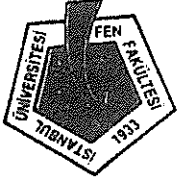


**İstanbul Üniversitesi Fen Fakültesi  
Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü**



**Boğaziçi Üniversitesi Kandilli  
Rasathanesi ve Deprem  
Araştırma Enstitüsü**



**Ferhat Fikri ÖZEREN**

# **X. ULUSAL ASTRONOMİ KONGRESİ**

**2-6 Eylül 1996**

**İSTANBUL  
1996**



Kongremizin öncesi ve sonrasında çalışmalarımıza verdiği  
destek nedeniyle

**Kadıköy Dörtler Dersanesi'ne**

şükranlarımızı sunarız.

Düzenleme Kurulu





# X. ULUSAL ASTRONOMİ KONGRESİ

## Bilim Kurulu

Prof. Dr. M. Ali ALPAR (ODTÜ)  
Prof. Dr. Zeki ASLAN (Akdeniz Üniversitesi)  
Prof. Dr. Çetin BOLCAL (İstanbul Üniversitesi)  
Prof. Dr. Osman DEMİRCAN (Ankara Üniversitesi)  
Prof. Dr. Nihal ERCAN (Boğaziçi Üniversitesi)  
Prof. Dr. Cafer İBANOĞLU (Ege Üniversitesi)  
Prof. Dr. Dursun KOÇER (İstanbul Üniversitesi)  
Prof. Dr. H. Gökmen TEKTUNALI (İstanbul Üniversitesi)

## Düzenleme Kurulu

Dr. Serap Güngör AK  
Araş. Gör. Tansel AK  
Dr. Levent ALTAŞ  
Dr. Tamer ATAÇ  
Astr. Oryal BARLAS  
Araş. Gör. Mevlana BAŞAL  
Dr. Hülya ÇALIŞKAN  
Astr. Dr. Hasan H. ESENOĞLU  
Dr. Yüksel KARATAŞ  
Prof. Dr. H. Hüseyin MENTEŞE (Başkan)  
Araş. Gör. Tuncay ÖZİŞİK  
Dr. Engin SÖZEN  
Astr. Tekin TEKMAN

## DESTEKLEYEN KİŞİ VE KURULUŞLAR

İstanbul Üniversitesi Rektörlüğü,  
Boğaziçi Üniversitesi Rektörlüğü,  
İstanbul Üniversitesi Fen Fakültesi Dekanlığı,  
İstanbul Üniversitesi Gözlemevi Araştırma ve Uygulama Merkezi,  
Burhan Savaş,  
Doğan Özyer,  
Doluca A.Ş.,  
K. Dörtler Dersanesi,  
Kültür Okulları,  
Pamukbank A.Ş.,  
ve  
TÜBİTAK



## İÇİNDEKİLER

X. Ulusal Astronomi Kongresi Programı.....	IV
X. Ulusal Astronomi Kongresi Katılımcıları.....	IX
Açılış Konuşmaları	
Çetin Bolcal.....	XI
Dursun Koçer.....	XII

