf arşivi hazırladım. Bu yazıyı ve fotoğraf arşivini hazırlarken kapsamlı bir kaynak taraması yapmam gerekti. Bu araştırma sürecinde gördüm ki ülkemizde belli bir süre çalışıp başka ülkelere geçmiş olan hocalarımız hakkında, sonradan geçtikleri ülkelerin kurumları sayesinde çok sayıda yazı, anı, fotoğraf varken, kendisini yalnız ülkemize vakfetmiş hocalarımız hakkında herhangi bir döküman bulmak zordu. Bu düşündürücü bir sonuçtur. Vefa konusunda sınıfta kaldığımızın göstergesidir. Onları, dolayısıyla birbirimizi, sahiplenmek ve yüceltmenin, mesleki değerlerimize sahip çıkmak ve yüceltmekle eşdeğer olduğunu farkettiğimiz gün, daha olumlu ve üretken bir çalışma ortamı da kendiliğinden oluşacaktır.

Son olarak, bu özel oturuma hem toplantı sırasında hem de kitapçıkta olanak sağlayan astronomi camiamıza, bilgilerin toplanmasında ve kişilerle iletişim kurmak konusunda yardımlarını esirgemeyen meslektaşlarımıza ve konuşmalarıyla, yazılarıyla, kişisel fotoğraf albümleriyle bu özel bölüme katkıda bulunan değerli hocalarımıza çok teşekkür ediyorum.

Kaynaklar

Aydın, C., 2010, Bu kitapçıkta ve bu bölüm içinde
Batten, A. H., 1985, JBAA 96, 33
Batten, A. H., 2008, Obs 128, 121
Duerbeck, H. W., 2006, "German Astronomy in the Third Reich", Organizations and Strategies in Astronomy, Volume 7, Edited by André Heck. ISBN-10 1-4020-5300-2
Engin, S., 2010, Bu kitapçıkta ve bu bölüm içinde
Reisman, A., 2006, "Turkey's Modernization: Refugees from Nazism and Atatürk's Vision", New Academia Publishing, LLC, Washington, DC. ISBN: 0-9777908-8-6
Tüfekçioğlu, Z., 2010, Bu kitapçıkta ve bu bölüm içinde
von Klüjber, H., 1965, AN 288, 281
Yılmaz, N., 2010, Bu kitapçıkta ve bu bölüm içinde

(a) Erwin Finlay Freundlich (1885-1964)



(b) Wolfgang Gleisberg (1903-1986)

(c) Thomas Royds (1884-1955)

(d) Egbert Adriaan Kreiken (1896-1964)

(e) Hans Kienle (tam ismi Johann George Kienle) (1895-1975)

(f) Hatice Nüzhet Gökdoğan (1910-2003)

(g) Paris Pişmiş (1911-1999)

(h) Abdullah Kızılırmak (1925-1983)

(i) Dilhan Eryurt (1926-...)

Şekil 1. Türkiye'de astronomi adına ilklere imza atan kurucu hocalarımızın fotoğraf albümü. Fotoğraf kaynakları;
a. http://www-history.mcs.st-andrews.ac.uk/PictDisplay/Freundlich.html
b. http://www.uni-frankfurt.de/fb/fb13/Dateien/paf/paf209.html
c. http://prints.iiap.res.in/bitstream/2248/1038/5/Royds.pdf
d. http://rasathane.ankara.edu.tr/en/history/kreiken.php
e. Ege Üniversitesi Astronomi Bölümü fotoğraf arşivleri
f. http://www.istanbul.edu.tr/fen/astronomy/tanitim/tarihce/kurgunastro.pdf
g. http://www.biltek.tubitak.gov.tr/bilgipaket/biliminsanlari/turkbilimadami/S-334-38.pdf
h. Ege Üniversitesi Astronomi Bölümü fotoğraf arşivleri
i. http://www.biltek.tubitak.gov.tr/bilgipaket/biliminsanlari/turkbilimadami/S-7360-74.pdf

Çizelge 1. Üniversitelerimizde görev yapmış ve bugün değişik nedenlerle profesyonel olarak astronomiyle uğraşmayan astronomların listesi.

İstanbul Üniversitesi
Prof. Dr. Nüzhet Gökdoğan*
Prof. Dr. Kamuran Avcıoğlu*
Prof. Dr. Edibe Ballı*
Prof. Dr. Adnan Kıral*
Prof. Dr. Tarık Gökmen*
Prof. Dr. Okyay Kabakçıoğlu*
Prof. Dr. Paris Pişmiş*
Prof. Dr. Fatma Esin
Prof. Dr. Ahmet Metin Hotinli
Prof. Dr. Abdüssamet Marşoğlu
Prof. Dr. H. Hüseyin Menteşe

Ankara Üniversitesi
Prof. Dr. Nadir Doğan
Prof. Dr. Zeki Tüfekçioğlu
Prof. Dr. Nihal Yılmaz
Prof. Dr. Semanur Engin
Prof. Dr. Cemal Aydın
Yrd. Doç. Dr. Zekeriya Müyesseroğlu*

Ege Üniversitesi
Prof. Dr. Abdullah Kızılırmak*
Ord. Prof. Dr. Hans Kienle*
Prof. Dr. Thomas L. Swihart
Prof. Dr. Raymond H. Wilson
Dr. Flecktenstein
Dr. Eckhard Pohl
Doç. Dr. Mehmet Kurutaç
Prof. Dr. Selman R. Kınacı
Prof. Dr. Ünal Akyol*
Prof. Dr. Sezai Hazer*
Prof. Dr. Şükrü Bozkurt*
Dr. Rümeysa Kızılırmak
Prof. Dr. Necdet Güdür
Prof. Dr. Ömür Gülmen
Dr. Janet Akyüz Mattei*
Uzman Okan Tümer
Asistan Dr. Ali Yener Ertan*

ODTÜ
Prof. Dr. Dilhan Eryurt
Ögr. Gör. Dr. Murat Alev

Boğaziçi Üniversitesi Kandilli Rasathanesi ve Deprem Araştırma Enstitüsü
Prof. Dr. Muammer Dizer*
Prof. Dr. Tamer Ataç
Prof. Dr. Atila Özgüç
Dr. Levent Altaş

Akdeniz Üniversitesi
Araş. Gör. Hüseyin Dündar*

∗ Artık aramızda olmayan hocalarımız ve meslektaşlarımız.

HERKESE MERHABA

Metin HOTİNLİ[1⋆]

[1]İstanbul Üniversitesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, İstanbul

Nazik ilginize teşekkür eder, tertiplemiş olduğunuz güzel toplantıya, sağlık nedenleri ile katılamayacağım için, üzüntülerimi ifade etmek isterim.

Eğer katılabilseydim, bu kadar seçkin astronom karşısında, benim astronomi hakkında söyleyecek fazla bir sözüm zaten olamazdı. Ancak, Ulusal Öğrenci Astronomi Kongresinin de birlikte yapıldığını göz önüne alarak, astronomiye ilk adımlarını atan gençlere, başarı dileklerimle birlikte, birkaç anımı ve astronomi üzerine bazı düşüncelerimi iletmek istiyorum.

Bundan 63 yıl önce, 1947 yılında İstanbul Üniversitesi Fen Fakültesi, o zamanki adı ile Astronomi Enstitüsü'ne, asistan olarak girdiğim zaman, Üniversitedeki Türk astronomların sayısı sadece iki idi: Doç. Dr. Nüzhet Gökdoğan ile asistan Edibe Tüzemen hanımlar. Benimle birlikte sayı üçe çıkmış oldu. İki tane de yabancı öğretim üyesi; Prof. T. Royds ve Dr. W. Gleissberg ile toplam sayımız beş olmuştu.

Sizin de belirttiğiniz gibi, yaklaşık 75 yılı geride bırakan Türk astronomları olarak, göndermiş olduğunuz Kongre Programındaki bildiri sunanların listesine bakınca, bir insan ömrü kadar kısa sürede Türkiye'de astronominin göstermiş olduğu bu olağanüstü gelişme karşısında gurur duymamak mümkün değil.

Lise öğrencisi olduğum yıllarda, astronomi üzerine çok ilginç bir kitap okumuş ve "ben de astronom olacağım" demeye başlamıştım. Ancak itiraf etmeliyim ki, ne arkadaşlarımdan ne de aile çevremden destek görmek şöyle dursun, "astronomi ne işe yarar, daha faydalı bir şey yapsana" gibi sözler işitmiş, Ziya Paşa'nın, Thales' in göğe bakarken kuyuya düşmesine gönderme yapan, "Yıldız arayıp gökte nice turfa müneccim / Gaflet ile görmez kuyuyu rah-i güzarında" dizelerine de sık sık muhatap olmuştum. Hatta babamı bir arkadaşı "üzme kendini, matematik yaptığına göre, ona bir sigorta şirketinde iyi bir iş bulurum" diye teselli etmiş.

O sıralarda gazetelerde İstanbul Üniversitesinde yeni bir gözlemevi inşa edil- mekte olduğunu okumuştum. Hemen Beyazıt'a gidip, ileride benim de içerisinde 40 yıl mutlu bir çalışma hayatı geçireceğim binanın temellerinin atılışını görmek fırsatını buldum. Gene gazetelerde, eğitimini Fransa'da tamamlamış olan genç bir Türk hanımının, Üniversite Reformundan sonra yeni kurulan Fen Fakültesinde, astronomi dalında doktora tezi yaparak başarılı bir sınav sonunda Fen doktoru unvanını almış olduğunu okudum. Bu haber beni çok duygulandırdı. Genç Cumhuriyetin "aydınlanma" ve "çağdaşlaşma" projesinin meyvelerini artık vermeye başladığı görülüyordu. "Gökyüzünü gözlemek günahtır, Tanrı'nın işine karışmaktır, uğursuzluk getirir" türünden fetvalarla, gözlemevlerinin yıkılmış olduğu bir ülkede, gökbilimine ilginin tekrar başlamış ol-

⋆ Emekli, Prof. Dr.

ması ve kadınların bile bu mesleği seçebilmeleri, beni fazlası ile heyecanlandırmış ve astronomiyi seçmek azmimi daha da pekiştirmişti.

Ancak, bu mesleği seçtikten sonra, pek çok kez, "astronomi neye yarar, ne gibi faydası vardır?" gibi sorular ile karşılaştığım oluyordu. Uzay çağının başlaması ve yapay uydular aracılığı ile gelişen teknolojiden sonra, belki bugünün gençlerine böyle anlamsız sorular artık sorulmuyordur, çünkü bunu soranlar, uygarlığın sadece teknolojik gelişme yönünü görmektedirler. Oysa uygarlık teknolojiden ibaret olmayıp, fikir düzeyindeki gelişmedir. Teknoloji ise, temel bilimlerin bir yan ürünü olarak ortaya çıkar.

Bana "astronomi ne işe yarar?" diye soranlara o zaman şöyle diyordum: "Newton Gök Mekaniği problemlerini çözmek isterken, diferansiyel ve integral hesabı icat etti. Onsekizinci ve ondokuzuncu yüzyılların büyük matematikçileri, Gök Mekaniği problemlerini çözmeye uğraşırken, Matematiğe dev adımlar attırdı- lar". Ünlü Fransız fizikçi Jean Perrin' in "Eğer gezegenimiz de, Venüs gibi, sürekli olarak, yıldızlı göğün görüntüsüne engel olacak kalın bulutlar ile çevrili olsa idi, o zaman Astronomi olmayacağı gibi, ne sinema, ne radyo, ne otomobil... olurdu" değerlendirmesini hatırlatıyordum.

Kanımca Kopernik kuramının asıl önemi, eski bir kuramın yerine daha doğru olduğu varsayılan yeni bir kuramın gelmiş olması değildir. Zaten Kopernik kuramının da pek çok eksiği vardı, bunları ileride gelenler düzeltti. Asıl önemi, onu bir Devrim yapan, aklın, geleneksel ve dinsel saplantıların zincirlerinden kendini kurtarmasını sağlamış, aydınlanmanın yolunu açmış, habercisi, itici gücü olmasındadır.

Kopernik yerküreyi Evrenin merkezinden kaldırıp, sıradan bir gezegen konumuna getirdi. Bir sonraki adım, Güneş' i Evrenin merkezinden kaldırıp, Samanyolu içerisinde sıradan bir yıldız konumuna getirmekti. Buna "ikinci Kopernik Devrimi" diyebiliriz. Samanyolu'nu da, Evrenin merkezindeki görkemli konumundan alıp, milyarlarcası arasında, sıradan bir galaksi konumuna getirmek, yirminci yüzyıl astronomlarına kısmet olacaktı. Bunu da "üçüncü Kopernik Devrimi" olarak tanımlayabiliriz.

Astronominin bu gelişmesini, ünlü Amerikalı astronom Edwin Hubble şöyle tanımlıyor: "Astronomi tarihi, İnsanın genişleyen ufuklarının tarihidir".

Gökbiliminin gelişmesinin her aşamasında, ufkumuz biraz daha genişlerken, maddesel konumumuz biraz daha önemini yitiriyor. Gene de bunu anlayacak kadar aklımızın oluşu onur vericidir.

AKIL, BİLİM VE DİN

Necdet GÜDÜR[1⋆]

[1]Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, İZMİR

Geçenlerde bir köşe yazarı gazetesindeki makalesini "Burası Türkiye. Bilgisi olmadan fikir söyleyenlerin dogmalara takılanların ve bilimsel çalışmalara göz atmak gereksinimi duymayanların ülkesi" (Erçel 2010) cümleleriyle bitirmiş. Rahmetli gazeteci Uğur Mumcu da toplumumuzda "bilgi sahibi olmadan fikir sahibi olmak" gibi bir eğilimin bulunmasından şikayetçiydi.

Müslüman ülkeler ve Türklerin neden kalkınamayıp hemen her konuda geri kaldığı birçok insanımızın dikkatini çekmiş ve bu konudan epeyce araştırma ve inceleme yapılarak kitaplar yazılmıştır.

Yusuf Has Hacip 1070' li yıllarda yazdığı Kutsal Kitapta (Kutadgu Bilig) da şunları söylüyor: "...Bilginlerin bilimi toplumun yolunu aydınlatır. Bilginleri pek çok seviniz ve onlardan saygıyla söz ediniz, az ya da çok, onların bilgilerini öğreniniz. Yararlı ya da zararlı şeyleri birbirinden ayırt ederek, doğru ve temiz yolu tutan kimseler, bilginlerdir. Onların ölçüsünde bilimleri öğreniniz, bilginlere iyilik ediniz ve yardımda bulununuz, onlara dil uzatmayınız... Yeryüzünde bu bilginler ve felsefeciler olmasaydı, ekilmiş olsa dahi yerden yiyecek çıkmazdı... Bir de hekimler, tabipler katmanı, gökbilimciler katmanı vardır... Her türlü iyi söz kitaplarda bulunur. Yazanlar kitapları yazmamış olsalardı, bu felsefe ve bilgileri biz nasıl öğrenebilirdik?... İnsan aklını kullanır ve işine bilgi ile başlarsa, giriştiği tüm işlerde başarıya ulaşır... Yazmalı, okumalı ve başkalarının bilgilerinden yararlanmalıdır. Çok kitap okumalı, şiirden, gökbilimden, tıptan anlamalı, aritmetiği ve geometriyi kavrayıp, alan ölçümü bilimini bilmelidir. Kişi, akılla yükselir, bilgiyle büyür; akıl ve bilgi ile saygı görür... Bilgi, kişinin hiçbir ortamda yitiremeyeceği varsıllıktır. Hırsızlıkların, dolandırıcıların eli ona uzanamaz."

Bu tür örnekleri daha da uzatabiliriz.

Karahanlılar (840-1141), Gazneliler (962-1187), Selçuklu İmparatorluğu (1038-1157), Anadolu Selçuklu Devleti (1078-1243), Harzemşahlar Devleti (1157-1231), Mısır Türk Devleti (1250-1517), Karakoyunlular (1380-1457), Akkoyunlular (1380-1457), Timur İmparatorluğu (1336-1506), Osmanlı İmparatorluğu (1299-1922) gibi Türk devletlerinin dönemlerinde zaman zaman bilime, sanata, bilim ve sanat insanlarına önem verilmiş, bu dönemlerde aşağıdakiler gibi bilimciler yetişmiştir:

Cabir İbn Hayyan (Ölüm: 815) Kimyacı.

Harezmi (780-850) Matematik, Coğrafya ve Gökbilimci.

İbni Türk (9. yy sonları ve 10. yy başları) Cebirci.

Fergani (9. yy ortaları) Gökbilimci Güneşin yarıçapını 6410 km buldu.

Sabit Bin Kurre (9. yy) Gökbilimci, Analitik geometrinin babası.

⋆ Emekli, Prof. Dr.; e-posta: necdetgudur@gmail.com

Ebu Bekir Razi (854-932) Hekim, cerrah. Çiçek ve Kızamık Hastalıkları ile ilgili kitabı, Avrupada 1495-1866 arasında 48 kez basılmıştır.

Farabi (873-950) Felsefeci.

İbn-i Yunus (10. yy) Gökbilimci, Logaritmanın babası.

İbn-i Heysem (965-1038) Fizikçi, Matematikçi ve Gökbilimci.

İbn-i Havkal (10. yy) Gezgin.

Biruni (973-1049) Felsefeci. Pozitif bilimin babası. Gökbilim Ansiklopedisi hazırlamıştır.

İbn-i Sina (980-1037) Filozof, Hekim.

Yusuf Has Hacip (1017-1077) Filozof.

Kaşgarlı Mahmut (11. yy) Türkolog. Araplara Türkçe öğretmek için Divan-ı Lügat-ut Türk (Türk Dilleri Sözlüğü) yazdı.

Hazini (12. yy) Fizikçi, Gökbilimci ve Matematikçi.

İbn-i Tufeyl (1106-1185) Gökbilim, Felsefe ve Tıp bilimcisi.

İbn-i Rüşa (1120-1198) Filozof, Hekim, Gökbilimci.

Cezeri (1136-1206) Sibernetiğin kurucusu.

Nasireddin Tusi (1201-1274) Gökbilimci.

İbn-i Nefis (1210-1288) Hekim.