### BİLDİRİLER

Yıldızlarda Manyetik Etkinlik ( <i>Çağrılı Bildiri</i> ) (C. İbanoğlu).....	1
Lekeli Yıldızların Işık Eğrilerinin Analitik Çözümü (Z. Eker).....	22
Kromosferik Aktif Yıldız II Peg'in Rengine Leke ve Fakülaların Etkisi (S. Evren).....	23
RS CVn Çift Yıldızlarının Kinematığı (A. İskender, Z. Aslan, T. Özdemir).....	32
Güneş Fiziği Çalışmaları ( <i>Çağrılı Bildiri</i> ) (T. Ataç, A. Ökten).....	37
Bazı Orta Dönemli RS CVn'lerin Dönem Değişimi (F. Ekmekçi, F. F. Özeren, B. Albayrak, O. Demircan).....	51
Bazı Kısa Dönemli RS CVn'lerin Dönem Değişimi (F. F. Özeren, B. Albayrak, F. Ekmekçi, O. Demircan).....	56
OB ve WR Bileşenli Yakın Çift Yıldızlar ( <i>Çağrılı Bildiri</i> ) (O. Demircan).....	61
Çift Yıldızlarda Eksen Dönmesi: FT Ori (C. İbanoğlu, R. Pekünlü, V. Keskin).....	69
EG Cep Örtten Çift Yıldızının Fotometrik Analizi (A. Erdem, Ö. Gülmen, C. Sezer, Ö. L. Değirmenci, A. Devlen).....	76
WZ Cygni Örtten Çift Sisteminin Yeni Işık Eğrisi ve Fotometrik Analizi (Z. Müyesseroğlu).....	85
BO CVn'nin Işık Eğrisi ve Yörünge Analizi (B. Albayrak, Z. Müyesseroğlu).....	90
44i Boo Çift Sisteminde Işık ve Dönem Değişimi (B. Gürol, İ. E. Derman).....	96
UV Piscium Örtten Çift Yıldızının Etkinlikleri ve Işık Eğrilerinin Analizi (V. Keskin).....	107
V1073 Cygni Örtten Çift Yıldızının Fotometrik Analizi (C. Sezer).....	115
Cepheid Kararsızlık Kuşağının Alt Bölgesindeki Yıldızlarda Dönem Değişimlerinin Evrim İle İlişkisi ( <i>Çağrılı Bildiri</i> ) (C. Akan).....	121
BF Aur Çift Yıldızının UBV Işık Eğrisi Analizi (S. Özdemir, O. Demircan, Z. Müyesseroğlu, H. Ak, B. Albayrak, M. Tanrıver).....	131
Ayrık Çift Sistem V 505 Persei (DHK 11) (M. Tanrıver, S. Özdemir, O. Demircan).....	138
OB Bileşenli CQ Cep Çift Yıldız Sisteminin Işık Eğrisi ve Yörünge Analizi (H. Ak, O. Demircan, S. Özdemir, B. Albayrak, M. Tanrıver).....	146
IQ Persei Örtten Çift Sisteminin Fotoelektrik Işıklıçümü ve Fotometrik Analizi (Ö. L. Değirmenci).....	154
U Peg Değen Çift Yıldız Sisteminin Dönem Analizi (M. Helvacı, C. Aydın, O. Demircan).....	164
Hipparchos Girdi Kataloğu'nda Bulunan Karbon Yıldızlarının Hareketi (C. Yeşilyaprak, Z. Aslan, O. Gölbaşı).....	173
AK Her Örtten Çiftinde Dönem Değişimi (B. Yaşarsoy, V. Keskin).....	183
Türkiye'de Astronomiye Bibliyometrik Bir Bakış (A. Uzun).....	188
Galaksiler ve Kozmoloji: Geniş-Ölçekte Evrenin Yapısı ( <i>Çağrılı Bildiri</i> ) (F. L. Tektunalı).....	195
RGU Fotometrisinde Renk-Kadir Diyagramları ve Evrimleşmiş Yıldızlar (S. Karaali, S. Bilir).....	212

<b>SA 71 Yıldız Alanının Yeni Yöntemlerle Fotometrik İncelenmesi (S. Karaali)</b> .....	219
<b>Üç Renk Fotometrisinde Parlaklık Sınıfı, Spektrel Tip ve Metal Bolluğunun Fonksiyonu Olarak Yeni Dönüşüm Formülleri (S. Güngör Ak, S. Karaali, R. Buser)</b> .....	236
<b>SA 51 Yıldız Alanının Yeni Yöntemlerle Fotometrik İncelenmesi (S. Bilir, S. Karaali)</b> .....	246
<b>Sentetik UBV Fotometrisine Ait Metal Bolluklarının RGU Fotometrisi Yardımı ile Elde Edilenlerle Karşılaştırılması (S. Karaali, S. Güngör Ak, Y. Karataş)</b> .....	260
<b>SA 54 Yıldız Alanının UBV Fotometrik İncelenmesi (S. Karaali, Y. Karataş, S. Bilir, S. Güngör Ak)</b> .....	268
<b>TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde Kullanılması Planlanan Tayföllerlerin Özellikleri ve Kullanım Alanları (Çağrılı Bildiri) (Ü. Kızıloğlu, İ. Yeğingil)</b> .....	278
<b>İstanbul Üniversitesi Gözlemevi'nde Sayısal Görüntüleme (T. Özışık)</b> .....	291
<b>Uzaktan Algılama ve GIS'in Uzay Çalışmalarındaki Yeri (M. Altan)</b> .....	299
<b>Milimetrik Marmara Radyo Teleskobu (MRT-2)'nun Kalibrasyon Çalışmaları (M. E. Özel, İ.M. Yusifov, Y. Karelın, O. Demircan, İ. Gözel, T. Adıgüzel, G. Bayer, B. Demirel)</b> .....	309
<b>Nötron Yıldızlarına Kütle Aktarımı, Kepler ve Vuru (Beat) Frekansları, Yaklaşık Periyodik Dalgalanmalar (Çağrılı Bildiri) (M. A. Alpar)</b> .....	318
<b>Klasik Nova FH Ser ve QU Vul'un Spektroskopik ve Görüntü CCD Gözlemleri (H. H. Esenoğlu, A. Bianchini, M. Della Valle, M. T. Özkan)</b> .....	324
<b>Very Cool White Dwarfs: Carbon ve Hydrocarbon Molecule Abundances (T. Aslan, I. Bues)</b> .....	333
<b>Z Cam ve SS Cyg'nin Uzun Dönemli Işık Eğrilerinin İstatistik Analizi (T. Ak, M. T. Özkan)</b> .....	339
<b>IUE Tayflarından Terminal Hız Hesabı (H. Gülseçen, M. T. Özkan, T. Ak, A. T. Saygıç, H. H. Esenoğlu)</b> .....	350
<b>Pulsarların Elliptik Işıma Diyagramı ve Toplam Işıma Gücü (İ.M. Yusifov, M.E. Özel)</b> .....	360
<b>Süpernova Kalıntılarının Uzaklıklarına Yeni Bir Yaklaşım (A. O. Allahverdiyev, A. Ankay)</b> .....	365
<b>Yıldızlarda Kimyasal Elementler (Çağrılı Bildiri) (H. G. Tektunalı)</b> .....	368
<b><math>\chi</math> Aur (B5 Iab) Yıldızı Doğrultusunda Yıldızlararası Maddenin Kolon Yoğunlukları (H. H. Mentеше)</b> .....	404
<b>Normal ve Özel F Tipi Yıldızların Spektrum Analizi (H. Çalışkan, S. J. Adelman, Ç. Bolcal, D. Koçer)</b> .....	411
<b>Yıldızlararası Ortam (Çağrılı Bildiri) (C. Aydın, A. Anay, O. Hüseyin)</b> .....	413
<b>HR 8851 Yıldızının Mod Analizi ve Dönmenin Zonklama Modları Üzerine Etkisi (J. Hao, M.C. Akan, D. Yang, L. Huang, V. Keskin, C. İbanoğlu, Z. Tunca, S. Evren)</b> .....	418
<b>Cusp Bölgesi Sınırlarının Magnetik Aktiflikle Değişmesi (G. Kandemir)</b> .....	428
<b>Osmanlı Türkiyesinde "Alaturka Saat"ten "Alafranga Saat"e Geçiş (E. İhsanoğlu, F. Günergun)</b> .....	434
<b>Astronomi Tarihinde Bir Türk: Nasirüddin Tusi ve Merağa Rasathanesi (L. Göker)</b> .....	442
<b>Osmanlılar Devrinde Astronomi (R. Şeşen)</b> .....	451
<b>Ahmed Cevdet Paşa'nın Önerdiği Yeni Bir Takvim (R. Demir, Y. Unat)</b> .....	455
<b>Fizik Nesnelerin Tek Tek Varlıklar Olarak Veya Bir Süreç İçinde Kavranılması (Çağrılı Bildiri) (Ş. Ural)</b> .....	463
<b>Bilgisayar Destekli Genel Astronomi (M. Hamzaoğlu, E. Hamzaoğlu)</b> .....	469
<b>Genel Astronomide PC'ye Uygun Problem Çözümü (M. Hamzaoğlu)</b> .....	477
<b>Türkiye'deki Meteor Kraterlerinin Uydu Görüntülerinde Aranması (M. Dağcı, M. E. Özel, H. Yıldırım)</b> .....	482

1933-1958 Yılları Arasında İstanbul Üniversitesi Fen Fakültesi'nde Görev Yapan Yabancı Astronomi Hocaları (S. İshakoğlu).....	492
Uzay Felsefesi Arkhe 'Enerji' mi? (Z. Kara).....	498

## **POSTERLER**

24 Eylül 1991 Surge Olayının Kinematik ve Yapısal Özellikleri (L. Altaş, A. Düzgelen)...	502
Kandilli Gözlemevi İçin Güneş Lekeleri İndirgeme Katsayısının Belirlenmesi ve Meteorolojik Değişkenlerle İlişkileri (O. Barlas, A. Düzgelen, L. Altaş).....	503
Bazı Kromosferik Aktif Çift Yıldızların Gözlemleri (F. Ekmekçi, F. F. Özeren, B. Albayrak).....	504
Aktivite-Evrin İlişkisi (G. Taş).....	505
Güneş Kromosferinin İki Boyutlu Spektrometrisinden Elde Edilen Bazı Sonuçlar (N. Al).....	506
Güneşin Fler Endeksinde Kuzey-Güney Asimetrisi (T. Ataç, A. Özgüç).....	507
Karbon Yıldızları UX Dra ve RY Dra'nın V ve R Gözlemleri (S. Özdemir, B. Albayrak, Z. Aslan, O. Demircan, H. Ak, Z. Müyesseroğlu, K. Yüce)..	508
X-Işın Çift Yıldızlarına Ait Bazı Korelasyonlar (S. Özdemir, O. Demircan, N. Yılmaz).....	509
X Persei (HD 24534) Yıldızının Fotometrik İncelenmesi (S. Engin, K. Yüce).....	510
V1073 Cyg'nin UBV Işık Eğrisi (S. Özdemir, K. Yüce, O. Demircan, S. Engin, N. Yılmaz).....	511
Yasak ve Yarı-Yasak Çizgilerin Listesi (H. H. Esenoğlu).....	512
Düşük ve Yüksek Kütleli X-Işın Çiftleri Kataloğu (A. T. Saygıç, O. Hüseyin, S. Özdemir, İ. Gözel, H. Çalışkan).....	513
İstanbul Üniversitesi Planetaryumu: Geçmişten Bugüne Yapılmış ve Yapılmakta Olan Çalışmalar (A. T. Saygıç, A. Ökten, T. Özışık, D. Koçer).....	514
Bazı Kataklizmik Değişenlerin ROSAT Analizi (G. İkis, E. N. Ercan).....	515
TX Columbae ve MV Lyrae'nin ROSAT Analizleri (G. Şen, E. N. Ercan).....	516
Etkileşen Çift Yıldızların Çevresinde Gezegen Olabilir mi? (O. Demircan).....	517