İbn-i Şatır (1304-1375) Gökbilimci. Batlamyus Kuramının yanlışlığını gösterdi.

İbn-i Haldun (1332-1406) Tarihçi.

Şeyh Bedrettin (1358-1420) Filozof.

Abdülkadir Meragi (Öl: 1434) Müzik Bilimcisi.

Uluğ Bey (1394-1447) Gökbilimci, Matematikçi. Zic-i Uluğ Bey adlı yıldız kataloğunu hazırladı.

Ali Kuşçu (öl. 1474) Gökbilimci. İstanbul Ayasofya Müderrisliğinde Hoca.

Ali Şir Nevai (1441-1501) Edebiyatçı.

Piri Reis (1475-1554) Denizci. Dünya haritası meşhurdur.

Katip Çelebi (1609-1658) Tarihçi, Coğrafyacı.

Naima (1655-1716) Tarihçi.

Bu listeye birkaç isim daha eklenebilir. İlk dikkat çeken, bu bilimcilerin büyük çoğunluğunun Gökbilim ile ilgilenmiş olmalarıdır. Bir başka dikkat çeken konu da bilimin en gelişkin ve üretken döneminin, bin yılı yöresi olduğudur. Bu yıllardan sonra uzun bir dönem duraklamalar yaşanmıştır. Tarihe baktığımızda bu dönemde, batıdan Haçlı seferleri ve doğudan da Moğol saldırılarının ortaya çıkması sonucu bütün enerjilerin savaşlarda eriyip gittiğini görüyoruz. Dikkat çeken önemli bir konu da bütün bu bilim adamlarının, eserlerini Türkçe olarak değil de daha çok Arapça ve Farsça dillerinde yazmalarıdır. Bu yüzden bilim halktan uzak kalmış ve tabana yayılamamış, işlevini tam yerine getirememiştir. Bu boşluğu din adamları çok güzel doldurmuş, bilim deyince ilahiyat, bilim adamı deyince de ulema denilen din adamları anlaşılmıştır. Böylece akıl ve akla önem veren anlayış dışlanmıştır. Dünyanın dümdüz olması, evrenin merkezinde bulunması, tüm yıldızların, gezegenlerin, güneşin dünya çevresinde dönmesi gibi yanlış inanışlar 19. yüzyıla kadar sürüp gitmiştir. Nihayet 10 Kasım 1979' da Papa II. Jean Paul, Galileo olayının yeniden araştırılmasını istemiş, 1981' de

Vatikan' da bir araştırma kurulu oluşturulmuş, bu kurul 1982' de Galileo' nun haklı olabileceğini dile getirmiş, fakat haklıdır dememiş, tam 11 yıl çalışan kilise kurulu 1992' de Galileo' nun suçsuz olduğunu, görüşlerinin de doğru olduğunu açıklamıştır (Özakıncı 2006). Stephen Hawking ise şunları söylüyor: "... 1981 yılında Vatikan' da düzenlenen kozmoloji konferansına katıldım... Konferansın sonunda katılımcılar Papa' nın huzuruna kabul edildiler. Bize, evrenin evrimini büyük patlamaya kadar inceleyebileceğimizi ancak büyük patlamanın kendisiyle ilgili çalışmalar yapmamamızı, çünkü bunun bir yaradılış anı, yani Tanrı' nın işi olduğunu söyledi." (Hawking 2010). Bu anlayışlar İslam Dünyasında da hemen hemen aynıdır. Örneğin, Gazali, 1095 yıllarında yazdığı Makasıd el-Felasife (Düşünürlerin Amaçları) kitabında önceleri felsefecileri övmekte, Aristo' nun akıl yürütme yasalarını benimsemekte fakat daha sonra akılcılığı dinsizlik olarak göstermektedir. Daha sonraları da sufi din adamları, akla dayalı bilimselliği savunanlara karşı Gazali' nin savlarını kullanmış, halkı bilimsel düşüncenin dine karşıt bir tutum olduğuna inandırmışlardır. Sonuç olarak; ilimle kastedilen, nakli bilim (Kur' an ve hadis öğretisi) olmuştur.

Oysa ulema denilen din adamları, Kur' an ve hadislerin halk tarafından öğrenilmesini değil hep ezberlenmesini önermişlerdir. Diyanet İşleri Bakanlığı tarafından hazırlanıp yayınlanan "Kur' an-ı Kerim' in Türkçe Meali" adlı yapıtla- rın önsözlerinde "Bu ilahi, beşer üstü ve muciz kitabın tam hakkını vererek aynen Türkçeye çevrilmesi mümkün değildir. Bu itibarla, en isabetli yol; ayetleri kelime kelime aynen tercüme etmek yerine, Arapça aslından anlaşılan mana ve meali Türkçe ile ifade yolu olsa gerektir. Kur' anın nazm-ı celilini, aslındaki i' caz ve belagatini muhafaza ederek tercüme etmek mümkün değildir" denilmektedir. Kuran ilk olarak 1141' de Latince' ye, 1513' de İtalyanca' ya, 1616' da Almanca' ya, 1647' de Fransızca' ya, 1648' de İngilizce' ye çevrilmiştir. Türkçeye ise Cumhuriyet kurulduktan sonra Atatürk döneminde çevrilmiştir. Halkımızın dininde, inancında bile cahil kalması istenmiştir. Takiyüddin Raşit' in 1575 yılında kurduğu İstanbul Rasathanesini saymazsak, Osmanlı' da 1900' lere kadar önemli bir bilimsel gelişmeye rastlamıyoruz. Zaten bu rasathane de 5 yıl sonra 1580' de bir fetva ile yıktırılmıştır. Matbaa ise kullanıma girişinden ancak üç asır sonra İstanbula gelebilmiş fakat o dönemde Kuran' ın basılarak dağıtılması yasaklanmıştır.

Günümüze gelirsek, bu konuda bakış açımızda fazlaca bir gelişme olduğunu söylemek zor gibidir. Örneğin diğer derslerden hiçbirinin okullarda okutulması anayasamızda söz konusu bile edilmezken yalnızca din ve ahlak kültürü dersinin okutulması anayasal güvence altına alınmıştır.

Kaynaklar

Gazi Erçel, 5 Ağustos 2010 Habertürk Gazetesi, s. 13
S. W. Hawking, 2010, "Herşeyin Teorisi", Şenocak Yay., s. 73
Cengiz Özakıncı, 2006, "İslamda Bilimin Yükselişi ve Çöküşü", Otopsi Yay., s. 244

XVII. Ulusal Astronomi Kongresi VI. Ulusal Öğrenci Astronomi Kongresi
31 Ağustos - 4 Eylül 2010, Adana

OSMANLI İMPARATORLUĞUNUN SON DÖNEMİNDEN CUMHURİYET DÖNEMİNE ASTRONOMİ ÇALIŞMALARI

Cemal AYDIN[1⋆]

[1]Ankara Üniversitesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Ankara

1 OSMANLI İMPARATORLUĞUNUN SON DÖNEMİNDE ASTRONOMİ

Padişah III. Murat' ın fermanıyla İstanbul Tophane sırtlarında 1575 yılında Takiyüddin tarafından bir rasathane kurulmuş ve zamanın en modern gözlem araçları ile donatılmıştır.

1577 yılında bir kuyruklu yıldızın görülmesi, 1578' de veba salgının başlaması, Uluğ Bey' in ölümü örnek gösterilerek rasathane kurulan her yerde felaketlerin peşpeşe geldiği ileri sürülerek, padişaha baskılar uygulanmıştır. Şeyhülislam Ahmet Şemsettin Efendi' nin Sultan' a mektup yazarak verdiği fetva ile rasathane 21 Ocak 1580 tarihinde kaptan-ı Derya Kılıç Ali Paşa tarafından yine Sultan' ın emriyle top ateşine tutulmuş, içindeki gözlem aletleri ile birlikte yerle bir edilmiştir.

Bu olay Osmanlılarda genelde bilimsel çalışmaları ve özellikle astronomi çalışmalarını olumsuz yönde etkilemiştir. 1912 Balkan Savaşı ve 1914-1918 Birinci Dünya Savaşı sonunda Osmanlı İmparatorluğu adeta tükenmiştir.

2 CUMHURİYET DÖNEMİNDE ASTRONOMİ ÇALIŞMALARI

Ancak, 29 Ekim 1923 Cumhuriyet' in ilanından sonra, Atatürk bir yol gösterici olarak bilimi kabul etmiş, çağdaş uygarlık seviyesine ulaşmayı hedef göstermiş ve bunu "hayatta en hakiki mürşit ilimdir, fendir" sözüyle vurgulamıştır.

1924 yılında İstanbul Darülfünün' ü İstanbul Üniversitesi olarak yeniden şekillendirildi.

1933 yılında Üniversite reformu yapılmış, yurtdışından bilim adamları getirilerek, Üniversite' de görevlendirilmişlerdir.

Türkiye' de astronomi çalışmaları 1933 Üniversite reformu ile ilk önce yabancı bilim adamları tarafından İstanbul Üniversitesinde başlatılmıştır. Türk astronomları ise tez çalışmaları ile astronomi alanında çalışmaya başlamışlardır. İlk yurtdışı bilimsel makale 1935 yılında yayınlanmıştır.

⋆ Emekli, Prof. Dr.; e-posta: cemalaydin41@gmail.com

1933 yılında İstanbul Üniversitesi Fen Fakültesi bünyesinde Beyazıt' ta, Ord. Prof. Dr. E. F. Freundlich tarafından Astronomi Enstitisü kurulmuştur. 1 Ocak 1934' de Ord. Prof. W. Gleissberg, 24 Eylül 1934' de Nüzhet Toydemir (Gökdoğan), 1935 yılında Dr. Tevfik Okyay Kabakcıoğlu ve Paris Pişmiş bu Enstitüde çalışmala- rına başlamışlardır.

1936 yılında Üniversite bahçesinde yine Freundlich tarafından bu enstitüye bağlı İstanbul Üniversitesi Rasathanesi kurulmuştur.

1938' de fotometre konusunda dünyaca ünlü Ord. Prof. Dr. H. Rosenberg göreve başlamış ve göreve başladıktan kısa bir süre sonra vefat etmiştir. Enstitü 1933-1935 yılları arasında Zeynep Hanım Konağında 1936-1937 ders yılından itibaren İstanbul Üniversitesi Merkez bahçesinde yer alan bugünkü binalarına taşınmıştır.

1958' de Prof. Dr. N. Gökdoğan Enstitü Müdürü olmuştur. 1958' den sonra Astronomi Enstitüsü Astronomi Bölümü olmuştur.

1982' de YÖK ile Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü adını almıştır.

2.1 Ankara Üniversitesi

İstanbul Üniversitesi Astronomi Enstitüsünün açılışından 11 yıl sonra, Cumhuriyet' in ilk Üniversitesi olan Ankara Üniversitesi Fen Fakültesinde Astronomi Enstitüsü açılmıştır.

Ankara Fen Fakültesi Astronomi Enstitüsü, 1944 yılında Matematik Bölümü' nün yan dalı olarak açılmıştır. Gazi Eğitim Enstitüsü ana binasında Prof. Dr. Tevfik Okyay Kabakcıoğlu yönetiminde öğretime başlamıştır.

Astronomi Enstitüsü' nün amacı, astronomi eğitimi vermek ve bu alanda bilimsel çalışmalar yapmaktı. 1944 yılında Kabakcıoğlu, asistanı Belka Yurtsever ile birlikte, Matematik Bölümünden Astronomiyi yandal olarak alan az sayıdaki öğrenci ile eğitimi başlattı. 1947 yılında Dilhan Ege, önce laborant, daha sonra asistan olarak enstitü kadrosuna katılmıştır.

Kabakcıoğlu' nun H. Rosenberg' ten çeviri yaptığı "Astrofizik Dersleri" adlı kitabı, 1946' da Astronomi Enstitüsü' nün ilk yayını olarak basılmıştır. 1950-1951 Öğretim yılında yapımı tamamlanan Fen Fakültesi Tandoğan Beşevler' deki binasına taşınmış ve bu sırada Kabakcıoğlu Fen Fakültesinden ayrılmıştır.

1952-1953 yıllarında, Kabakcıoğlu' nun ayrılması nedeniyle Astronomi Enstitüsü' nde eğitim yapılamamıştır. Kapatılması gündeme gelmiş ancak Matematik Bölümünden Prof. Dr. Saffet Suray' ın gayreti ile devamı sağlanmıştır.

Bu arada Hollandalı Prof. Dr. E. A. Kreiken ile sözleşme yapılmış ve 1954 yılında Enstitü' de göreve başlamıştır. 1964 yılı Ağustos ayına kadar, yani ölünceye kadar bu görevde kalmıştır. Astronomi Enstitüsü' nü idari ve bilimsel yönden yöneterek gelişimini sağlamıştır. Bölüm bugünkü maddi ve manevi varlığını bu yabancı uyruklu bilim adamına borçludur.

1954 yılında Kreiken, Dilhan Ege, Abdullah Kızılırmak ve Bedri Süer' i de Enstitü' ye alarak eğitim ve araştırmaların yeniden başlamasını sağlamıştır. Dersler Kreiken tarafından İngilizce, Fransızca veya Almanca anlatılıyor ve ilgili asistan tarafından Türkçe' ye tercüme ediliyordu. Bu yıllarda öğrenci sayısı beş-altı kişiyi geçmiyordu.

1958' de Ali Nihat Eskioğlu ve Rümeysa Süslü (Kızılırmak) Enstitü' ye asistan olarak katıldılar.

Dilhan Ege, Abdullah Kızılırmak ve Bedri Süer doktoralarını tamamladılar. Çoğu, yurt dışı tanınmış dergilerde olmak üzere 1954 - 1958 yılları arasında 25' in üstünde yurt dışı yayın yapılmıştır.

1958 yılında Ahlatlıbel' de 110 dönümlük bir arazi satın alınarak Fen Fakültesine bağlı bir rasathanenin ilk temelleri atılmıştır.

1963 yılı Ağustos ayında Avrupa' nın önde gelen astronomlarının katıldığı bir NATO yaz okulu ile Ankara Üniversitesi Fen Fakültesi Ahlatlıbel Astronomi Rasathanesi' nin resmi açılışı yapılmıştır. Bu okulda verilen dersler "Summer Institüte in Galactic Structure of Ankara University" adı altında yayınlanmıştır. Enstitü ve Rasathanenin ihtiyacı olan bilim adamı kaynağı için Kreiken, Milli Savunma Bakanı, M.S.B (ARGE : Araştırma-Geliştirme) ile görüşerek işbirliği yapılmasını sağlamıştır.

1961 yılında dört Fen Fakültesi mezunu askeri öğretmen üsteğmen (Zeki Tüfekçioğlu, Güner Omay, İşmen Kendir ve Ali Gökgöz) ARGE' ye tayin edilerek Kreiken' in emrine verilmiştir. Bu işbirliğinde ARGE' nin ilk başkanı Fuat Uluğ Paşa' nın büyük emeği geçmiştir.

Aynı yıl İşmen Kendir ve Ali Gökgöz İtalya' ya (Merate Gözlemevine) iki yıl için gönderilmiş ve dönüşlerinde Kreiken' in emrinde Enstitü ve Rasathaneye büyük yararları olmuştur.

Daha sonra Zeki Tüfekçioğlu ve Güner Omay, Amerika' ya gönderilmiş ve 1964' de yüksek lisans çalışmalarını yapmış olarak dönmüşlerdir. Kreiken Milli Eğitim Bakanı ile de anlaşarak, 1963 yılında Ankara Yüksek Öğretmen Okulunda M.E.B burslusu olarak okuyan Fen Fkültesini bitirmiş olan üstün yetenekli öğrencilerden bir kısmını bilim adamı yetiştirmek üzere Astronomi Enstitüsü' ne almıştır.

Cemal Aydın ve Semanur İşlik (Engin) İtalya' ya (Merate Gözlemevi), Zeki Aslan İngiltere' ye (Greenwich Gözlemevi), Fevzi Ünlü ve Ali Osman Asar Ameri- ka' ya gönderilmiştir.

1961' de Rümeysa Kızılırmak bir yıllığına Amerika' ya, 1962' de Dilhan Ezer bir yıllığına Amerika' ya (NASA) gönderilmiş ve sürenin sonunda istifa ederek orada çalışmalarına devam etmiştir.

Dr. Bedri Süer aynı yıl bir yıl süre ile Amerika' ya gönderilmiştir.

1962' de henüz resmen açılmamış olan Rasathane' de Dr. Pohl yönetiminde değişen yıldız gözlemleri yapılmıştır.

Nadir Doğan ve Nihal Yılmaz Enstitü' ye asistan olarak katılmışlardır. 1962 yılında Abdullah Kızılırmak ve Rümeysa Kızılırmak kendi istekleri ile Enstitü' den ayrılarak Ege Üniversitesi' ne geçmişlerdir.

1964' de "Ankara Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi Enstitüsü Yönetmeliği" yayınlanarak Gözlemevi ayrı bir Enstitü haline getirilmiştir. 1964 yılı Ağustos ayında Prof. Dr. Kreiken beklenmedik bir şekilde 68 yaşında Hollanda' da tatilde iken vefat etmiştir.

1964-1965 Eğitim - Öğretim yılında İtalya' dan Dr. R. Faraggiana İstanbul Üniversitesi Fen Fakültesinden Prof. Dr. N. Gökdoğan ve Prof. Dr. Adnan Kıral,

Kreiken' in ölümü ile oluşan boşuğu doldurmak üzere Ankara Astronomi' de ders vermişlerdir.

1965' de Prof. Dr. W. Gleissberg bir yıllık bir sözleşme ile Enstitü' de göreve başlamıştır. 1965 yılı sonunda Cemal Aydın ve Semanur Engin İtalya' dan dönmüş ve asistan olarak göreve başlamıştır. Nadir Doğan doktorasını tamamlamıştır. Nihat Eskioğlu doçent olmuş, Gleissberg' in Almanya' ya dönüşünden sonra Kürsü Başkanı olmuş ve 1967' de Enstitü' den ayrılmıştır.

1967 - 1970 yılları arasında Kürsü Başkanlığını bazen Matematikçi Prof. Dr. Saffet Süray, bazen de Fizkçi Prof. Dr. N. Zengin vekaleten yürütmüşlerdir.