## X. ULUSAL ASTRONOMİ KONGRESİ PROGRAMI

### 2 EYLÜL 1996 - PAZARTESİ

- 08.30 Kayıt (*Biyoloji Bölümü Büyük Anfi*)  
10.00 - 11.30 Açılış (*Fen Fakültesi Konferans Salonu*)  
Konuşmalar: Prof. Dr. Bülent Berkarda  
Prof. Dr. Tosun Terzioğlu  
Prof. Dr. Çetin Bolcal  
Prof. Dr. Dursun Koçer
- Toplantı Salonu :** Biyoloji Bölümü Büyük Anfi  
**Oturum Başkanı :** Çetin Bolcal
- 11.30 - 12.00 Cafer İbanoğlu (**Çağrılı Bildiri**)  
*Yıldızlarda Manyetik Etkinlik*
- Genel Tartışma
- 12.15 Öğle Yemeği
- Oturum Başkanı :** Semanur Engin
- 14.30 - 14.45 Zeki Eker  
*Lekeli Yıldızların Işık Eğrilerinin Analitik Çözümü*
- 14.45 - 15.00 Serdar Evren  
*Kromosferik Aktif Yıldız II Peg'in Rengine Leke ve Fakülaların Etkisi*
- 15.00 - 15.15 Ahmet İskender, Zeki Aslan, Tuncay Özdemir  
*RS CVn Çift Yıldızlarının Kinematiki*
- 15.15 - 15.45 Çay
- 15.45 - 16.30 Tamer Ataç, Adnan Ökten (**Çağrılı Bildiri**)  
*Güneş Fiziği Çalışmaları*
- 16.30 - 16.45 Fehmi Ekmekçi, Ferhat F. Özeren, Berahitdin Albayrak, Osman Demircan  
*Bazı Orta Dönemli RS CVn'lerin Dönem Değişimi*
- 16.45 - 17.00 Ferhat F. Özeren, Berahitdin Albayrak, Fehmi Ekmekçi, Osman Demircan  
*Bazı Kısa Dönemli RS CVn'lerin Dönem Değişimi*
- Genel Tartışma
- Kokteyl (Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü)**

### 3 EYLÜL 1996 - SALI

- Toplantı Salonu :** Biyoloji Bölümü Büyük Anfi  
**Oturum Başkanı :** Halil Kırbıyık
- 09.00 - 09.30 Osman Demircan (**Çağrılı Bildiri**)  
*OB ve WR Bileşenli Yakın Çift Yıldızlar*
- 09.30 - 09.45 Cafer İbanoğlu, Rennan Pekünlü, Varol Keskin  
*Çift Yıldızlarda Eksen Dönmesi: FT Ori*
- 09.45 - 10.00 Ahmet Erdem, Ömür Gülmen, Cengiz Sezer, Ömer L. Değirmenci, Ahmet Devlen  
*EG Cep Örtün Çift Sisteminin Fotometrik Analizi*
- 10.10 - 10.45 Çay