Nihal Yılmaz Fransa' da doktorasını tamamlayarak 1968' de Kürsüye dönmüş- tür. 1967' de Zeki Tüfekçioğlu, Cemal Aydın, Semanur İşlik doktoralarını tamamlamışlardır.

1970' de Nadir Doğan Doçent olmuş ve Kürsü Başkanı olmuştur.

1971' de Dr. Zeki Aslan İngiltere' den dönmüş ve asistan olarak göreve başlamıştır.

1975 yılında 30 cm çaplı f/15 odak uzaklıklı Maksutov Cassegrain teleskobu satın alınarak monte edilmiştir.

Gözlemevinde ilk fotometrik gözlem Z. Aslan ve Z. Tüfekçioğlu tarafından 1975 yılının son aylarında yapılmıştır. 1972 yılında Z.Tüfekçioğlu, Cemal Aydın ve Semanur Engin doçent olmuşlardır. 1973' de Z. Tüfekçioğlu ordudan emekli olarak ayrılmış ve Kürsüde doçent kadrosuna atanmıştır.

Astronomi Kürsüsü yeni bir yönetmelikle Astronomi Bölümüne dönüştürülmüş ve anadal Astronomi Eğitimi vermeye başlamıştır.

1976' dan sonra fotoelektrik fotometri çalışmaları Gözlemevinin en önemli konusu haline gelmiştir.

1981' de İ. Ethem Derman asistan olarak bölüme katılmıştır.

1982' de yürürlüğe giren YÖK ile Astronomi Bölümü, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü Gözlemevi yönetmeliği ve Enstitü adı yönetmelikten çıkarıldı.

1983' de Dr. Abdurrahman Aşır Bölüm' den kendi isteği ile ayrılmıştır.

1985' de Z. Tüfekçioğlu Bölümdeki görevinden istifa ederek Cidde Üniversitesine gitmiş, orada altı yıl çalıştıktan sonra tekrar bölüme geri dönmüştür.

1970-1985 yılları arasında bölümde 40 civarında bilimsel çalışma yayınlanmış ve yayınlanan kitap sayısı 6' ya ulaşmıştır.

1985 yılında Zekeriya Müyesseroğlu, 1986' da Fehmi Ekmekçi, Selim Osman Selam, Ayvur Akalın ve Ferhat Fikri Özeren araştırma görevlisi olarak, 1987' de Osman Demircan Doçent olarak bölüme katılmışlardır. Bu arada; Ayvur Akalın Kanarya Adaları Astrofizik Enstitüsüne, Sacit Özdemir Hollanda Utrecht Üniversitesine, Berahidtin Albayrak ABD Citadel Üniversitesine, Kutluay Yüce Almanya Bamberg Gözlemevine, Hasan Ak Çek Cumhuriyeti Ondrejov Gözlemevine, Ferhat Fikri Özeren Macaristan Konkoly Gözlemevine üç ay ile bir yıl arasında değişen sürelerle tez çalışmaları ile ilgili yetiştirilmek ve bilimsel araştırmalara katılmak üzere gönderilmişlerdir.

1991 yılında Nadir Doğan Seçuk Üniversitesinden dönerek emekli olmuş, Zeki Tüfekçioğlu Cidde' den dönerek bölümde yeniden göreve başlamıştır.

Bu yıllarda bölüme; Berahitdin Albayrak (1991), Göksel Kahraman (1989), Sacit Özdemir (1990), Kutluay Yüce (1994) araştırma görevlisi olarak katılmışlar- dır.

Cemal Aydın, 1993 yılında Ankara Üniversitesi Fen Bilimleri Enstitüsü Müdü- rü ve aynı yıl sonunda Fen Fakültesi Dekan' ı olarak atanmış, 2008 yılına kadar bu görevi sürdürmüştür. Bu arada Bölüm Başkanlığı görevini dönüşümlü olarak Cemal Aydın, Semanur Engin, İ. Ethem Derman yürütmüş ve şu anda İ. Ethem Derman bu görevi sürdürmektedir.

1994 yılında Gözlemevi, Araştırma ve Uygulama Merkezine dönüştürülmüş, bu Merkezin Müdürlüğüne Osman Demircan atanmıştır. 1996' da Araştırma ve Uygulama Merkezinin Müdürlüğüne İ. Ethem Derman atanmıştır.

2003 yılında Berahitdin Albayrak, 2009 yılında Birol Gürol bu Merkez Müdür- lüğüne atanmışlardır.

2010 yılında Prof. Dr. Sacit Özdemir yeniden Bölümde göreve başlamıştır.

2.2 Ege Üniversitesi

Cumhuriyet döneminde Astronomi alanında diğer önemli bir gelişme, Ege Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi Enstitüsünün ve Ege Üniversitesi Rasathanesinin açılmasıdır.

Ege Üniversitesi Fen Fakültesi 1961-1962 yılında, Astronomi Kürsüsü ise 1962-1963 Öğretim yılında Matematik Kürsüsünün yönetiminde öğretim faaliyetlerine başlamıştır.

15 Ekim 1962 tarihinde Dr. Flecktenstein yabancı uzman olarak Astronomi Kürsüsünde çalışmaya başlamıştır. 8 Ocak 1963 tarihinde Doç. Dr. Abdullah Kızılırmak ve Dr. Rümeysa Kızılırmak' ın Astronomi Kürsüsüne atanması ile Astronomi Matematik Kürsüsünden ayrılarak bağımsız bir kürsü olmuştur. 1965' de Alman Prof. Dr. H. Kienle, 1969-1970 Öğretim yılında Amerikalı Prof. Dr. T. L. Swihart ve 1971-1972 yılında Prof. Dr. R. H. Wilson sözleşmeli öğretim üyesi olarak kürsüde görev almışlardır.

Astronomi Kürsüsünün kuruluş çalışmaları devam ederken, bir yandan da gözlemevi kurma çalışmaları başlatılmış ve başlangıçta küçük bir gözlemevi kurulmuştur. Kurulması düşünülen Gözlemevi için yer seçimi çalışmaları Doç. Dr. Abdullah Kızılırmak, Doç. Dr. Recep Egemen ve uzman Dr. Fleckenstein' nın oluşturduğu bir komisyon tarafından yapılmıştır. En uygun yer olarak Bornova' nın güney doğusunda Kemalpaşa dağlarının eteğinde Kurudağ Tepesi seçilmiş ve gözlemevinin bu tepeye kurulma çalışmaları hızla devam etmiştir.

Gözlemevinde ilk gözlem Doç. Dr. Abdullah Kızılırmak, Dr. Rümeysa Kızılırmak, Sezai Hazer, Ünal Akyol ve Şükrü Bozkurt' un 22 Haziran 1965 gecesi yaptığı "Değişen Yıldız Gözlemleri" oldu. Bu gözlemevinin temel gözlem ve araştırma alanı olan değişen yıldız gözlemleri böylece başladı ve halen devam etmektedir. Aynı yıllarda birçok kürsü elemanı yurt dışında eğitim ve bilimsel çalışmalar için çeşitli ülkelere gönderildi ve kürsüde yurtdışından gelen deneyimli Profesörler tarafından çeşitli dersler verildi ve kurslar düzenlendi. Gözlemevi 1967 yılında Fen Fakültesine bağlı "Ege Üniversitesi Rasathanesi" adıyla tüzel kişilik kazanmıştır.

1982 yılında YÖK ile Gözlemevi, Fen Fakültesine bağlı "Ege Üniversitesi Gökbilimleri Araştırma ve Uygulama Merkezi" şekline dönüştürülmüştür.

2.3 Orta Doğu Teknik Üniversitesi

Astronomi alanında diğer bir gelişme 1962 yılında ODTÜ' de Dr. Bedri Süer tarafından Astronomi Dersleri verilmeye başlanmış olmasıdır. Daha sonra 1968 yılında Dilhan Eryurt ve Hakkı Ögelman' ın gayretleri ile Fizik Bölümü içinde Astrofizik Anabilim Dalı açılmıştır. 1969 yılında bu kadroya Paris Pişmiş de katılmıştır.

Kuramsal çalışmalar yanında gözlemsel çalışmaları da sürdürebilmek için 1990 yılında Fizik Bölümü Gözlemevi açılmıştır.

2.4 Erciyes Üniversitesi

1994 yılında Fen Edebiyat Fakültesi Fizik Bölümü bünyesinde İbrahim Küçük tarafından Astrofizik çalışmları başlatılmış ve 1999 yılında Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü açılmış ve eğitim öğretim çalışmalarına başlamıştır.

2.5 Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi

Fizik Bölümü bünyesinde 2001 yılında Astrofizik Araştırma Merkezi (ÇAAM) ve 2002 yılında Ulupınar Astrofizik Gözlemevi kurulmuş ve faaliyete geçmiştir. 2005 yılında Astrofizik ve Uzay Bilimleri Anabilim Dalı ve 2006' da lisansüstü düzeyde Uzay Bilimleri ve Teknolojileri Anabilim Dalı Fizik Bölümü içinde açılmıştır.

2002 yılında hizmete giren ÇOMÜ Ulupınar Gözlemevi 25 dönümlük bir arazi üzerine kurulmuştur. Çalışır durumda 3 teleskobu olan bu gözlemevi, kurucusu Prof. Dr. Osman Demircan' ın gayretleri sonucu DPT projesi ile 4. teleskobu alma başarısını göstemiştir. Bilindiği gibi yeni teleskop 122 cm çaplı Türkiye' nin en büyük 2. teleskobudur. Almanya' da yapımı tamamlanan bu teleskop çok kısa bir sürede Gözlemevine monte edilmiş ve ilk ışık 13 Ağustos 2009' da alınmıştır. İlk gözlemlerde, bir gama ışın patlaması bölgesi, galaksi içindeki M56 açık yıldız kümesi 32 milyon ışık yılı uzaktaki galaksi NGC 7331 ile, 105 milyon ışık yılı uzaktaki dev galaksi NGC 7479 teleskoba takılan CCD dedektörle görüntülenmiştir.

2.6 İnönü Üniversitesi Gökbilimleri Araştırma ve Uygulama Merkezi

1989 yılında Zeki Aslan tarafından İnönü Üniversitesi Gökbilimleri Araştırma ve Uygulama Merkezi açılmış, Astrofizik ve Astrometri olmak üzere iki istasyon kurulmuştur.

1992 yılında Paris Gözlemevi işbirliği ile Güneş, yıldız ve gezegen gözlemlerinin yapıldığı Danjon Astrolabı İstasyonu kurulmuş, 1998' de Antalya' ya taşınmıştır.

2.7 Boğaziçi Üniversitesi Kandilli Rasathanesi ve Deprem Araştırma Enstitüsü

Takiyüddin' in İstanbul' da kurmuş olduğu İstanbul Gözlemevinden yaklaşık 300 yıl sonra 1867 yılında İstanbul Beyoğlu' nda Parmakkapı' da bir handa Fransa' dan demiryolu yapımı için getirilen Fransız mühendis Coumbary' nin girişimleri ile bir gözlemevi kuruldu ve müdürlüğüne Coumbary getirildi. Bugünkü Kandilli Rasathanesinin temelini oluşturan Rasathane-i Amire adıyla tanınan bu gözlemevidir.

Coumbary' den sonra Rasathane müdürlüğüne 1896' da Salih Zeki Bey getirildi. Rasathane-i Amire, II. Meşrutiyet' in ilanından sonra (1908), Maçka kışlasının karşısına taşındı. 1909 yılına kadar aralıksız etkinliklerini yürüten Rasathane-i Amire, 31 Mart ayaklanmasında binası ve aletleri ile birlikte tahrip edildi ve çalışmalarına bir süre ara vermek zorunda kaldı. Ayaklanmadan sonra yeni kurulan hükümet, rasathane yeri bulmak ve rasathaneyi yeniden kurrmak üzere Rasathane-i Amire Müdürlüğüne 1910 yılında Mehmet Fatin Gökmen' i atadı.

Gökmen, bugün kü Kandilli Rasathanesinin bulunduğu İcadiye Tepesini seçti. 1911 yılında rasat çalışmalarını burada başlattı. 1926 yılından itibaren hicri takvimin hesaplanması görevi de bu rasathaneye verildi.

1982 yılında YÖK ile Boğaziçi Üniversitesine bağlanan kurum Kandilli Rasathanesi ve Deprem Araştırma Enstitüsü adını aldı.

Akademik birimleri : Deprem Mühendisliği Jeodezi Jeofizik

Laboratuvarlar : Astronomi Jeomanyetizma Meteoroloji

Merkezler : UDİM (Ulusal Deprem İzleme Merkezi), NDİM (Belbaşı Nükleer Denemeleri İzleme Merkezi), DZAM (İznik Deprem Zararlarını Araştırma Merkezi)

2.8 TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi (TUG)

Bu üniversitelerdeki Astronomi bölümlerinde ve gözlemevlerinde son yıllarda artan sayıda araştırmacı ve uluslararası düzeyde kaliteli yayın yapan bilim adamları yetişmiştir.

Ancak buralarda araştırmalar için kullanılan teleskopların küçük çaplı olması, gözlemevlerinin şehrin ışıkları içinde kalması ve üniversite bütçelerinin büyük teleskop almaya yetmemesi nedeniyle yeni ulusal bir gözlemevine duyulan ihtiyaç zamanla artmıştır. Böylece uygun bir yerde ulusal bir gözlemevinin kurulması gündeme gelmiştir.

Ulusal bir gözlemevi kurulması düşüncesi 1960' larda ilk kez İstanbul Üniversitesi' nden Prof. Dr. Nüzhet Gökdoğan ve Ege Üniversitesi' nden Prof. Dr. Abdullah Kızılırmak tarafından gündeme getirilmiştir. İlk önemli adım, TÜBİTAK bünyesinde 1979 yılında "Uzay Bilimleri Araştırma Ünitesi" adı altında bir ünitenin kurulması ile atıldı. Bu ünite 1983 yılında "Ulusal Gözlemevi Yer Seçimi Güdümlü Projesi" ne dönüştürülerek uzun süreli bir çalışma başlamış oldu.

TUG yer seçimi çalışmaları: Ulusal bir gözlemevi kurulması konusundaki çalışmalar 1983 yılında "Ulusal Gözlemevi Yer Seçimi Güdümlü Projesi" ne dönüştükten sonra artık yer seçimi çalışmaları resmen başlatılmış oldu. Ankara, İstanbul, Ege, Boğaziçi ve ODTÜ Üniversitelerini temsil eden yedi araştırmacı projenin yürütücülüğünü üstlendi.

İlk aşamada Türkiye genelinde 17 aday dağ seçildi. Bunlardan Kurdu (Muğla) 1612 m, Ödemiş (İzmir) 2159 m, Nemrut (Adıyaman) 2206 m, Bakırlıtepe (Antalya) 2547 m olan dört dağ tepesinde eş zamanlı astronomik görüş ve meteorolojik gözlemler yapılmaya başlandı. Çok zor koşullarda ve kısıtlı imkanlarla yapılan bu gözlemlere hemen hemen tüm gökbilimciler destek vermişlerdir.

TUG kuruluş: 1991 yılında TÜBİTAK Yönetimi TAD başkanlığından DPT' ye sunulmak üzere beş yıllık bir Ulusal Gözlemevi Kuruluş Projesi istedi. DPT' ye sunulan proje 1992-1996 yılları arasını kapsayan yaklaşık 7 milyar liralık bir bütçe ile Ulusal Gözlemevi Kuruluş Projesi başlamış oldu.

1992 Eylül ayında İnönü Üniversitesi' nde yapılan 8. Ulusal Astronomi Toplan- tısında, bu projenin yürütücülüğüne Prof. Dr. Zeki Aslan' ın önerilmesine karar verildi.

TBAG-DPT destekli bir yıllık proje, Ulusal Gözlemevi Kurulması adı altında 1 Ekim 1992' de yürürlüğe girdi. Çalışmalar belirli bir aşamaya geldikten sonra, 1995' de TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi (TUG) Kuruluş ve İşletme Yönetmeliği yayınlandı ve müdür olarak Prof. Dr. Zeki Aslan atandı.

Gerekli ilk çalışmalar tamamlandıktan sonra 5 Eylül 1997' de dönemin Cumhurbaşkanı ve Başbakanı tarafından TUG' un resmi açılışı yapıldı. TUG' un ilk teleskobu 40 cm çaplı T40 ile ilk ışık Ocak 1997' de, 150 cm ayna çaplı RTT150 teleskobunda ise ilk ışık Eylül 2001' de alınarak bilimsel gözlemler başlamış oldu.

RTT150 teleskobu ile yüksek ayırma güçlü görüntüleme yanında "TFOSC" ve "Coude tayfçekeri" ile gözlemsel astrofizik alanında önemli çalışmalar yapılabilmektedir.

T60 : 2008 yılının sonbaharında monte edildi, 60 cm ayna çaplı, robotik ve hızlı bir teleskoptur.

T100 : 1 metre ayna çaplı tam otomatik bir teleskoptur. Bilimsel gözlemlere 2010 sonunda başlaması beklenmektedir.

Rotse IIId : Michigan Üniversitesi ile TÜBİTAK arasında imzalanan bir sözleşme çerçevesinde gama ışın patlamalarının optik bölgede gözlenmesi amacıyla 2003 yılında TUG' a kurulan bu robotik teleskobun ayna çapı 45 cm' dir. Kendi kendine gözlem yapma yeteneğine sahiptir. TUG, doğrudan TÜBİTAK başkanlığı- na bağlı bir enstitü statüsünde çalışmalarını sürdürmektedir. Yönetim merkezi Akdeniz Üniversitesi yerleşkesidir.

Yukarıda detaylı olarak anlatılanlar daha kolay bir şekilde takip edilebilmesi açısından aşağıya bir liste şeklinde özetlenmiştir.

* İSTANBUL ÜNİVERSİTESİ FEN FAKÜLTESİ
- Astronomi Enstitüsü' nün açılması (1933)
- İstanbul Üniversitesi Rasathanesinin açılması (1936)

* ANKARA ÜNİVERSİTESİ FEN FAKÜLTESİ
- Astronomi Enstitüsü' nün açılması (1944)
- Astronomi Rasathanesinin açılması (1963)

* EGE ÜNİVERSİTESİ FEN FAKÜLTESİ
- Astronomi Enstitüsü' nün açılması (1961)
- Astronomi Rasathanesinin açılması (1967)

* ORTA DOĞU TEKNİK ÜNİVERSİTESİ
- Astrofizik Anabilim Dalı' nın açılması
- Astrofizik Gözlemevi' nin açılması

* KAYSERİ ERCİYES ÜNİVERSİTESİ FEN - EDEBİYAT FAKÜLTESİ
- Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü' nün açılması (1997)

* ÇANAKKALE ONSEKİZ MART ÜNİVERSİTESİ FEN - EDEBİYAT FAKÜLTESİ FİZİK BÖLÜMÜ BÜNYESİNDE
- (ÇAAM) Astrofizik Araştırma Merkezi (2001)
- (ÇOMÜ) Ulupınar Astrofizik Gözlemevi (2002)
- Astrofizik ve Uzay Bilimleri ABD (2005)
- Uzay Bilimleri ve Teknolojileri ABD (2006)

* ÇUKUROVA ÜNİVERSİTESİ FEN - EDEBİYAT FAKÜLTESİ FİZİK BÖLÜMÜ
- Güneş Evi (1979)
- UZAYMER Güneş Enerjisi
- Araştırma ve Uygulama Merkezi (1991)

* İNÖNÜ ÜNİVERSİTESİ GÖKBİLİMLERİ ARAŞTIRMA VE UYGULAMA MERKEZİ
- Astrofizik ve Astrometri İstasyonları
- Danjon Astrolabı İstasyonu (1992)

* BOĞAZİÇİ ÜNİVERSİTESİ
- Kandilli Rasathanesi ve Deprem Araştırma Enstitüsü

Akademik birimleri :	Deprem Mühendisliği
	Jeodezi
	Jeofizik
Laboratuvarlar :	Astronomi
	Jeomagnetizma
	Meteoroloji
Merkezler :	UDİM (Ulusal Deprem İzleme Merkezi)
	NDİM (Belbaşı Nükleer Denemeleri İzleme Merkezi)
	DZAM (İznik Deprem Zararlarını Araştırma Merkezi)

* TUG ULUSAL GÖZLEMEVİ

* EYÜBOĞLU EĞİTİM KURUMLARI GÖZLEMEVİ (1997)

* TÜBİTAK - MAM UZAY BİLİMLERİ VE TEKNOLOJİLERİ BÖLÜMÜ

UBİTEK, 1991, GEBZE

Bu kurumlar dışında Türkiye' de Uzaya yönelik etkinlikler geliştirmek üzere;

- Uzay Araştırmaları Çalışma Grubu (SPACETÜRK, 1999) ve Türk Uzay Kurumu (TUK) kurulmuştur.

- Anadolu Üniversitesi Uydu ve Uzay Bilimleri Araştırma Enstitüsü kurulmuştur (1993).

Ayrıca Astronomiyi sevdirmek ve amatör astronomiyi yaygınlaştırmak üzere Türkiye' nin çeşitli yerlerindeki Üniversitelerde, çeşitli Astronomi toplulukları çalışmalarını yürütmektedirler. Bu topluluklardan bazıları aşağıda belirtilmiştir.

1) TAD, Türk Astronomi Derneği, 1954 yılında kurulmuştur.

2) ASART, Ankara Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü Astronomi Araştırma Topluluğu

3) EÜAT, Ege Üniversitesi Astronomi Topluluğu. 1992 yılında Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü Akademik çalışanları ve öğrencileri tarafından kurulmuştur.

4) AMAD, Amatör Astronomi Topluluğu

5) AAT, ODTÜ Amatör Astronomi Topluluğu 1986 yılında kurulmuştur.

6) Bilkent Üniversitesi Astronomi Topluluğu

7) AKAT, Ali Kuşçu Amatör Astronomi Topluluğu 1997' de İstanbul' da kurulmuştur.

ANKARA'DA ASTRONOMİNİN İLK YILLARI

Zeki TÜFEKÇİOĞLU[1⋆]

[1]Ankara Üniversitesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Ankara

Aşağıda A.Ü. Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Ahlatlıbel Gözlemevi ve TÜBİTAK Uzay Araştırma Ünitesinin, kuruluşlarından 1982 yılına kadar olan evreleri özetlenecektir. 1954' ten 1982' ye kadar olan kısımları bizzat kendimiz yaşadık ve sorumluluk aldık. 1982' den sonrasını da çok iyi bilmemize rağmen kaleme almak istemedik. Çünkü bu dönemde görev yapanlar halen ya hayatta veya görev başındadırlar.

1 ASTRONOMİ VE UZAY BİLİMLERİ BÖLÜMÜ VE AHLATLIBEL GÖZLEMEVİ

1943 yılında kurulan Ankara Fen Fakültesine (o zaman Ankara Üniversitesi henüz kurulmamıştı) bağlı olarak Astronomi Enstitüsü 1944' te açıldı. Kurucusu ve ilk Başkanı Prof. Dr. Tevfik Okyay Kabakçıoğlu' dur. Yanına Belma Yurtseveri asistan olarak aldı ve matematik anadal öğrencilerinden astronomiyi yandal olarak seçen az sayıda öğrenciyle astronomi eğitimini başlattı. 1947 yılında Dilhan Ege, önce laborant (kadrosuzluktan) sonra da asistan kadrosunda Enstitüye katıldı. Bu durum 1952 yılına kadar devam etti. Eğitimin yanında öğrencilere enlem, boylam ve zaman tayini gözlemleri sürekli olarak yaptırılıyordu. Kabakçıoğlu' nun H. Rosenberg' ten çeviri yaptığı Astrofizik Dersleri adlı kitap Enstitünün ilk yayını olarak 1946' da basıldı. Bu dönemde Ali Nazıma Ergun ve Esat Egesoy Astronomi Enstitüsünde bazı dersler verdiler. Belma Yurtsever sürekli rahatsızlığı nedeniyle Enstitüye fazla yardımcı olamamış, ağırlık daha ziyade Dilhan Ege üzerine yüklenmiştir. 1951 yılında İngilizcesini ilerletmek için Dilhan Ege kendi olanaklarıyla Michigan Üniversitesine altı ay süreyle gitmiş, 1952 yılında ise, Enstitüye yeni kadro ve mali olanaklar verilmeyişi nedeniyle T. O. Kabakçıoğlu istifa etmiş ve ayrılmıştır. 1952-53 akademik yılında Enstitüde eğitim yapılamadı, kapatılması düşünüldü, ancak Prof. Dr. Saffet Süray' ın gayretleriyle devam ettirildi. 1953 yılı sonunda UNESCO' ya başvuruldu ve Hollanda uyruklu Prof. Dr. Edberg Adrian Kreiken Enstitü Başkanlığına getirildi (yukarıdaki bilgiler bizzat Dilhan Ege ile görüşülerek 1999 yılında kaleme alınmıştır). Kreiken, asistan kadrosuna Dilhan Ege' nin yanında Bedri Süer ve Abdullah Kızılırmak' ı alarak eğitimi ve araştırmaları yeniden başlattı. Dersler Kreiken tarafından İngilizce, Almanca veya Fransızca anlatılıyor ve ilgili asistan tarafından Türkçeye çevriliyordu. Bu yıllarda öğrenci sayısı 5 veya 6' yı geçmiyordu. Asistanlar yabancı dillerini ilerletmek ve bilimsel çalışmalar yapmak için sırayla yurt dışına gönderiliyordu. 1958'

⋆ Emekli, Prof. Dr.; e-posta: ztufekcioglu@hotmail.com

de kürsüye Ali Nihat Eskioğlu ve Rümeysa Süslü (Kızılırmak) asistan olarak alındılar. Bu arada Dilhan Ege, Bedri Süer ve sonra Abdullah Kızılırmak doktoralarını tamamladılar. 1954-58 yılları arasında (ki bu yıllar benim öğrenciliğim yıllarıdır) Enstitüde 27 adet bilimsel yayın yapıldı ve çoğu yurt dışında tanınmış dergilerde basıldı.

Gözlemsel çalışmaların ciddi bir şekilde başlıyabilmesi için bir gözlemevine gereksinme vardı. Kreiken 1958' de ODTÜ' nün Ahlatlıbel köyü civarındaki arazisinden 110 dönümlük bir kısmını almayı başardı. Gözlemevinin temeli atıldı. Yönetim binalarının yapılması Fen Fakültesi bütçesinden sağlanan parayla başladı. Ancak, yurt dışından teleskop ve diğer aletlerin alınması büyük güçlükler arzediyordu. O yıllarda uzay araştırmaları, dünyada iki kutuplu bir yarış haline gelmişti. ABD' de bu çalışmaları askeri bir kurum olan NASA yönetiyordu. Benzeri Türkiye' de de yapılabilirdi. Prof. Kreiken, zamanın Milli Savunma Bakanı ve Milli Savunma Bakanlığı ARGE Dairesi başkanı ile anlaşarak işbirliğini sağladı. 1954-58 yıllarında Kreiken'in öğrencisi olmuş dört öğretmen üsteğmen (Zeki Tüfekçioğlu, Güner Omay, İşmen Kendir ve Ali Gökgöz) 1961' de ARGE' ye tayin edildi ve Kreiken' in emrine verildi. İleride isim ve özelliklerini vereceğim teleskop ve ölçü aletleri de ARGE kanalıyla (onların mülkiyetinde kalmak üzere) temin edilip Gözlemevine yerleştirildi. 1962' de İşmen Kendir ve Ali Gökgöz İtalya' daki Merate Gözlemevine iki yıllığına gönderilmiş, orada dünyaca ünlü Prof. Dr. Margherita Hack yönetiminde üç adet bilimsel yayın yapmışlar, dönüşte Kreiken' in emrinde Enstitüye ve Gözlemevine büyük yararları olmuştur. Zeki Tüfekçioğlu ve Güner Omay önce 6 ay için Washington' da Deniz Kuvvetlerine ait Naval Gözlemevinde çalışmışlar, Türkiye' ye dönüp Kreiken' in emrinde bir yıl çalıştıktan sonra iki yıllığına Yale Üniversitesine NATO bursuyla gönderilmişler ve orada yüksek lisans yapmışlardır. 1962 yılı yaz aylarında henüz resmen açılmamış olan gözlemevinde Alman uyruklu Dr. E. Pohl' un yönetiminde değişen yıldızlarla ilgili gözlem ve çalışmalar yapıldı. 1963 yılının Ağustos ayında Avrupanın en büyük astronomlarının (W. M. Smart, R. v. d. R. Woolley, G. Contopulos, M. Hack, P. Pişmiş, E. A. Kreiken, D. Linden-Bell, D. Ezer, M. Henon, J. Delhaye, W. Becker) katıldığı ve bilimsel araştırmalarını sunduğu bir ay süren bir NATO yaz okulu ile Gözlemevi resmen açılmış oldu. Bu yaz okulunda sunulmuş olan bilimsel çalışmalar Kreiken tarafından bir kitap halinde "Summer Institute in Galactic Structure at Ankara University" adı altında yayımlanmaya çalışılmış ömrü yetmeyince uzun yıllar gecikmeden sonra Zeki Tüfekçioğlu tarafından tamamlanmış, 326 sayfalık bu eser yerli yabancı bütün Astronomi Bölüm ve Gözlemevlerine gönderilmiş ve kişisel olarak bir çok astonomdan istekler gelmiştir.

Yukarıdaki bilim adamlarının aynı anda Ankara' da olması hayal bile edilebilecek bir olay değildir. Düşünebiliyor musunuz, Türkiye 1963' te bir ay süreyle Avrupa astronomisinin merkezi olmuştur. 1964 yılında Gözlemevinin durumu şöyle idi: 15 cm' lik Zeiss Coude refraktör, 15 cm' lik fotografik refraktör, radyo teleskop, mikrofotometre, iris fotometre v.b. sonra da NATO' nun askeri kanalıyla getirtilmesi karar altına alınan 100 cm' lik aynalı teleskop.

Tekrar Astronomi Enstitüsünün durumuna dönelim: 1961 yılında Dr. Rümeysa Kızılırmak bir yıl süreyle Maryland Üniversitesinde doktora sonrası çalışmalarda bulundu. Doç. Dr. Dilhan Ezer (Ege) bir yıl için NASA' da çalışmak üzere NewYork' a gitti, süresinin uzatılma isteği Enstitüde gereksinim nedeniyle gerçek- leşmeyince istifa ederek ayrıldı ve uzun yıllar orada kaldı. Yine aynı yıl Dr. Bedri Süer çok iyi bir bursla (National Science Foundation) bir yıllığına ABD' ye gönderildi. Ancak ailevi nedenlerle üç ay sonra geri döndü. Böylece bu burstan daha sonraki yıllar yararlanma olanağı yok olduğu için Kreiken' le arası açıldı ve ODTÜ' ye geçti. 1962' de daha önce Kreiken' in bulduğu bir yıllık bursla Meudon Gözlemevinde çalışmış bulunan Nihal Yılmaz ve sonra da Nadir Doğan asistan olarak alındılar. 1962 yılının sonunda Doç. Dr. Abdullah Kızılırmak ve Dr. Rümeysa Kızılırmak kendi istekleriyle ayrılıp Ege Üniversitesine geçtiler. Daha önce eski 4 öğrencisini MSB' den kendi emrine almayı başaran Kreiken, bu sefer MEB ile anlaşarak Yüksek Öğretmen Okulunda okuyan ve Fen Fakültesini bitirmiş olan üstün yetenekli öğrencilerinden bir kısmını da bilim adamı yetiştirmek üzere kendi emrine aldı ve Semanur İşlik (Engin) ile Cemal Aydın iki yıllığına Merate Gözlemevine, Zeki Aslan Greenwich Gözlemevine, Fevzi Ünlü ve Ali Osman Asar eğitim için ABD' ye gönderildi. Hilmi Hacisalihoğlu ertesi yıl yurt dışına gönderilmek üzere Enstitüye asistan olarak alındı. Enstitüdeki bilimsel yayınların sayısı bu yıllarda 50' yi geçmişti. 1964 yılında Fen Fakültesinin çıkardığı yeni bir yönetmelikle Bölüm ve Kürsü sistemine geçildi. Anadal öğrenci alan branşlara Bölüm, yandal eğitim yapanlara da Kürsü denildi. Enstitü tabiri ise özel araştırma yapan kuruluşlara verildi. Böylece Gözlemevi kendi kadrosu ve bütçesi olan bir Araştırma Enstitüsü oldu. Kürsünün elemanları Enstitünün de doğal elemanı idi. 1964 Ağustos ayında tatil için gittiği memleketi Holanda' da Kreiken ani bir hastalık geçirdi ve kısa süre içinde vefat etti. İşte bundan sonra Kürsü ve Gözlemevinde zor günler başlıyordu. Kürsüde hiç doçent yoktu. Kürsü Başkanlığını Prof. Dr. Saffet Süray üslendi. 1964 Ekim ayında Zeki Tüfekçioğlu ve Güner Omay yurda döndüler. Fakat ARGE dört elemanını harekat araştırma konularında çalışmak üzere geri çekti. Sadece Zeki Tüfekçioğlu' na Gök Mekaniği ve Güner Omay' a da Astrofizik derslerini vermek üzere haftada iki yarım gün izin verdiler. Hilmi Hacisalihoğlu Matematik Bölümüne geçti. Getirtilmesi karar altına alınan 100 cm' lik teleskopu vermediler. Gözlemevinin yeni çıkmış Araştırma Enstitüsü statüsü uygulamaya geçirilemedi, Kürsüye bağlı olarak kaldı. 1963 NATO yaz okulunda sunulan derslerin basımı devam ettirilemedi. Kürsüdeki elemanlardan sadece Nihat Eskioğlu' nun doktorası vardı ama o zaman ki statüye göre o da ders veremiyordu. 1964-65 ders yılı ilk Sömestresinde İtalya' dan Dr. R. Faragiana ve İstanbul' dan Prof. Dr. Nüzhet Gökdoğan Kürsüde ders verdiler. İkinci Sömestr ise Prof. Dr. W. Gleisberg bir yıllığına getirtildi ve Kürsü başkanı oldu. Bu arada Meudon' a 8 aylığına gitmiş olan Nadir Doğan Kürsüye döndü ve doktor ünvanını aldı. 1965' te Cemal Aydın ve Semanur İşlik İtalya' da iki çalışma yayınladıktan sonra yurda döndüler ve Kürsüye asistan olarak atandılar. Nihat Eskioğlu doçent, ve Gleisberg' ten sonra Kürsü Başkanı oldu. Ancak bir yıl sonra Hizbullah örgütü üyesi diye tevkif edildi ve Kürsüden ayrıldı. 1967-70 yılları arasında Kürsü başkanlığını bazen Prof.