10.45 - 11.00	Zekeriya Müyesseroğlu <i>WZ Cygni Örtün Çift Sisteminin Yeni Işık Eğrisi ve Fotometrik Analizi</i>
11.00 - 11.15	Berahitdin Albayrak, Zekeriya Müyesseroğlu <i>BO CV'n'in Işık Eğrisi ve Yörünge Analizi</i>
11.15 - 11.30	Birol Gürol, İ. Ethem Derman <i>44i Boo Çift Sisteminde Işık ve Dönem Değişimi</i>
11.30 - 11.45	Varol Keskin <i>UV Psc'in Yörünge Analizi ve Etkinlikleri</i>
11.45 - 12.00	Cengiz Sezer <i>V1073 Cygni Örtün Çift Yıldızının Fotometrik Analizi</i>
Genel Tartışma	
12.30	Öğle Yemeği
Oturum Başkanı : Cafer İbanoğlu	
14.00 - 14.30	Can Akan (Çağrılı Bildiri) <i>Cepheid Kararsızlık Kuşağının Alt Bölgesindeki Yıldızlarda DönemDeğişimlerinin Evrim İle İlişkisi</i>
14.30 - 14.45	Sacit Özdemir, Osman Demircan, Zekeriya Müyesseroğlu, Hasan Ak, Berahitdin Albayrak, Mehmet Tanrıver <i>BF Aur Çift Yıldızının UBV Işık Eğrisi Analizi</i>
14.45 - 15.00	Mehmet Tanrıver, Sacit Özdemir, Osman Demircan <i>Ayrık Çift Sistem V 505 Persei (DHK 11)</i>
15.00 - 15.15	Hasan Ak, Osman Demircan, Sacit Özdemir, Berahitdin Albayrak, Mehmet Tanrıver <i>OB Bileşenli CQ Cep Çift Yıldız Sisteminin Işık Eğrisi ve Yörünge Analizi</i>
15.15 - 15.30	Ömer Lütfi Değirmenci <i>IQ Persei Örtün Çift Sisteminin Fotoelektrik Işıkölçümü ve Fotometrik Analizi</i>
15.30 - 15.45	Mustafa Helvacı, Cemal Aydın, Osman Demircan <i>U Peg Değün Çift Yıldız Sisteminin Dönem Analizi</i>
15.45 - 16.15	Çay
16.15 - 16.30	Cahit Yeşilyaprak, Zeki Aslan, Orhan Gölbaşı <i>Hipparchos Girdi Kataloğu'nda Bulunan Karbon Yıldızlarının Hareketi</i>
16.30 - 16.45	Bülent Yaşarsoy, Varol Keskin <i>AK Her Örtün Çiftinde Dönem Değişimi</i>
16.45 - 17.15	Ali Uzun <i>Türkiye'de Astronomiye Bibliometrik Bir Bakış</i>
Genel Tartışma	

#### **4 EYLÜL 1996 - ÇARŞAMBA**

Toplantı Salonu : Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Prof. Dr. K. Avcioğlu Dershanesi	
Oturum Başkanı : Latif Topaktaş	
09.00 - 09.30	Fusun L. Tektunalı (Çağrılı Bildiri) <i>Galaksiler ve Kozmoloji: Geniş-Ölçekte Evrenin Yapısı</i>
09.30 - 09.45	Salih Karaali, Selçuk Bilir <i>RGU Fotometrisinde Renk-Kadir Diyagramları ve Evrimleşmiş Yıldızlar</i>
09.45 - 10.00	Salih Karaali <i>SA 71 Yıldız Alanının Yeni Yöntemlerle Fotometrik İncelenmesi</i>
10.00 - 10.15	Serap Güngör Ak, Salih Karaali, Roland Buser <i>Üç Renk Fotometrisinde Parlaklık Sınıfı ve Spektrel Tip ve Metal Bolluğunun Fonksiyonu Olarak Yeni Dönüşüm Formülleri</i>
10.15 - 10.45	Çay

- 10.45 - 11.00 Selçuk Bilir, Salih Karaali  
*SA 51 Yıldız Alanının Yeni Yöntemlerle Fotometrik İncelenmesi*
- 11.00 - 11.15 Salih Karaali, Serap Güngör Ak, Yüksel Karataş  
*Sentetik UBV Fotometrisine Ait Metal Bolluklarının RGU Fotometrisi Yardımı ile Elde Edilenlerle Karşılaştırılması*
- 11.15 - 11.30 Salih Karaali, Yüksel Karataş, Selçuk Bilir, Serap Güngör Ak  
*SA 54 Yıldız Alanının UBV Fotometrik İncelenmesi*

**Genel Tartışma**

- 11.45 - 12.30 Poster Tanıtımı

**Toplantı Salonu :** Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Prof. Dr. N. Gökdoğan

**Oturum Başkanı :** Osman Demircan

- 09.00 - 09.45 Ümit Kızıloğlu, İlhami Yeğingil (**Çağrılı Bildiri**)  
*TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi 'nde Kullanılması Planlanan Tayföçerlerin Özellikleri ve Kullanım Alanları*
- 09.45 - 10.00 Tuncay Özışık  
*İstanbul Üniversitesi Gözlemevi 'nde Sayısal Görüntüleme*
- 10.00 - 10.15 Çay
- 10.45 - 11.00 Engin Sözen  
*B.Ü. Kandilli Rasathanesi ve Deprem Araştırma Enstitüsü Spektrohelyografi*
- 11.00 - 11.15 Metin Altan  
*Uzaktan Algılama ve GIS'in Uzay Çalışmalarındaki Yeri*
- 11.15 - 11.30 M. E. Özel, I.M. Yusifov, Y. Karelin, O. Demircan, İ. Gözel, T. Adıgüzel, G. Bayer, B. Demirel  
*Milimetrik Marmara Radyo Teleskobu (MRT-2)'nin Kalibrasyon Çalışmaları*