Dr. Saffet Süray bazen de Prof. Dr. Numan Zengin vekaleten yürüttüler. Zeki Tüfekçioğlu, Cemal Aydın ve Semanur İşlik 1967 yılında doktor oldular. Nihal Yılmaz ise 1965' ten beri bulunduğu Meudon' da doktorasını tamamladı ve 1968' de Kürsüye döndü. 1968 yılında Dr. Nadir Doğan bir yıl süreyle İtalya' da Catania Gözlemevinde güneş lekeleri ile ilgili çalışma yaptı, 1970 yılında doçent ve Kürsü Yöneticisi oldu. 1970-71' de Cemal Aydın ve Semanur Engin (İşlik) bir yıllık süreyle Trieste Gözlemevine gittiler. 1971' de Zeki Aslan 6-7 yıldır çalıştığı Greenwich Gözlemevinden, Sussex Üniversitesinde doktorasını da yaparak yurda döndü ve asistan olarak Kürsüde göreve başladı. Aynı yıl Dr. Nihal Yılmaz bir yıl süreyle İngiltere' de çalıştı. 1972 yılında Zeki Tüfekçioğlu ve Cemal Aydın doçent oldular. Zeki Tüfekçioğlu Binbaşı rütbesinde iken, kendi isteği ile 1973' ün başında, Silahlı Kuvvetlerden ayrıldı ve 1965' ten beri kısmi zamanlı öğretim görevlisi olarak çalıştığı Kürsüye kadrolu doçent olarak atandı. 1974 yılında Kürsü Başkanı seçilen Zeki Tüfekçioğlu, anadal astronomi eğitimini başlattı ve Astronomi Kürsü- sünü Astronomi Bölümü haline getirdi. Dr. Zeki Aslan profesör kadrosunda Öğretim Görevlisi yapıldı. 1974' te Semanur Engin, 75' te de Nihal Yılmaz doçent oldular. Zeki Tüfekçioğlu yıllar önce Prof. Dr. Tibor Herczeg' le başlattığı fotoelektrik fotometri çalışmaları için bir teleskop kurma gayretlerini Prof. Dr. Bruno Cester yardımıyla 1976' da 30 cm' lik Maksutov teleskopun kurulmasıyla tamamladı ve gözlemler başladı. Ondan sonra Gözlemevinin en önemli konusu fotoelektrik gözlemler oldu. 1977' de Abdurrahman Aşır asistan olarak Bölüme alındı. 1977' de Nadir Doğan, 1979' da Zeki Tüfekçioğlu, 1980' de Cemal Aydın Profesör oldular. Aynı yıl Zeki Aslan doçentliğe yükseldi. 1981' de Ethem Derman Bölüme asistan olarak alındı. 1980-1982 yılları arasında Zeki Tüfekçioğlu' nun Dekanlığı zamanında gözlemevinde gözlemcilerin ailece kalabilecekleri 6 adet lojman yapıldı. 1982 yılı sonunda Bölümün yayın durumu şöyle idi. Yurt içinde ve çoğu yurt dışında yayımlanan bilimsel çalışmaların sayısı 122 olmuştu. 1954-1982 yılları arasında yayımlanmış olan bu çalışmaların bir çoğu bilinmiyor ve elde nüshaları kalmamıştı. Zeki Tüfekçioğlu tarafından referanslar da araştırılarak eksikler tamamlandı ve birer nüshalar temin edilerek Bölüm Kitaplığında kutulara koyuldu. Bu arada T. O. Kabakçıoğlu' nun Rosenberg' ten çeviri yaptığı Astrofizik Derslerinden 28 yıl sonra Bölümdeki kitap yayınları tekrar başlatıldı ve aşağıdaki yayınlar yapıldı:

- Zeki Tüfekçioğlu, 1974 Gök Mekaniği, A.Ü. Fen Fakültesi yayınları, Genel 120 Astr. 2
- E. A. Kreiken, Z. Tüfekçioğlu (eds), 1974, Summer Institute in Galactic Structure at Ankara University", 121, 3
- N. K. Kılan, Z. Tüfekçioğlu, 1975, FORTRAN IV Programlama Dili", 123, 4
- Z. Tüfekçioğlu, 1978, Güneş Sisteminin Temel Fiziği (Çeviri)", 127, 5
- N. Doğan, 1978, Güneş Fiziği ve Tutulmalar", 128, 6
- N. Doğan, 1980, İstatistik Astronomi", 136, 7

Zeki Tüfekçioğlu' nun Bölüm Başkanlığı 1982 sonunda bitti. 1985-91' de Kral Abdülaziz Üniversitesi' nde profesör olarak çalıştı. 91-99 yılları arasında tekrar Bölüme döndü, ancak hiçbir idari görevde bulunmadı.

2 TÜBİTAK UZAY BİLİMLERİ ARAŞTIRMA ÜNİTESİ

1979 yılına kadar Türkiye' deki astronomların durumları çok ilginç idi. İstanbul Üniversitesi Astronomi Bölümü, Ege Üniversitesi Astronomi Bölümü ve Kandilli Gözlemevi yöneticileri arasında hiç diyalog yoktu. İşbirliği yapılmıyor, her birinin düzenlediği toplantılara üst seviyede katılım olmuyor, daha ziyade gençler ilişkileri devam ettirmek istiyorlardı. 1963' te Ankara' da düzenlenen NATO yaz okuluna İstanbul' dan sadece asistan Fatma Yılmaz kendi insiyatifi ile katılmıştı. 1968' de ODTÜ' de Dilhan Ezer tarafından düzenlenen toplantıya ise Ege tam kadrosuyla, İstanbul Üniversitesi' nden Nüzhet Gökdoğan, Metin Hotinli, Kamuran Avcıoğlu, Fatma Yılmaz, Latif Topaktaş ve Samet Marşoğlu katılmış, Kandilli' den kimse gelmemişti. 1971' de İstanbul Üniversitesi' nde düzenlenen Kepler Sempozyumu' na da Yunanistan' dan Xantakis, Mavridis ve Bulgaristan' dan Bonev katıldığı halde, İzmir, Kandilli ve ODTÜ' den gelen olmamıştı. Ben de o toplantıya sırf gök mekanikçi Bonev' e bazı sorunlarımı sormak için gitmiştim. Bölümler tarafından düzenlenen toplantıların sonuncusu ise Silivri' de yapıldı. Bu toplantıya Ankara' dan Nadir Doğan hariç hepimiz, İzmir' den Cafer İbanoğlu ve diğer gençler katılmış, büyükler gelmemişti. Kandilli' den zaten gelen yoktu. Katılımların normal olmaması dışında 1979' a kadar sadece dört defa yapılmış olması da normal değildi.

Diğer taraftan, İstanbul Üniversitesi' nin teleskopu, Bölümün bahçesinde ve şehir içersinde idi. Büyük bir teleskopa gereksinim vardı. Dolayısıyla Muğla civarında yer seçim araştırmalarına başlamışlardı. Aynı sorun Ege' de de vardı. Onlar da bu tür hazırlıklara başlamışlardı. Ankara için de durum pek iç açıcı değildi. Şehir, Gözlemevine doğru genişliyordu. Oraya ihtiyacımız olan büyük bir dürbünü koyamazdık. Biz de Elmadağ' da bazı araştırmalara başlamıştık bile. Aynı sorun yakında ODTÜ için de geçerli olacaktı. Türkiye için bu hem lükstü ve hem de bu kadar masrafın altından çıkılamazdı. Bu konuları, o sırada TÜBİTAK Bilim Kurulu Üyesi olan değerli bilim adamı ve arkadaşım Prof. Dr. Hakkı Ögelman ile uzun uzun inceledik. Yukarıda sıraladığımız kopukluğu gidermek, astronomların bilimsel çalışmalarına maddi katkıda bulunmak ve Ulusal bir Gözlemevi kurmak (böyle bir gözlemevinin kurulması gereğini 1968 toplantısında zaten N. Gökdoğan da dile getirmişti) amacıyla TÜBİTAK' a bağlı bir Uzay Bilimleri Araştırma Ünitesi kurmak için Türkiye' deki bütün astronomları bir toplantıya çağırdık. Katılım yeteri kadar fazla oldu. Herkes destekledi ve kendi projelerini durdurdular. Bu konuda en büyük desteğin Abdullah Kızılırmak' tan geldiğini ve başarıda en büyük payın da Hakkı Ögelman' a ait olduğunu şükranla belirtmek istiyorum. Ünite 1979' da kuruldu ve aşağıdaki araştırma gruplarına ayrıldı. Tarihi bir belge olduğundan ve o günkü Türkiye' deki bütün astronomları gösterdiği için bu listeyi aşağıda veriyorum:

ÜNİTE ARAŞTIRICI PERSONELİ
Başkan: Prof. Dr. Zeki Tüfekçioğlu
1. Çok renk fotometri araştırma grubu:
Prof. Dr. Abdullah Kızılırmak, Ege Üniv.

Prof. Dr. Raymond Wilson
Doç. Dr. Sezai Hazer
Doç. Dr. Ünal Akyol
Doç. Dr. Şükrü Bozkurt
Doç. Dr. Selman Kınacı
Doç. Dr. Cafer İbanoğlu
Doç. Dr. Ömür Gülmen
Doç. Dr. Necdet Güdür
Dr. Rümeysa Kızılırmak
Dr. Mehmet Kurutaç
Dr. Melek Hamzaoğlu
Dr. Esat Hamzaoğlu
Dr. Zeynel Tunca
Dr. Ali Yener Ertan
Dr. Cengiz Sezer
Dr. Reha Akıncı
Dr. Hüseyin Alkan, Atatürk Üniv.
Doç. Dr. Fatma Esin, İstanbul Üniv.
Doç. Dr. Salih Karaali
Doç. Dr. Latif Topaktaş
Dr. Samet Marşoğlu
Prof. Dr. Zeki Tüfekçioğlu, Ankara Üniv.
Doç. Dr. İlhami Yavuz
Doç. Dr. Zeki Aslan

2.Yıldız atmosferleri yapısı araştırma grubu:
Prof. Dr. Nüzhet Gökdoğan, İstanbul Üniv.
Doç. Dr. Kamuran Avcıoğlu
Dr. Dursun Koçer
Dr. Çetin Bolcal
Dr. Gökmen Tektunalı
Doç. Dr. Cemal Aydın, Ankara Üniv.
Doç. Dr. Semanur Engin
Doç. Dr. Nihal Yılmaz

3.Yıldızların yapıları ve evrimleri araştırma grubu:
Prof. Dr. Dilhan Eryurt, ODTÜ
Doç. Dr. Bedri Süer
Dr. Halil Kırbıyık
Dr. Aysel İbrahim

4.Güneş fiziği araştırma grubu:
Prof. Dr. Edibe Ballı, İstanbul Üniv.
Prof. Dr. Adnan Kıral
Doç. Dr. Metin Hotinli
Prof. Dr. Nadir Doğan, Ankara Üniv.
Doç. Dr. Muammer Dizer, Kandilli Rasathanesi

5. X ve gama ışınları araştırma grubu:
Prof. Dr. Hakkı Ögelman, Çukurova Üniv.
Doç. Dr. Tümay Tümer
Dr. İlhami Yeğingil
Dr. Mehmet Emin Özel, ODTÜ
Dr. Ümit Kızıloğlu
Dr. Serpil Ayaslı
Dr. M. Ali Alpar, Boğaziçi Üniv.

6. Zaman astronomisi araştırma grubu:
Doç. Dr. Tarık Gökmen, İstanbul Üniv.

Ünitenin ilk Yönetim Kurulu toplantısında alınan kararları da bilgilerinize sunmak istiyorum. TÜBİTAK Uzay Bilimleri Araştırma Ünitesi,Yönetim Kurulu Toplantısı

A. Toplantı Yeri: Ankara Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi Bölümü

B. Toplantı tarihi: 14 Eylül 1979

C. Toplantıya katılanlar:
1. Prof. Dr. Zeki Tüfekçioğlu, A.Ü.F.F. Astronomi Bölümü adına ve Ünite Başkanı
2. Prof. Dr. Nüzhet Gökdoğan, İ.Ü.F.F. Astronomi Bölümü adına
3. Prof. Dr. Abdullah Kızılırmak, E.Ü.F.F. ”
4. Prof. Dr. Dilhan Eryurt, ODTÜ Fen ve Edebiyat F. Fizik Bölümü Astronomi grubu adına
5. Prof. Dr. Hakkı Ögelman, Ç. Ü. Temel Bilimler F. Fizik ve Uzay Bölümü adına
6. Doç. Dr. Muammer Dizer, Kandilli Rasathanesi adına.

D. Toplantıda alınan öneri mahiyetindeki kararlar:
1. Ünitenin kuruluş toplantılarında da kararlaştırıldığı gibi her Kurumun Başkanı Uzay Bilimleri Araştırma Ünitesi Yönetim Kurulunun doğal üyesidir.Yönetim Kurulu toplantılarına bu üyeler dışında Ünitenin herhangi bir araştırıcısı, Başkan tarafından davet edilebilir.
2. Ünite tarafından Şubat ayı içerisinde İzmir’ de bir genel toplantı yapılacaktır. Bu toplantıya bütün araştırıcı personel çağrılacaktır. Toplantının amacı Ünite araştırıcı personelinin birbirini tanıması, çeşitli alt bilimsel grupların kaynaşması, bilimsel tebliğler vermek, çağrılı tebliğler sunmak v.b. dir. Toplantının hazırlıklarını yapmak üzere aşağıdaki Komite seçilmiştir:
Prof. Dr. Abdullah Kızılırmak E.Ü.F.F
Prof. Dr. Zeki Tüfekçioğlu A.Ü.F.F.
Doç. Dr. Latif Topaktaş İ.Ü.F.F.
3. Ünite araştırıcı personelinden herhangi biri yeni bir bilimsel çalışmaya başlarken önce konuyu Ünite Başkanlığına yazacaktır. Başkanlık diğer kurumlarla ilişki kuracak ve bu çalışmaya ortak veya yardımcı olabilecekleri saptayıp bir

çalışma grubu oluşturacaktır. Grup oluşturulduktan sonra Ünite, araştırıcıların bir araya gelebilmeleri ve diğer gereksinmelerinde her çeşit yardımı yapacaktır.

4. Kurumların birbirini daha iyi tanıyabilmeleri için, Ünite Başkanlığı devamlı olarak bir kurumdan diğer bir kuruma konferansçı, kısa sürelerle araştırmacı v.b. gönderilmesini temin edecektir.

5. Ulusal Gözlemevi için yer seçimi çalışmaları hemen başlatılacaktır. Bu görev için aşağıdaki Komite seçilmiştir:

Prof. Dr. Nüzhet Gökdoğan, İ.Ü.F.F.
Doç. Dr. Cafer İbanoğlu, E.Ü.F.F.
Dr. Dursun Koçer, İ.Ü.F.F.
Dr. İlhami Yeğingil, Ç.Ü.T.B.F.
Dr. Ümit Kızıloğlu, ODTÜ

6. Uluslararası Astronomi Birliği (I.A.U) nezdinde Türkiyeyi 1962' den beri temsil etmekte olan "Astronomi Derneği" kapatılmış olduğundan Prof. Dr. Nüzhet Gökdoğan' ın önerisi ile bu görevin bundan sonra Ünite Yönetim Kuruluna verilmesi kabul edilmiştir. İlgili işlemlere hemen başlanılacaktır.

Yukarıda alınan kararlardan hepsi o dönemde gerçekleştirildi. Bilimsel çalışma- lar desteklendi. Ulusal Gözlemevi için yer seçimi araştırmaları hemen başlatıldı, 1981 yılının Ekim ayında. İngiltere' den yer seçimi konusunda uzman Mc Innes bir haftalığına getirtildi. Zeki Aslan' la birlikte o zamana kadar yapılan çalışmaları değerlendirdiler. Yeni gözlem aletleri getirtildi. Sonuç olarak bugün ortada olan eser TÜBİTAK sayesinde gerçekleştirilmiş oldu. Bu yıl 17' incisini yaptığımız toplantılar hemen başlatıldı ve kesintisiz devam etmekte. Bu sayede Türk Astronomları birbirlerini tanıdılar. Elimde 2 Şubat 1982' de 3 üncüsünü ODTÜ' de yaptığımız toplantıda oturum Başkanlığı yapmış astronomların adlarını görüyorum: N. Gökdoğan, A. Kızılırmak, E. Ballı, D. Eryurt, K. Avcıoğlu, C. Aydın ve Z. Tüfekçioğlu. Sunum yapanlar arasında M. Dizer de var. İnanılmaz şeyler.

IAU nezdinde Türkiyeyi TÜBİTAK kanalıyla temsil edemiyeceğimiz ortaya çıkınca, 1982' de Ankara' da "*Türk Astronomi Derneği*" kuruldu. İlk Başkanlığına Zeki Tüfekçioğlu getirildi. Bu Dernek de halen görevine başarıyla devam etmektedir.

Bu arada bir şeyi daha hatırlatmak istiyorum. Bu yıl Adana' da yapılacak olan 17 inci toplantı, TÜBİTAK Uzay Bilimleri Araştırma Ünitesinin 1980 yılında İzmir' de başlattığı, ikincisini Adana' da yaptığı ve bugüne kadar sürdürdüğü top- lantılardır. Eğer Türkiye' de düzenlenen astronomi toplantıları söz konusu ise o zaman Ankara' da 1963' te yapılan yaz okulu, ODTÜ' de 1968' de yapılan toplantı, İstanbul' da 1971' de yapılan Kepler Sempozyumu ve 1978' de Silivri' de yapılan toplantılar da dahil edilmeli ve şimdi ki bu son toplantıya 21 inci toplantı denilmelidir.

Şekil 1. Birinci Türk Sempozyumu - 25 / 27 Eylül 1968.

Temel Bilimler Fakültesinde başlayan Uzay Bilimleri toplantısını izleyenlerden bir gurup

Türkiye'de ulusal bir rasathane kurulacak

TÜBİTAK Uzay Bilimleri Araştırma Ünitesinin 2. Bilimsel toplantısı Adana'da Çukurova Üniversitesi Temel Bilimler Fakültesi'nde başladı.

Bilimsel toplantının açış konuşmasını yapan Çukurova Üniversitesi Rektör Yardımcısı Prof Dr. Şefik Yeşilsoy, "Bir ülkede kalkınmanın yalnız sanayi, tarım ve bunlara yakın sektörlere da yandırılması yeterli değildir. Kalkınma bir bü-

(Devamı 7. Sayfada)

Uzay Bilimleri toplantısında bir konuşmacı bilgi verirken

TÜRKİYE'DE

(Başı tarafı 1. Sayfada)

tün olduğu için tüm alanlarda ilerlemenin şart olduğunun bilinmesi gerekliydi" dedi.Üç gün sürecek olan toplantıya çeşitli üniversitelerden ve Kandilli rasathanesi'nden 50 ye yakın bilim adamları katıldı. Toplantıda Türkiye'de kurulması düşünülen ulusal bir rasathanenin yeri ve yapılacak işleri tespit edilecek.

İlk oturumun başkanlığını yapan Ankara Üniversitesi Fen Fakültesi Dekanı Prof.Dr. Zeki Tüfekçioğlu, geçen yıla kadar Uzay Bilimleri ünitesinin olmadığını ve astronomların dağınık bir vaziyette bulunduğunu belirtti. Tüfekçioğlu, bu sebeple her üniversitenin astronomi bölümünün ayrı bir rasathane kurmasının büyük mali[illegible] ortaya çıkaracağını belirterek "TÜBİTAK Bilimsel Araştırma Ünitesi etrafında birleşerek, Türkiye'deki bütün astronomların hizmetine sunmak amacı ile 120 cm. çaplı teleskopu olan ulusal bir rasathane kurmayı kararlaştırdık. Bu konuda çalışmalar sürdürülmektedir" şeklinde konuştu.

Ege Üniversitesi öğretim üyelerinden Doç.Dr. Cafer İbanoğlu'da ulusal bir rasathane için 2 yıldır çalışılarak meteorolojik tespitlerin incelendiğini belirterek şunları söyledi:

"İzmir, Muğla, Burdur, Denizli ve Antalya bölgelerinde denize bakmayan yüksek kesimlerde incelemeler yapıldı. 15 gün süreyle yapılan çalışmalarda Burdur'un Tefenli ilçesine bağlı Esler dağı (Yüksekliği 1600 metre) Denizli'nin kale ilçesine bağlı Esler dağı (Yüksekliği 1630 metre) Burdur'un Dirmil kasabasının Kızlan yaylası (Yüksekliği 1920 metre) sırasıyla en uygun yerler olarak görüldü. Bu toplantıda tespit edilecek şekillerde 3 ayrı yerde aynı şartlarda araştırmalar yapılacak.Ve en iyisi araştırmalar sonucunda ortaya çıkacak.

Türkiye ulusal bir rasathane için çok elverişli yerlere sahiptir. Almanya'da bir yılda 90 gözlem gecesi varken, Türkiye'de bu rakam 200'ün üzerindedir. Ülkemizde kurulacak bu rasathane 200 milyon liranın üzerinde bir maliyet gerektirmektedir"

ASTRONOMİ DERSİNİN LİSELERDE OKUTULMASI İÇİN TEKLİF SUNULACAK

Öte yandan 1968 yılına kadar liselerde okutulan astronomi (Gök bilimleri) dersinin tekrar zorunlu ders olarak okutulması için Milli Eğitim Bakanlığına teklifte bulunulması da toplantıda kararlaştırıldı.

TÜBİTAK Uzay Bilimleri Araştırma Ünitesinin 2.inci toplantısı
Adana. 1981

Şekil 2. TÜBİTAK Uzay Bilimleri Araştırma Ünitesinin 2. toplantısı, Adana 1981.

Ayvalık Güneş tutulması, 20 Mayıs 1966

Bu tutulmaya Avrupanın bir çok gözlemevi ve Rusyadan bir kaç bilim adamı katılmıştır. fotografta soldan ikinci ve üçüncü : ~~Zeki~~ Tüfekçioğlu ve Ali Gökçöz MSB ARGE adına katılmıştı.

ODTÜ, 1982

TÜBİTAK Uzay Bilimleri Araştırma Ünitesinin 3.üncü toplantısı : Ünite Başkanı Prof.Dr. Zeki Tüfekçioğlu çalışmaları hakkında bilgi veriyor. solunda oturum Başkanı Prof.Dr. Nüzhet Gökdoğan, dinleyicilen arasında Doç.Dr. Dilhan Eryurt görülüyor

Şekil 3. üst) Ayvalık Güneş tutulması, 20 Mayıs 1966. alt) ODTÜ' deki toplantı, 1982

Şekil 4. Meryem ana evi, Nisan 1958, İzmir.

Şekil 5. üst) Ankara, Mayıs 1967; alt) Ankara Gözlemevi 1975

Esenboğa hava alanı Mart 1965

Doktorasını ünlü astronom Kapteyn'in yanında yapmış olan E.A. Kreiken profesör olduktan sonra 2. inci Dünya harbinde Hollandanın müstemlekesi olan Endonezyada yedek subay olarak harbe girmiş, harp sonrasında orda Milli Eğitim Bakanlığı yapmıştır. 1947 de Endonezya temsilcisi olarak Meksikada bir bilimsel toplantıya katılmış ve Hollanda sefirinin sekreteri ile evlenmiştir. Çok zeki ve bir çok dil bilen Mrs. Kreiken, Kocasının ölümüne kadar onun bütün yazışmalarını idare etmiş. 1979 da ölümüne kadar da defalarca Türkiyeye gelip bizlere yardımcı olmaya çalışmıştır. Ayrıca İngilizce Nasrettin Hoca hikayeleri adlı bir kitabı Hollanda da yayımlamıştır. Yukarıda Türkiyeye yaptığı ziyaretlerden birinde Esenboğa hava alanından yolcu edilişi görülüyor. Mrs. Kreiken önde soğdan ikinci olarak görülüyor, Ayaktaki durandan soldan birinci üsteğmeni tanıdınız herhalde.

Şekil 6. Esenboğa havaalanı, Mart 1965

Şekil 7. Ankara garı, Şubat 1966.

HATIRLADIKLARIM

Atila ÖZGÜÇ[1⋆]

[1]Boğaziçi Üniversitesi Kandilli Rasathanesi, İstanbul

İstanbul Üniversitesinde ışıkküre ve renkküre gözlemlerine 1963 yılında başladım. O zamanlar adı Astronomi Enstitüsü olan bu birimde günümüzde kullanılan gökdürbünü ve arkasına takılmış Lyot polarizan filtresi ile renkküre gözlemleri yapılırdı. Filtre, türünün ilk örneklerinden olduğu için çalıştırılması oldukça zordu. 44 dereceye kadar ısıtılması için kullanılan aparey özellikle soğuk kış aylarında zorlukla çalıştırılır, bu yüzden de güneşin görülebildiği kısa süreli açıklıklarda gözlem yapma ve fotoğraf çekme şansımız azalırdı. Daha sonra 1965 Kasım ayında çalışmaya başladığım Kandilli Rasathanesine gelince yeni alınmış bir polarizan hidrojen alfa filtresi görünce çok heyecenlanmıştım. B. Halle marka filtre daha önce gözlem yaptığım filtreye hiç benzemiyordu. Arkasına takılan Leica fotoğraf makinası da son modeldi. Bu yenilikler bende gözlem yapma isteğini arttırmıştı. O tarihten sonra da 2000' li yılların başına kadar gözlem yapma zevkini sürdürdüm.

1970 yılı yazında Kandilli Rasathanesine yeni gözlem araçları geldi. Düşey selosta (Coelostat) denilen bu araç Rasathane arazisinin doğu kenarına yapılan 15 metre yükseklikteki o zamanki adıyla "Fatin Hoca" güneş kulesine monte edildi. Bu araçlarla birlikte yeni bir hidrojen-alfa filtresi de bu güneş kulesine takıldı. Daha öncekilerden çok daha dar bir band geçirgenliği olan bu filtre yerine takılır takılmaz hemen gözümü dayayıp güneşi seyretmeye başlamıştım. Filtreyi ve diğer gözlem araçlarını monte etmeye gelen alman mühendis ve teknisyen benim oradan çekilip işlerini devam ettirmek istemelerine rağmen benim gözleme devam etmem nedeniyle müdürlüğe şikayet etmişler ve işimize mani oluyor diye yakınmışlar. Bunları, beni telefonla arayıp hafif yollu sitem eden, zamanın rasathane müdüründen sonradan öğrendim.

Gözlemlediğim ilk güneş tutulması 20 Mayıs 1966 halkalı güneş tutulmasıdır. Tutulma çizgisi yurdumuza Ayvalık' tan girip İzmit' ten çıkıyordu. Meteorolojik şartların daha iyi olacağı düşüncesiyle gözlem yeri olarak Ayvalık seçilmişti. 4.6 saniye sürecek olan bu halkalı tutulma sadece 3.1 km genişliğinde bir hat üzerinde gözlenebilecekti. Böyle dar bir hattın arazide doğru olarak saptanması o günkü teknikle oldukça zahmetliydi. Bu nedenle Milli Savunma Bakanlığına bağlı Harita Genel Müdürlüğü gözlemin yapılacağı Ayvalık' a subay ve erlerden oluşan bir harita takımı göndererek verilen koordinatlara göre bu 3.1 km' lik şeridin yer üstünde işaretlenmesini sağlamıştı. Gözlem yapmaya gelen yerli ve yabancı ekipler işaretlenen bu şerit üzerinde 5-10 metre aralıklarla gözlem araçlarını yerleştirdiler. Hiç kimse bu 4.6 saniyelik tutulma anını kaçırmak istemiyordu. Tutulma öncesi aralıklarla geçen siryüs bulutları da bizleri endişelendirdiyse de halkalı tutulma olayı bulutsuz olarak gerçekleşti ve bizler de rahat bir nefes aldık. Olayın akşamı Prof. Dr. Nüzhet Gökdoğan yerli ve yabancı gözlemcilere

⋆ Emekli, Prof. Dr.; e-posta: ozguc@boun.edu.tr

Ayvalık Berk Otelinde güzel bir akşam yemeği verdi. Bu yemekte herkes görevini başarmanın sevinci ile çok neşeli saatler geçirdi.

Şekil 1. 20 Mayıs 1966 halkalı güneş tutulması, Ayvalık; en solda Prof. Kienle, yanında Prof. Dr. Şükrü Bozkurt.

İkinci güneş tutulması gözlemim birinciden 10 yıl sonraya rastgeliyor. 29 Nisan 1976' da gerçekleşen tutulma yine halkalı idi ve tutulma hattı Bodrum civarında yurdumuza girip doğu sınırında İran' a geçerek devam etmekteydi. Tutulmanın hat genişliği 227 km olduğu için çok duyarlı ölçümlere gerek duyulmadı. Geçen on yılda astronomi bilgimiz ve deneyimimiz arttığı için ve de tabii tutulma hattının genişliğinin 227 km olması nedeniyle kimseden yardım görmeden 6 dakika 41 saniye süren bu tutulmanın yer tayinini Kandilli Rasathanesi ekibi olarak kendimiz yaptık. Bu işlemler yaklaşık üç günümüzü aldı. O ölçümlerden sonra bize hiç sıkılmadan defalarca hesaplar yaptırıp "Denizde Yer Tayini" dersini veren Prof. Dr. Fatin Gökmen' in kıymetini anladık. Bu ölçümlerde kullandığımız teodolitler bugün Kandilli Rasathanesi müzesinde sergilenmektedir. Bodrum yakınında Ören beldesinde kurduğumuz kampta tutulmayı gözlemleyip fotoğraflarını ve 16 mm filmlerini çekmeyi başarmıştık.

Bundan sonra yurdumuzdan izlenebilen iki tam güneş tutulması daha gerçekleşti. Bunlardan birincisi 11 Ağustos 1999' da gözlendi. Bin yılın son tam güneş tutulması olan bu olay haberleşmenin ve teknolojinin gelişmesi nedeni ile bütün dünyanın ilgisini çekmişti. Tutulma hattının Avrupa kıtasını baştan başa geçerek yurdumuza girmesi nedeniyle bu tutulmaya Avrupa tutulması denilmişti. Meteorolojik koşulların çok elverişli olması *"Eclipse chaser"* denen tutulma kovalayanların çoğunun yurdumuza gelmesine neden olmuştu. Biz de Kandilli ekibi olarak Elazığ ilindeki Harput tepesine bir kamp kurarak 47 saniye süren bu tutulmayı gözlemiş ve çeşitli fotoğraflar ve video kayıtları ile bu

olayı kaydetmiştik. 49 km genişliğindeki tutulma hattının yerini bulmak öncekilere göre çok kolay olmuştu. Kandilli Rasathanesi ve Deprem Araştırma Enstitüsü (Emektar Kandilli Rasathanesi 1982 yılı YÖK yasası ile Boğaziçi Üniversitesine bağlandıktan sonra bu adı almıştır.)

Şekil 2. 20 Mayıs 1966 Ayvalık; Kandilli Rasathanesi ekibi ve gözlem araçları.

Jeodezi Anabilim dalının bize verdiği bir cep telefonu büyüklüğündeki GPS aleti ile artık bulunduğumuz noktanın koordinatlarını saniye mertebesinde ve birkaç metre hata ile saptayabiliyorduk. Hayatımda ilk defa şahit olduğum bu tam güneş tutulmasını hiç bir zaman unutamam. Diğer yabancı profesyonel gözlemcilerle paylaştığımız gözlem parkının bir köşesinde de yukarıda sözünü etti- ğim tutulma kovalıyıcıları da vardı. Havanın kararıp parlak yıldızların ve beyaz saçaklı siyah bir güneşin görünmesi sırasında birbirlerine sarılıp ağlayan bu insanların neden gerçekleşen her tutulmaya gittiklerini ancak o zaman anlayabilmiştim. Bu muhteşem olaydan 6 gün sonra yaraları hala sarılamayan Kocaeli depremi meydana geldi ve yurdumuzda tutulmayı izleyen günlerde mutlaka bir deprem olacağı gibi yanlış bir düşünce gelişti. Aynı düşünce ve korku 2006 güneş tutulması günleri civarında hortladı. Halkımız nedense doğada olan yer olaylarını gök olaylarına bağlamak ister. Buna güzel bir örnek verelim. Kocaeli depremi sabaha karşı 4:30 civarında oldu ve İstanbul' da hemen elektrikler kesildi. Halk evlerden dışarıya fırladı ve o zamana kadar görmedikleri bir İstanbul gökyüzü ile karşılaştılar. Yıldızlar pırıl pırıl parlıyordu. Bu görüntü halk arasında depremden sonra yıldızların daha parlak göründüğü şeklinde yorumlandı. Bu bilgiler her Çarşamba günü rasathaneyi gezmeye gelen ilkokul çoçuklarının bize bu yolda sorular yöneltmesi ile gün ışığına çıktı.

Şekil 3. 29 Nisan 1976, Ören, Bodrum; Kandilli Rasathanesi tutulma parkı. Solda ilgi ve merakla kampı izleyen köylüler.

Şekil 4. 29 Nisan 1976 Ören, Bodrum; Kandilli Rasathanesi ekibi ve gözlem araçları.

29 Mart 2006' da gerçekleşen tam güneş tutulması yer tayini de bir önceki tutulmada olduğu gibi kolaylıkla yapıldı ve tutulma ekibimiz tarafından başarı ile gözlendi, fotoğraf, video ve CCD kameraları ile bu güzel olay kaydedildi. Bugün dönüp geriye baktığımızda bir şeyler yapabilmek için ne uğraşlar verdiğimizi, ne zorluklar çektiğimizi düşünüp teknolojinin başdöndürücü hızla gelişmesini büyük bir memnunlukla karşılıyoruz.

Şekil 5. 211 Ağustos 1999 Harput, Elazığ; Kandilli Rasathanesi ekibi.

Şekil 6. 29 Mart 2006 Manavgat, Antalya; Kandilli Rasathanesi ekibi.

SEVGİLİ GENÇ MESLEKTAŞLARIM

Fatma ESİN[1]⋆

[1]İstanbul Üniversitesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, İstanbul

Eğer toplantıya katılma olanağım olsaydı, sizlerle tanışmış olmaktan büyük bir mutluluk duyacaktım. Şimdilik sizlere başarılar dilemekle yetineceğim.

Nazım Hikmet şöyle dermiş: Ben ölmüş babamdan ileri, doğmamış oğlumdan geriyim. Bu sözün çok doğru bir saptamayı ifade ettiğine inanıyorum. Özellikle bilim alanı için! Sizler, benim ve benden önceki kuşağa göre çok daha donanımlı ve daha şanşlısınız! Çünkü bir çok alanda olduğu gibi teknoloji ve bilim alanında da doğal gelişim hızla sürmekte. Bu nedenle her kuşak kendinden bir önceki kuşağa göre yeni bilgiler ve gelişmelerle çok erken yaşlarda tanışıyor ve doğal olarak çalışmalarına bu donanımla başlıyor. Bunu size birkaç örnekle anlatmak isterim.

Ben üniversite öğrenimime başladığım yıllarda "bilgisayarın" adı bile yoktu. Sayın Prof. W. Gleissberg bir gün dershaneye bir tepsi içinde siyah renkli küçük kahve değirmenine benzeyen nesneler getirtti. Her birinin üzerinde, "Curta" yazan nesneler! Bunların sıradışı hesap makineleri olduğunu söyleyip, nasıl kullanıldıklarını gösterdi. Bunlar aslında dört işlem yapan bugün için son derece ilkel makinelerdi. Toplama, çıkarma, çarpma ve bölme! Hatta bölme işlemi için uygulanan işlem öyle karışıktı ki, bu işlemi normal yoldan yapmayı yeğlemiştim o zamanlar. Ama uzun yıllar bölümde hesap makinesi diye bunlar bilindi ve kullanıldı.

Genç kuşağın kendinden öncekilere göre çok daha donanımlı olduğunu ise size bir örnekle göstermek istiyorum. Doçent olmuştum ve derslere giriyordum; çalışma alanımla ilgili derslere! Bir gün çok değerli hocam merhum Prof. Edibe Ballı önemli bir işi çıktığı için iki gün sonraki dersine giremiyeceğini, ama dersin boş geçmesini istemediğini, öğrencilere uygulama yaptırmamı istedi. Tabii hemen kabul ettim. Yörünge Tayini idi ders. Yörünge elemanlarının tayini ile ilgili bir iki örnek yaptırmamın yeterli olacağını söyledi. Ben öğrenciliğimden beri bu konuda çalışmamıştım. Öğrencilerin önünde zor durumda kalmamak için bir gün öncesinden bir kaç örnek hazırladım. Saatimi önüme koydum. Logaritma cetvelini de elime aldım ve birinci örneği çözdüm. Yanılmıyorsam yarım saate yakın bir zamanımı aldı. Hemen ikinciyi ve üçüncüyü çözdüm. Onlar da aşağı yukarı o kadar bir zaman aldılar. Eh bir buçuk saati tamamlamıştım! Geri kalan zamanı da nasıl olsa bir kaç ek bilgi ile tamamlardım!

Derse girdim, logaritma cetvellerini dağıttım, birinci problemi verdim ve başlamalarını söyledim. Öğrencilerden biri parmak kaldırıp, hesap makinesi kullanıp kullanmayacaklarını sordu. Kısa bir kararsızlık anı yaşadım. Ama öğrencile- rin teknolojiden yararlanma haklarını engellememin doğru olmayacağını düşünüp, oluru verdim! 10 dakika sonra bir kaç kişi birinci problemi

⋆ Emekli, Prof. Dr.; e-posta: fsesin@gmail.com

çözmüştü! Ne duruma düştüğümü söylememe gerek yok. İkinci ve üçüncü problemler de aynı hızla çözüldü. Şimdi o dersi nasıl tamamladığımı hatırlamıyorum, ama nasıl bir şaşkınlık yaşadığımı çok iyi hatırlıyorum.