**Genel Tartışma**

- 11.45 - 12.30 Poster Tanıtımı

- 19.30 - **Kongre Yemeği**

**5 EYLÜL 1996 - PERSEMBE**

**Toplantı Salonu :** Biyoloji Bölümü Büyük Anfi

**Oturum Başkanı :** Zeynel Tunca

- 09.00 - 09.30 M. Ali Alpar (**Çağrılı Bildiri**)  
*Nötron Yıldızlarına Kütle Aktarımı, Kepler ve Vuru (Beat) Frekansları, Yaklaşık Periyodik Dalgalanmalar*
- 09.30 - 09.45 Hasan H. Esenoğlu, Antonio Bianchini, Massimo Della Valle, M. Türker Özkan  
*Klasik Nova FH Ser ve QU Vul 'un Spektroskopik ve Görüntü CCD Gözlemleri*
- 09.45 - 10.00 Turgut Aslan, Irmela Bues  
*Very Cool White Dwarfs: Carbon ve Hydrocarbon Molecule Abundances*
- 10.00 - 10.15 Tansel Ak, M. Türker Özkan  
*Z Cam ve SS Cyg 'nin Uzun Dönemli Işık Eğrilerinin İstatistik Analizi*

**Genel Tartışma**

- 10.30 - 11.00 Çay

- 11.00 - 11.15 Hulusi Gülseçen, M. Türker Özkan, Tansel Ak, A. Talat Saygıç, Hasan H. Esenoğlu  
*IUE Tayflarından Terminal Hız Hesabı*



- 11.15 - 11.30 I.M. Yusifov, M.E. Özel  
*Pulsarların Eliptik Işıma Diyagramı ve Toplam Işıma Gücü*
- 11.30 - 11.45 A. O. Allahverdiyev, A. Ankay  
*Süpernova Kalıntılarının Uzaklıklarına Yeni Bir Yaklaşım*

Genel Tartışma

- 12.00 Yemek

**Oturum Başkanı :** M. Ali Alpar

- 14.00 - 14.30 H. Gökmen Tektunalı (**Çağrılı Bildiri**)  
*Yıldızlarda Kimyasal Elementler*
- 14.30 - 14.45 H. Hüseyin Mentеше  
 *$\chi$  Aur (B5 Iab) Yıldızı Doğrultusunda Yıldızlararası Maddenin Kolon Yoğunlukları*
- 14.45 - 15.00 Hülya Çalışkan, Saul J. Adelman, Çetin Bolcal, Dursun Koçer  
*Normal ve Özel F Tipi Yıldızların Spektrel Analizi*

Genel Tartışma

- 15.15 - 15.45 Çay

**Oturum Başkanı :** Cengiz Sezer

- 15.45 - 16.15 Cemal Aydın, Aşkın Anay, Oktay Hüseyin (**Çağrılı Bildiri**)  
*Yıldızlararası Ortam*
- 16.15 - 16.30 İ.Ü. Fen Fakültesi Amatör Astronomi Kulübü Çalışmaları
- 16.30 - 16.45 J. Hao, M.C. Akan, D. Yang, L. Huang, V. Keskin, C. İbanoğlu, Z. Tunca, S. Evren  
*HR 8851 Yıldızının Mod Analizi ve Dönmenin Zonklama Modları Üzerine Etkisi*
- 16.45 - 17.00 Gülçin Kandemir  
*Cusp Bölgesi Sınırlarının Magnetik Aktiflikle Değişimi*

Genel Tartışma

## **6 EYLÜL 1996 - CUMA**

**Toplantı Salonu :** B.Ü. Kandilli Rasathanesi ve Deprem Araştırma Enstitüsü

**Oturum Başkanı :** Ahmet Mete Işıkara

- 09.00 - 09.15 Ekmeleddin İhsanoğlu, Feza Günergun  
*Osmanlı Türkiyesinde "Alaturka Saat"ten "Alafranga Saat"e Geçiş*
- 09.15 - 09.30 Lütfi Göker  
*Astronomi Tarihinde Bir Türk-Nasirüddin Tusı ve Meraga Gözlemevi*
- 09.30 - 09.45 Ramazan Şeşen  
*Osmanlılar Devrinde Astronomi*
- 09.45 - 10.00 Remzi Demir, Yavuz Unat  
*Ahmed Cevdet Paşa'nın Önerdiği Yeni Bir Takvim*