Bu iki örnek sizlere sizden önceki kuşaklara göre neden daha donanımlı ve de daha şanslı olduğunuzu anlatmış olmalı. Ancak bilim alanında çalışmayı seçmiş olanlar için değişmeyenler de var. Ne kadar donanımlı olunursa olunsun bilim çok büyük özveri isteyen bir alan! En başta bilimi bilim olarak yapmak gerekir! Tabii ki çalışmalarınızın, özverinizin karşılığını almak hakkınız. Ama bu hakkı daha kolay yollardan alma yoluna gitme çabaları gerçek anlamda bilimde ilerlemenize engel olur.

Bu konuda İstanbul Üniversitesi kimya profesörlerinden yakın bir tarihte kaybettiğimiz Prof. Ali Rıza Berkem' in bir söyleşisinde söylediğini aktarmak isterim. Prof. Ali Rıza Berkem İstanbul Üniversitesi' nde bir çok idari görev üstlenmiş bir hocamızdı; yakın bir tarihte sanıyorum 99 yaşında kaybettik. Hem Yüksek öğrenimini, hem de doktora çalışmasını yurt dışında yapmıştı. Bir çok defa dekan, senatör, bölüm başkanı olmuştu! Doktora çalışmasından sonra, yurda dönmeden önce hocasına bir veda ziyareti yapmış. Hocası tam ayrılırken, "Sayın Berkem" demiş. "Üstünüzdeki bu beyaz önlüğü sakın çıkarmayın." "Kendi kendime özeleştiri yaptığım zaman, pişmanlık duyduğum tek konunun hocamın bu sözüne uymamam olduğunu görüyorum" demişti söyleşisinde Prof. Ali Rıza Berkem. Anlamı çok açık değil mi?

Değerli genç meslektaşlarım, bilimde bir yerlere gelme hedefiniz sadece ve sadece bilim yolu olsun. Astronomi tek başına zaten çok ilginç bir alan. Son yıllardaki hızlı gelişim ile çok daha ilginç oldu. Bu alanda öğreneceğiniz her şey ve ona yapacağınız her katkı zaten sizlere yeterince mutluluk verecektir. Sizlere yeniden başarılar dilerken, başarılarınızdan sizler kadar mutluluk duyacağımı bilmenizi isterim.

ANKARA ÜNİVERSİTESİ ASTRONOMİ BÖLÜMÜNÜN İLK YILLARI

Nihal YILMAZ[1⋆]

[1]Ankara Üniversitesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Ankara

1937 yılında Bilecik de doğdum. Liseyi Ankara Kız Lisesinde okudum. O zamanlar son sene matematik hocaları tarafından astronomi dersleri de okutulurdu. Astronomi dersleri ilgimi çekmekle beraber, hayalimde hep matematik öğretmeni olmak vardı. Bizler şimdikilere göre bazı yönlerden çok şanslıydık. Ne üniversite hazırlık kursları ne de giriş sınavları vardı. AÜFF' nin matematik bölümüne başka bir bölüm düşünmeden kaydımı yaptırdım. Astronomi derslerini 3. sınıftan itibaren almaya başladık. Zaten bağımsız bir astronomi bölümü yoktu. Bölümde, Kapteyn' in öğrencisi olmuş ve astronomi camiasında tanınan Hollandalı profesör E. A. Kreiken ve asistanları Abdullah Kızılırmak, Rümeysa Kızılırmak, Bedri Süer, Nihat Eskioğlu vardı. Kreiken' in verdiği dersler ya A. Kızılırmak ya da B. Süer tarafından tercüme edilirdi. Sınıfta 8-10 kişi kadardık ve iki sene içinde okuduğumuz dersler de küresel astronomi, istatistik astronomi, astrofizik ve gök mekaniğinden ibaretti. Bir de dışarıdan gelen bir öğretim görevlisi mekanik dersi verirdi. Derslerdeki uygulamalar haricinde, bazı geceler, gök haritaları ile, yıldızları tanımaya çalışır, sekstant ve teodolit kullanmasını öğrenirdik. Oldukça da zevkli geçerdi. O zamanlar henüz A. Ü.' nin bir gözlemevi yoktu. Kreiken önce eleman yetiştirmeyi bu arada da gözlemevini kurmayı düşünüyordu. Bu amaçla her sene sonunda, başarılı ve istekli öğrencileri sağladığı burslarla yurtdışına gönderiyordu. Beni de bir yıllık bir burs ile Meudon (Paris) ve oradan da Haute Provence (H. P.) Gözlemevine yakın olması nedeniyle Marsilya gözlemevine gönderdi. H. P. Gözlemevi hayal ettiğimden çok daha güzeldi. İlk gözlemimi bizzat Danjon kendi fotometresinin bulunduğu (Danjon kedi gözü fotometresi) teleskop ile yaptırmış ve ben bunu çok önemsemiştim.

Döndüğümde gözlemevinin anabina inşası bitmiş, biri güneş diğeri yıldız gözlemleri için iki kubbenin yapımına başlanmıştı. Her gün yeni ve eski mezunlardan ibaret 6-7 kişilik bir grup gözlemevine çıkıyor orada çalışıyorduk. Bir minibüs vardı, belirli yerlerden geçerek bizleri alırdı. Çoğu kez de benim beklediğim yere uğramazdı, dakikalarca bekler eve dönerdim. Bu biraz da bayan olduğum için yıldırma amaçlıydı. Gece gözlemlerinin zorluğu nedeniyle astronomiye bayan eleman almak istemediklerini biliyordum. Kreiken yaz tatili için gittiği Hollanda' dan dönünce asistanlık sınavı açıldı ve bölüme asistan olarak girdim. O yıl bölümde pek eleman kalmamıştı. Abdullah ve Rümeysa Kızılırmak astronomi bölümünü kurmak üzere Ege Üniversitesine gitmişti. Kısa bir süre sonra da Nihat Eskioğlu Fransa' ya, Bedri Süer' de Kanada' ya gittiler. Ben hem Kreiken' in verdiği dersin tercümesini yapıyor hem de uygulamalara giriyordum.

⋆ Emekli, Prof. Dr.; e-posta: yilmaznihal301@gmail.com

Kreiken elemanlarının yurtdışındaki olanaklardan yararlanarak yetişmelerini istiyordu. Bu nedenle yeni mezun olmuş başarılı öğrencileri yurtdışına yolluyordu. Bunlardan bir kısmı daha sonra bölüme dönmediler. Beni de doktora yapmam için NATO' dan temin ettiği bir burs ile Paris' e gönderdi. Ne yazık ki benim gittiğimi göremeden o yıl vefat etti. Doktoramı bitirip döndüğümde Kreiken' in yurtdışına yolladığı arkadaşlardan Semanur Engin ve Cemal Aydın da bölüme dönmüşlerdi. Daha sonra Zeki Aslan İngitere' den dönerek, Zeki Tüfekçioğlu da askerlikten ayrılarak bize katıldılar. Ben iki yıl sonra UNESCO' dan elde ettiğim bir burs ile bir yıllığına Royal Greenwich Gözlemevine giderek, yarı düzgün değişen kırmızı yıldızların dinamiği ile ilgili ortak bir çalışma yaptım. S. Engin, C. Aydın ve ben üçümüz de doktoralarımızı yıldız atmosferlerinin tayfsal analizi üzerine yapmıştık. Bundan sonraki çalışmalarımız için elimizde veriler yoktu. Bu nedenle yaz aylarında Trieste Gözlemevine gidiyor, Prof. Dr. M. Hack' ın Haut Provence Gözlemevinden getirttiği veya bizzat gözlediği(H.P.,Trieste Gözlemevine her yıl belirli zaman aralıklarında gözlem yapma olanağı tanımıştı) tayflar üzerinde çalışıp ortak yayınlar yapıyor, dönüşte de kağıt üzerine aktardığımız tayfları çalışmak üzere yanımızda getiriyorduk. Kaybolur endişesiyle M. Hack onları posta ile göndermemize izin vermez, onca yükü yanımızda taşımak zorunda kalırdık.

Şekil 1. Soldan sağa: M. Hack, eşi, N. Yılmaz, S. Engin ve Z. Tüfekçioğlu; 1969 yazında Ankara.

Bu arada bölüm artık yan dal olmaktan çıkmış Astronomi bölümü olarak hizmet vermeye başlamıştı. Zamanla hepimiz doçent, profesör olduk, bölüme yeni asistanlar alındı. Şu anda onlar da Dr., Doç. veya Prof. olarak görev yapmakta ve yeni elemanlar yetiştirmektedirler. Bugün Türkiye' de Astronominin oldukça iyi bir seviyede olduğunu düşünüyorum. Şimdi Ulusal bir gözlemevimiz var. Gençlerimiz daha öğrenci iken gözlem ve araştırma yapma olanağına sahipler. Ben arkama dönüp baktığımda Kreiken gibi bir hocam olduğu için mutluluk ve gurur duyuyorum ama keşke biraz daha yaşasaydı belki daha yararlı olabilirdim diye düşünüyorum.

ANKARA' DA ASTRONOMİ HEYECANI

Semanur ENGİN[1]⋆

[1]Ankara Üniversitesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Ankara

1959 yılında Ankara Kız Lisesinden mezun oldum. İlk ve orta öğrenimim süresince en sevdiğim ders matematikti ve belki bu yüzden matematik öğretmenle- rimi çok seviyor ve matematik öğretmeni olmak istiyordum. O yıllarda sadece belli fakülteler ve bölümler sınavla öğrenci alıyordu. Bu sınavların bazılarına girip kazandığım halde, yine de gönlüm matematikte olduğundan, A.Ü. Fen Fakültesi Matematik bölümüne kaydımı yaptırdım. Matematik bölümünden dört sertifika alınıyordu, istenirse 3. yıl Astronomi yan dalı seçilip bir sertifika astronomiden alınabiliyordu.

O sıralar Astronomi kürsüsünde (henüz bölüm değil kürsü idi) bulunan Prof. Dr. Abdullah Kızılırmak, matematik öğrencilerini toplayarak onları yan dal olarak Astronomiyi seçmeleri için teşvik ediyordu: Astronomide bir Hollandalı Profesör (Kreiken) vardı ve Ahlatlıbel' de yeni bir gözlemevi inşa ediyordu, gözlemevinin geleceği parlaktı ve bazı bilimsel gözlemler yapılıyordu. Abdullah Bey öğrencilerle iyi diyalog kuruyordu ve ben dâhil birçok öğrenciyi heyecanlandırmış, aklımızı çelmişti. Böylece pek çok arkadaşla birlikte yan dal olarak Astronomiyi seçtik. Derslerin yanında bizleri yeni inşa edilmekte olan gözlemevine götürüp aletleri tanımamızı ve bazı gözlemlere katılmamızı sağlıyorlardı. Kütüphanenin düzenlenmesi gibi işlere de yardım ediyorduk.

O zamanlar kürsüde sadece Prof. Dr. E. A. Kreiken, Prof. Dr. Abdullah Kızılırmak ve Doç. Dr. Nihat Eskioğlu vardı. Prof. Kreiken' in verdiği dersleri Abdullah Bey ve Nihat Bey tercüme ediyordu. Bazı mezunların ve asistanların doktora yapmak üzere yurt dışına gönderilmiş olduklarını duyuyorduk. Prof. Kreiken' in de yurt dışında tanınmış bir bilim insanı olduğunu öğrenmiştik. Yurt dışından mali destek bularak bir yandan gözlemevini inşa edip teleskoplar, aletler getirtiyor, diğer yandan eleman yetiştirmek için iyi öğrencilere burs temin ederek onların çeşitli konularda yetişmesi, doktora yapması için Avrupa ve Amerika' daki üniversitelere ve astronomi enstitülerine yolluyordu. Bu heyecan ve umut verici çalışmaları Kreiken ve Abdullah Bey beraber yürütüyorlardı. Ne yazık ki biz son sınıftayken Abdullah Bey Ege Üniversitesi' ne Astronomi Bölümü açmak üzere kürsüden ayrıldı. Bu duruma çok üzülmüştüm. Çünkü Abdullah Bey hem çok iyi bir hocaydı, hem de yeni kurulan gözlemevi için çok önemliydi. Ayrıca kürsüde zaten çok az öğretim üyesi vardı.

1963 Haziran' ında mezun olduğumuzda Prof. Kreiken beni ve Cemal Aydın' ı Prof. Dr. M. Hack ile yıldız spektroskopisi konusunda çalışmak üzere İtalya' daki Merate (Milano) Gözlemevi' ne gönderdi. Bir yıl gözlemevinde çalışacak ve İtalyanca öğrenecek, ikinci yıldan itibaren de Milano Üniversitesi' ne devam edip doktora yapacaktık. İtalya' ya gittiğimizde ikimiz de hiç İtalyanca bilmiyorduk ve elimizde "Türkler için İtalyanca" diye bir kitap ve ufacık bir sözlükten

⋆ Emekli, Prof. Dr.; e-posta: semanur.engin@gmail.com

başka bir şey yoktu. Zaten piyasada başka bir şey de bulamamıştık. Merate' ye varır varmaz Prof. Hack hemen çalışmamız için önümüze İtalyanca bir Astrofizik kitabı koydu ve bizi 1 m.' lik teleskobun olduğu kubbeye götürüp nasıl gözlem yapacağımızı akıcı (!) bir İtalyancayla anlatmaya başladı. Tabii hiçbir şey anlamamıştık. Öyle moralim bozulmuştu ki hemen Türkiye' ye dönmek istedim. Fakat Prof. Kreiken' in teşvikiyle bir süre denemeye karar verdim. Nitekim 3 ay içinde dil sorunumuz bayağı hallolmuştu.

Merate' deki çalışma dönemimiz verimli geçiyordu. Gözlem yapıyor ve daha önce alınmış tayfları indirgiyorduk. Bu çalışmalar sadece doktora çalışmamın başlangıcını değil aynı zamanda Margherita Hack' la kariyerimin sonuna dek sürecek bir işbirliği ve dostluğun ilk adımlarını oluşturdu. Bir yıl dolmadan Margherita Hack ve Cemal Aydın' la beraber kısa bir yayın da yapmıştım. Fakat ne yazık ki Merate' ye gidişimizden 10 ay sonra Prof. Kreiken' in vefat ettiğini öğrendik. Bu beklenmedik ölüm hem bizi çok üzdü, hem de bütün planlarımızı değiştirdi. Bursumuz (NATO bursu) her yıl Kreiken tarafından uzatılacaktı. Prof. Kreiken' in vefatı bunu imkansız hale getirdi. Bu durumda bir yıl daha kalıp doktora tezi olarak birer çalışma yapmaya karar verdik. Benim tez konum 7 adet F-tipi metalik yıldızın tayfsal analizi idi.

1965 sonunda Ankara' ya dönerek Astronomi kürsüsüne asistan olarak girdim. Bu sırada kürsüde sadece Doç. Dr. Nihat Eskioğlu ve Dr. Nadir Doğan vardı ve bir yıllığına Almanya' dan Prof. Dr. Gleissberg davet edilmişti. Gleissberg daha önce 25 yıl İstanbul Üniversitesi Astronomi kürsüsünde çalışmış olduğundan Türkçesi çok iyiydi. İtalya' da hazırlamış olduğum doktora çalışmamı Türkçe olarak yazıp Gleissberg' e verdim, okudu. Gleissberg' in önerdiği düzeltmeleri yapıp bu çalışmayı tez olarak sundum ve 1967' de doktoramı verdim. Bu arada Gleissberg de memleketine dönmüştü. Kürsüde az sayıda öğretim üyesi olduğun- dan asistan olduğum andan itibaren uygulamalara ve derslere girmeye başladım. Bunlara hazırlanmak çok vaktimi alıyordu. Kendimi yetiştirmek ve araştırma yapmak için çok az zaman kalıyordu. Ayrıca gözlemevinde iki küçük teleskop vardı, bunlara tayfçeker bağlamak mümkün değildi. Teleskopların biriyle fotoğra- fik fotometri, diğeriyle güneş lekesi gözlemleri yapılıyordu. Bu nedenle tayfları Prof. Hack vasıtasıyla temin ediyordum. Prof. Hack ve arkadaşlarının Haute Provence Gözlemevi' ndeki büyük teleskoplarda yılda belli miktarda gözlem zamanları vardı, tayfları (fotoğrafik) orada alıyorlardı. Prof. Hack beni yaz aylarında Trieste' ye davet ediyordu, bu tayfları orada indirgeyip yayına hazırlıyor veya tayfları mikrofotometrede kaydedip bu mikrofotogramları buraya getirip indirgiyordum. Yani taşıma suyla değirmen döndürmek oluyordu. Büyük bir teleskop ve buna bağlanacak bir tayfçeker almak üniversite bütçesiyle mümkün değildi. Bu nedenle tayfsal çalışmalarımı (Cemal Aydın ve Nihal Yılmaz' la birlikte) bu şekilde devam ettirdim. Doktoradan sonra gözlemevinde fotometrik gözlem programlarına da katıldık. Fakat bu da kolay değildi. Gözlemevinin minibü- sü fakültenin işlerinde de kullanıldığından gözlem yapacağımız çoğu gecelerde minibüsü temin edemiyorduk. O zamanlar hiç birimizin özel arabası da olmadığın- dan maalesef gözlemi kaçırıyorduk. Ayrıca en küçük bir malzemeyi bile güçlükle sağlıyorduk. Tabii bunların bir nedeni de

kürsüde bir profesörün, hatta doçentin bile (çünkü Nihat Eskioğlu da zorunlu olarak ayrılmıştı!) olmamasıydı.

Birkaç yıl sonra Prof. Kreiken' in İngiltere' ye gönderdiği Zeki Aslan da dönmüştü. Ayrıca yine ABD' de doktoralarını yapan Zeki Tüfekçioğlu ve Güner Omay da Milli Savunma' nın izniyle bazı dersleri vermek üzere geliyorlardı. Ders yükümüz biraz azalmıştı. Daha sonra Astronomi bölüm adını aldı, sonrasında da ana dal olarak lisans öğrencisi almaya başladık. Bu arada bizler de doçent ve profesör olduk, bölüme yeni öğretim üyeleri geldi, aldığımız asistanlar yetişti ve son yıllarda onlar da doçent ve profesör oldular.

Asistan olduğumuz yıllardan itibaren özlemini çektiğimiz, ilk çalışmalarını Nüzhet Gökdoğan, Abdullah Kızılırmak gibi hocalarımızın başlattığı Ulusal Gözlemevimiz nihayet 1997 yılında açıldı ve son yıllarda tayfsal gözlemler de başladı.

Sevgili Margherita Hack' la olan dostluğum kendisinin 1998 ve benim 2003 yılındaki emekliliğimizden sonra da devam etti. Kendisi ve gözlemevi, 1970' ten itibaren bana ve bölümümüzden birçok meslektaşıma çok iyi ortak çalışma fırsatları sağladı. Dr. Hack zaman zaman da Türkiye' ye gelerek seminerler verdi.

Geriye baktığımda, Astronomi gibi ülkemiz için çok genç ve yeni bir dalın emekleme dönemini yaşadığım ve elimden geldiğince katkıda bulunduğum için kendimi şanslı hissediyorum. Diğer taraftan, yukarıda da anlattığım gibi özellikle doktora ve sonrası dönemde bölümde yol gösterecek kıdemli akademik personelin azlığı/yokluğu, Kreiken' in erken vefatı vs. gibi şanssızlıklar ister istemez kariyerimde etkili oldular. Ülkemizde Astronominin olgunlaşmaya başladığını ve her ne kadar eksikler olsa da genç meslektaşlarımın bize göre çok daha iyi şartlara sahip olduklarını sevinçle görüyorum. Bu bana astronominin Türkiye' deki geleceği açısından umut veriyor.

EGE' DE ASTRONOMİ BAŞLIYOR

Rümeysa KIZILIRMAK[1]⋆

[1]Ege Üniversitesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, İzmir

İlk önce herkese, tüm astronomi camiasına selam. Ben 2 Şubat 1934, İstanbul doğumluyum. Babam Askeriyede maliye müfettişiydi. Babamın görevi nedeniyle sürekli okul değiştirmem gerekti. Önce İstanbul' dan İslahiye' ye gittik. İlkokul birinci sınıfı İslahiye' de okudum. İki sene İslahiye' de kaldık. Daha sonra Ankara' ya geldik. Üçüncü sınıfı orada okudum. Sonra İstanbul Çatalca' ya geldik. Dört ile beşinci sınıfı da orada okudum. Sonra İstanbul Cibali Ortaokulu' ndan mezun oldum ve liseyi 1951' de Ankara' da bitirdim. Sonra üniversite hayatı başlıyor. Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi-Matematik kürsüsünden 1955 yılının Haziran ayında mezun oldum. Ocak ayında Astronomi Kürsüsünde asistanlığa başladım. Aslında, ilk önce Matematiği istedim. Hocam da öyle istedi. Ama, kadro yoktu. Astronomi' de kadro varmış. O sırada hocalardan Kreiken vardı. Onunla birlikte çalışmaya başladık. Abdullah Kızılırmak da doktorasını vermişti ve asistandı. Bizim astronomi derslerine girerdi. Rasat yaptırırdı. İlk çalışmaları küçük teleskoplarla yaptık. O zamanlar öğrencilerle rasathane çalışma- ları okulun olduğu yerde yapılıyordu. Pek çok mikro göktaşları vardı. Abdullah, onun üzerine çalışıyordu. Sonra, Heidelberg Üniversitesi' ne gitti. Bana görev verdi. Her gün 1 metrekarelik bir yerde, cam üstünde mikro göktaşlarını toplardım.

Abdullah ile 1958 yılında evlendik. Abdullah, Kreiken ile birlikte Ankara Üniversitesi Rasathanesi' nin kuruluş çalışmalarına katıldı. 1962 yılında ise Ege Üniversitesi' ne astronomi dersleri vermek üzere geldik. Yusuf Vardar, "burada Astronomi Kürsüsü' nü siz kurun" dedi. Üç gün düşündük. O kadar yeşildi ki Bornova. Çok güzeldi, ağaçlıktı ve sonunda, buraya gelmeye ve Astronomi Kürsüsü' nü kurmaya karar verdik. Kuruluş çalışmalarında bizim dışımızda değişen yıldızlar çalışan, Almanya' dan gelmiş Dr. Pohl vardı. Ankara Üniversitesi' ne de gelmişti. Ege' ye de kürsü kurulduktan sonra geldi. Bu arada rasathane kuruluyordu. Rasatları Dr. Pohl yapıyordu ve gösteriyordu. Burada biz ondan öğrendik. Şükrü Bozkurt ve Sezai Hazer vardı. Çok zor koşullarda kuruluş çalışmalarına başladık. Ama herşey sevgiyle oluyor. Sabaha kadar rasat yapardık. Hiç yorulmazdık. Ertesi gün de derslere giriyorduk.

Kuruluş çalışmalarının başlangıcında ilk önce Rasathane yerini buldular. Bina yükseldi. Su gerekli oldu. Suyu dağlardan aşırdılar, geçirdiler. Su, yaklaşık üç-dört dağ arka taraftan, yerin 1 metre altı kazılarak, borular döşenerek, geldi. Sonra, duvarlar yükseldi. Kubbe ısmarlandı. Sonra, kubbe ve teleskoplar yerine takıldı. En büyük teleskop o an Ege Üniversitesi' ndeydi. Her gün bir jiple Rasathaneye çıkıp-iniliyordu.

⋆ Sayın Prof. Dr. Serdar Evren'in, 01 Mart 1980'de emekli olan değerli hocamız Dr. Rümeysa Kızılırmak'la röportaj şeklinde yaptığı konuşma, benim tarafımdan yazı haline dönüştürülerek buraya alınmıştır.

Aynı dönemde astronomi çalışan kişilerle de tanışıyor ve görüşüyorduk. Örneğin Hakkı Ögelman' ın astrofizikte bilimsel çalışmaları vardı. Abdullah ile yazışıyorlardı.

Şekil 1. Rümeysa hanım, Balıklıova, İzmir 2010.

Abdullah çok iyi tanırdı. Biz Adana' ya gittiğimizde, 5-6 saat onlarla birlikte olurduk. Çok samimilerdi ve de sonra Abdullah' a verilen TÜBİTAK ödülünü almaya gittiğim zaman, o beni tanıdı. Orada konuştuk, sohbet ettik. Hastaydı ama yine de bilinci açıktı.

Paris Pişmiş' in Abdullah ile yazışmaları oluyordu. Bizim eve davet ederdi. İzmir' de iki defa bizde kaldı. Çok değerli biriydi. Geldiği zamanlarda bölümde ders verirdi. Rasathaneye de çıktı. Gözlemlere katıldı.

Dilhan Eryurt da ben Ankara Üniversitesi' ndeyken, doçent olarak gelmişti. Bizimle de çalıştı. Ondan sonra Orta Doğu Teknik Üniversitesi' ne gitti. İlişkilerimiz iyiydi. İlk sempozyum da Ankara' dayken olmuştu. Bütün astronomlar bir arada resimlerimiz var. Nüzhet hanımın (Gökdoğan) ve Kamuran Hanımın (Avcı) da isimlerini burada anmak isterim. Şimdi yeni bir Ulusal toplantıda bir araya geliyorsunuz. Çok büyük işler başarıyorsunuz. Astronomlar olarak, Ege Üniversitesi' nde ve diğer bölümlerde çok güzel şeyler yapıyorsunuz.

Başarılar diliyorum.

Şekil 2. 1969 yılında Ege Üniversitesi Gözlemevinin kuruluşu sırasında astronom-anne olarak Rümeysa Hanım oğluyla.

KIYMETLİ ARKADAŞLARIM

Ömür GÜLMEN[1⋆]

[1]Ege Üniversitesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, İzmir

Ulusal Astronomi toplantısının bu özel oturumunda bir konuşma yapmam istendiğini bana bildiren, bu oturumun başkanı, eski bir öğrencim olan sevgili Doç. Dr. Günay Taş, konuşma konusunun bazı ilginç anektodlar veya şimdi yaşamayan eski öğretim üyelerimizle ilgili anılar olabileceğini bildirmişti. Ben de bu öneriye sadık kalarak gözlemler sırasında başımdan geçen ilginç birkaç anekdot ile Ege Üniversitesi Rasathanesinin ve Astronomi Bölümünün kurucusu olan Prof. Dr. Abdullah Kızılırmak hocamızla ilgili birkaç anımı sunmak istiyorum:

Önce Ege Üniversitesi Rasathanesinde yaptığım gözlemler sırasında yaşadığım birkaç anekdot sunayım:

1) 1980 ihtilali sonrası Türkiye' de ve tabii İzmir' de de sıkıyönetimin sürdüğü bir gece öğrencilerimle Rasathanede gözlem yaparken öğrencilerden bir tanesi kubbenin açık olan kapağına tutunup dışarıyı ve özellikle de İzmir' i seyretmek istedi. Biraz sonra canhıraş bir bağırtı kopardı. Kolunu bir şeyin ısırdığını söylüyor ve bağırmaya devam ediyordu. Çaresiz gözlemi bırakıp ne olduğunu sordum ve kolunu açıp baktık. Orada bir kızartı vardı. Belli ki rasathanede bol bulunan bir akrep sokmuştu. Kibrit alevinde sterilize ettiğim(!) bir iğneyle kızartıyı biraz çizerek emdim ve tükürdüm. Bu işlemi birkaç kez tekrarlayıp arkasından ecza dolabında nasıl olduysa bulunan amonyağı sürdüm ve beklemeye başladık. Öğrenci devamlı kolunun çok ağrıdığını söylüyor ve sızlanıyordu. Sıkıyönetim nedeniyle sokağa çıkma yasağı sürdüğü için öğrenciyi hastaneye götürmek istemedim. Çünkü o günleri yaşayanlar bilir, böylesi durumlarda her sokak başında devriyelere derdinizi anlatmak zorunda kalırsınız. Sonuç olarak o gece uyumadan ve öğrencimi de uyutmadan sabahı sabah ettik. Sabaha karşı da ağrısı hafifledi. Benim için kaybedilmiş kıymetli bir gözlem gecesiydi. O öğrencimden de gıyabında o acıyı ona çektirdiğim için özür diliyorum.

2) Bir bahar günü İzmir' in pırıl pırıl bir gecesinde kızlı-erkekli bir grup öğrencimle gözlem yapıyordum. Kubbede radyo açık, öğrenciler neşeli bir şekilde radyoya eşlik ediyorlardı ve ben de teleskobun başında gözlem yapıyordum. Bir süre sonra binanın dışından bir ses geldi, kız öğrencilerimi kastederek işimizin iyi olduğunu söyleyip kapıyı açmamı istedi. Karşılıklı bir süre konuşmalardan sonra kapıyı açmazsak gözleme çıktığımız jipi ittirerek uçurumdan aşağıya atacağı tehtidinde bulundu. Sözün arasında karnının aç olduğunu, yiyecek bir şeyler istediğini de belirtti. Onun üzerine kubbenin 100 m aşağısında bulunan ana binaya gitmesini ve kendisine yiyecek bir şeyler verileceğini söyleyip oraya yönlendirdim. Dahili telefonla da merkez binada görevli personele haber verdim ve dikkatli olmalarını da belirttim. Biz gözlemimizi bitirip sabaha karşı merkez binaya indik. Sabahleyin olanları personele sorduğumda bana anlatılanlar

⋆ Emekli, Prof. Dr.; e-posta: o_gulmen@hotmail.com

şöyleydi: görevli iki personel gecenin karanlığında sopalarla pusuya yatarak beklemişler. Kendisini yaka-paça yakalayıp binaya getirmişler. Gördükleri üstü başı peril perişan bir garip kişi. Aşağıdaki köylerden birinde yaşıyormuş ve bir kıza aşık olup da vermedikleri için divane olup kendini dağlara vurmuş. Neyse bizim personel karnını doyurup yolcu etmiş.

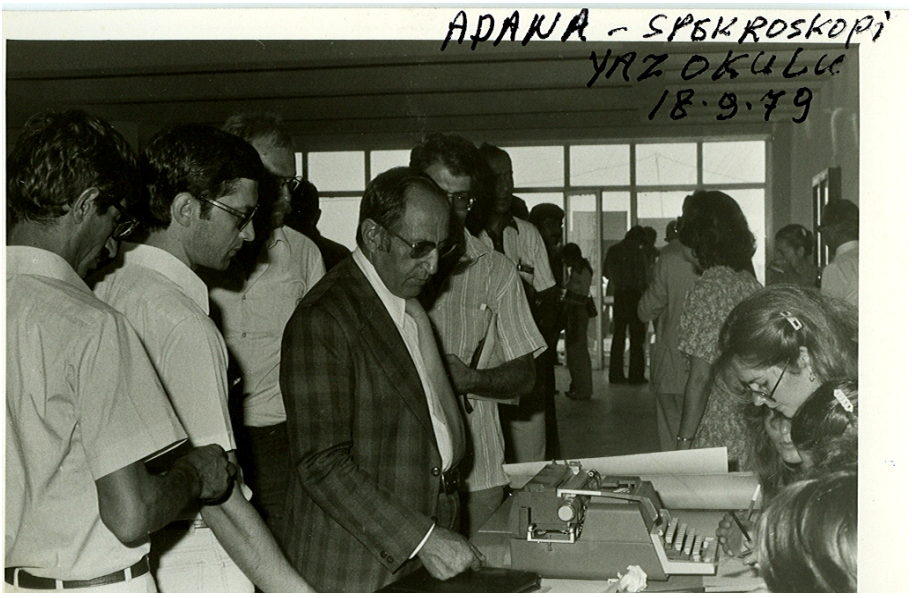
3) Şimdi de kendisinin yanında doktora yaptığım ve 14 yıl beraber çalıştığım, Ege Üniversitesi Rasathanesi ve Astronomi Bölümünün kurucusu rahmetli Prof. Dr. Abdullah Kızılırmak ile ilgili iki anımı anlatmak istiyorum. Kızılırmak Hoca' nın belli ilkeleri vardı ve onlardan kesinlikle vazgeçmezdi. Örneğin her pazartesi akşamı hava yağışlı ya da soğuk demeden rasathaneye gider ve geceyi orada geçirirdi. Orada yazdığı ders kitapları üzerinde çalışır özellikle astronomi terimleri üzerinde düşünür ve yeni terimler üretirdi. Ertesi gün biz asistanlarını toplayıp o gece ürettiği terimleri bizlerle tartışır ve varsa önerilerimizi alırdı. Kendisi bir halk çocuğu olması nedeniyle doğal olarak sol politik görüşlüydü ve bu yüzden de başına gelmedik kalmadı.

12 Eylül muhtırasından sonra Prof. Nihat Erim' in başkanlığında kurulan hükümet sırasında ve Deniz Gezmiş ve arkadaşlarının yakalanamadığı günlerde sevgili hocamız, birçok sol eğilimli yazar ve aydınla beraber İzmir Sıkıyönetim Komutanlığı tarafından gözaltına alınmıştı ve İzmir Kemer' deki bir askeri birlikte tutuluyordu. Birkaç gün sonra kendisini ziyaret etmeme ve görüşmeme izin verildi. Geçmiş olsun dileklerinden sonra kendisine onun için bir şey yapmamı isteyip istemediğini sordum. Beni bir kenara çekerek ve kimsenin duymadığından emin olduktan sonra, evine gitmemi ve eşi Rümeysa hanıma selam söylememi, evlerinde bulunan Ruhi Su' nun kendi eliyle hocamız için imzaladığı long playleri (LP) alıp saklamamı istedi. Ayrıca onu ziyarete sık sık gelirsem benim de başıma bir şeyler geleceğinden korktuğunu ve bu nedenle sıkça gelmememi tembihledi. Evinin aranıp bu arada bunların alınıp götürülmesinden endişe ediyordu ve LP'leri kurtarmak istiyordu. Ziyaretten sonra evine giderek sözkonusu LP'leri aldım ve Aliağa' daki annemin evinde bir yere sakladım. Gözaltından salındıktan uzunca bir süre sonra o LP'leri kendisine teslim ettim.

Hani sol görüşlü oluşundan ötürü başına gelmedik kalmadı demiştim ya; Kızılırmak hocayla ilgili anlatacağım ikinci anım da 12 Eylül ihtilalinden sonra 1981 yılının başlarında onu bilimden, üniversiteden ve çok sevdiği öğrencilerinden koparan olayla ilgili. Hocamız o sıralar E.Ü. Fen Fakültesi Dekanı ve tabii Astronomi Bölümü başkanı. Bir gün kendisine İzmir Sıkıyönetim Komutanlığı tarafından yazılan iki satırlık bir yazı ile 1402 sayılı sıkıyönetim kanununun ilgili maddelerine dayanarak tüm idari görevlerinden alındığı bildirildi. Ertesi gün ailesiyke yaptığı tartışmalardan sonra emekli olmaya karar vermiş olarak bölüme geldi. Tabii bu şok edici kararı duyunca bizler emekli olmamasını ve idari görevi olmaksızın çalışmasını önerdik. Belli ki bu karardan onuru çok incinmişti ve "çocuklar bunlar artık beni rahat bırakmazlar" diyerek verdiği kararı uygulamaya koymuştu. Onuru o kadar kırılmıştı ki çok dayanamadı ve bundan sonra ancak iki buçuk yıl kadar sonra aramızdan ayrıldı.

Bölüm ve Rasathane kurmuş, birçok bilim adamı yetiştirmiş, dekanlık yapmış bir bilim insanına reva görülen bu muamelelerden utanmamak ve üzülmemek

mümkün mü? Kızılırmak Hocayı rahmetle ve saygıyla anıyor hepinizi saygıyla selamlıyorum.



Şekil 1. Adana Spektroskopi Yazokulu, 1979. Soldan sağa doğru; Şükrü Bozkurt, Ömür Gülmen, Okan Tümer, Abdullah Kızılırmak.

MİTHAT ÖZSAN AMFİSİ