- 10.00 - 10.30 Çay

**Oturum Başkanı :** Şafak Ural

- 10.30 - 11.00 Şafak Ural (**Çağrılı Bildiri**)  
*Fizik Nesnelerin Tek Tek Varlıklar Olarak Veya Bir Süreç İçinde Kavranılması*
- 11.00 - 11.15 Melek Hamzaoğlu, Esat Hamzaoğlu  
*Bilgisayar Destekli Genel Astronomi*
- 11.15 - 11.30 Melek Hamzaoğlu  
*Genel Astronomide PC'ye Uygun Problem Çözümü*

- 11.30 - 11.45 M. Dağcı, M. E. Özel, H. Yıldırım,  
*Türkiye'deki Meteor Kraterlerinin Uydu Görüntülerinde Aranması*
- 11.45 - 12.00 Sevtap İshakoğlu  
*1933-1958 Yılları Arasında İstanbul Üniversitesi Fen Fakültesi'nde Görev Yapan Yabancı  
Astronomi Hocaları*
- 12.00 - 12.15 Zuhâl Kara  
*Uzay Felsefesi Arkhe 'Enerji' mi?*
- Genel Tartışma
- 12.30 Yemek
- Oturum Başkanı :** Zeki Aslan
- 14.00 - 14.15 Mehmet Doğan  
*Kuruluşundan Bugüne AMAD*
- 14.15 - 16.00 Ulusal Gözlemevi ve T.A.D Çalışmaları
- Kapanış
- Kokteyl (B.Ü. Kandilli Rasathanesi ve Deprem Araştırma Enstitüsü)**

## X. ULUSAL ASTRONOMİ KONGRESİ KATILIMCILARI

Adnan KIRAL, İstanbul Üniversitesi  
Adnan ÖKTEN, İstanbul Üniversitesi  
Ahmet BİLGİN, Pertevniyal Lisesi  
Ahmet İSKENDER, İnönü Üniversitesi  
Ahmet Ş. MUTLUOĞLU, İstanbul Üniv.  
Alen TAŞÇIOĞLU, İstanbul Üniversitesi  
Ali KILÇIK, İstanbul Üniversitesi  
Ali UZUN, ODTÜ  
A. Mete IŞIKARA, Boğaziçi Üniversitesi  
A. Talat SAYGAÇ, İstanbul Üniversitesi  
Atıla ÖZGÜÇ, Boğaziçi Üniversitesi  
Aynur ANIL, İstanbul Üniversitesi  
Ayşe ULUBAY, Ege Üniversitesi  
Ayten DÜZGELEN, Boğaziçi Üniversitesi  
Banu DEMİREL, Ankara Üniversitesi  
Bekir CANDAN, Ankara Üniversitesi  
Bekir KUZUİMAMLAR  
Berahitdin ALBAYRAK, Ankara Üniv.  
BiroL GÜROL, Ankara Üniversitesi  
Bülent YAŞARSOY, Ege Üniversitesi  
Cafer İBANOĞLU, Ege Üniversitesi  
Cahit YEŞİLYAPRAK, Akdeniz Üniv.  
Can BATTAL KILINÇ, Ege Üniversitesi  
Cengiz SEZER, Ege Üniversitesi  
Cumhure ÜÇER, Boğaziçi Üniversitesi  
Çetin BOLCAL, İstanbul Üniversitesi  
Çetin UĞUR  
Demir TIRYAKI, İstanbul Üniversitesi  
D. Özlem HÜRKAL, Ege Üniversitesi  
Dursun KOÇER, İstanbul Üniversitesi  
Ehad ALLAHVERDİYEV, TÜBİTAK  
Ekmeleddin İHSANOĞLU, İstanbul Üniv.  
Ela TOMRİS, İstanbul Üniversitesi  
Emre IŞIK, Ege Üniversitesi  
Engin SÖZEN, Boğaziçi Üniversitesi  
Ersoy ŞAŞIOĞLU, Ege Üniversitesi  
Esat HAMZAOĞLU, Marmara Üniversitesi  
Faruk İMAMOĞLU  
Faruk SOYDUGAN, Ege Üniversitesi  
Fehmi EKMEKÇİ, Ankara Üniversitesi  
Ferhat F. ÖZEREN, Ankara Üniversitesi  
Ferhat NUTKU, İstanbul Üniversitesi  
Ferit Acar SAVACI, İ.T.Ü.  
Fevzi ÇETİN, Ankara Üniversitesi  
Fikret AKMAN

Fusun L. TEKTUNALI, İstanbul Üniv.  
Gökhan ŞEN, Boğaziçi Üniversitesi  
Gökmen TEKTUNALI, İstanbul Üniv.  
Gülçin KANDEMİR, İ.T.Ü.  
Gülnur İKİS, Boğaziçi Üniversitesi  
Günay TAŞ, Ege Üniversitesi  
Gürkan ILICALI, Yıldız Teknik Üniv.  
Hatice SÖYLEMEZ, İstanbul Üniversitesi  
H. Hüseyin MENTEŞE, İstanbul Üniv.  
Halil KIRBIYIK, ODTÜ  
Halil ÖZÇELİK, İstanbul Üniversitesi  
Hasan AK, Ankara Üniversitesi  
Hasan H. ESENOĞLU, İstanbul Üniv.  
Haşmet BÖLGE, Boğaziçi Üniversitesi  
Hatice Nurten DÜMENLİ  
Hulusi GÜLSEÇEN, İstanbul Üniversitesi  
Hülya ÇALIŞKAN, İstanbul Üniversitesi  
Hülya YEŞİLYAPRAK, Boğaziçi Üniv.  
İlhami YEĞİNGİL, Çukurova Üniversitesi  
İpek HAMAMI, İstanbul Üniversitesi  
İsmail ŞENGÜL  
İsmail YUSİFOV, TÜBİTAK-MAM  
Kaan KUTLUATA, Ankara Üniversitesi  
Latif TOPAKTAŞ, Kocaeli Üniversitesi  
Levent ALTAŞ, Boğaziçi Üniversitesi  
Lütfi GÖKER, Gazi Üniversitesi  
M. Ali ALPAR, ODTÜ  
M. Can AKAN, Ege Üniversitesi  
M. Türker ÖZKAN, İstanbul Üniversitesi  
M. Ege GÜROL, İstanbul Üniversitesi  
Mehmet DAĞCI, Ege Üniversitesi  
Mehmet DOĞAN  
Mehmet KARA, İstanbul Üniversitesi  
Melahat SIRMA, İstanbul Üniversitesi  
Melek HAMZAOĞLU, Marmara Üniv.  
Melek ÖZTÜRK, İstanbul Üniversitesi  
Mesut YILDIRIM, Akif Tuncel An. Tek. L.  
Metin ALTAN, Anadolu Üniversitesi  
Mevlana BAŞAL, İstanbul Üniversitesi  
Murat YILMAZ  
Mustafa HELVACI, Ankara Üniversitesi  
Nihal ERCAN, Boğaziçi Üniversitesi  
Nurol AL, İstanbul Üniversitesi  
Nüzhet GÖKDOĞAN, İstanbul Üniversitesi  
Oktay HÜSEYİN, TÜBİTAK-MAM

Oryal BARLAS, Boğaziçi Üniversitesi  
Osman DEMİRCAN, Ankara Üniversitesi  
Osman ELMAS  
Osman KARAKUŞ, Ankara Üniversitesi  
Ömer L. DEĞİRMENCI, Ege Üniversitesi  
Ömür GÜLMEN, Ege Üniversitesi  
Özkan TAN, İstanbul Üniversitesi  
Paola DİSİDORO, Ege Üniversitesi  
Ramazan ŞEŞEN, Mimar Sinan Üniversitesi  
Remzi DEMİR, Ankara Üniversitesi  
Rennan PEKÜNLÜ, Ege Üniversitesi  
Rıdvan DERMANLI, TÜBİTAK-MAM  
Sacit ÖZDEMİR, Ankara Üniversitesi  
Salih KARAALI, İstanbul Üniversitesi  
Seçil AĞDA, ODTÜ  
Selçuk BİLİR, İstanbul Üniversitesi  
Semanur ENGIN, Ankara Üniversitesi  
Serap GÜNGÖR AK, İstanbul Üniversitesi  
Serdar EVREN, Ege Üniversitesi  
Sevtap İSHAKOĞLU, İstanbul Üniversitesi  
Şafak URAL, İstanbul Üniversitesi  
Sinem KİRKİT, İstanbul Üniversitesi  
Songül KUZKAYA, İstanbul Üniversitesi  
Tamer ATAÇ, Boğaziçi Üniversitesi  
Tansel AK, İstanbul Üniversitesi  
Taşkın ÇAY, İstanbul Üniversitesi  
Tevfik ÜRET, Osman Gazi Üniversitesi  
Tuncay ÖZİŞİK, İstanbul Üniversitesi  
Turgut ASLAN, Dr. Remeis-Sternwarte  
Tülay ADIGÜZEL, ODTÜ  
Ümit KIZILOĞLU, ODTÜ  
Varol KESKİN, Ege Üniversitesi  
Yaman ORMAN  
Yaşar SAVRAN, Ege Üniversitesi  
Yavuz UNAT, Ankara Üniversitesi  
Zekeriya MÜYESSEROĞLU, Ankara Ün.  
Zeki ASLAN, Akdeniz Üniversitesi  
Zeki EKER, King Saud Üniversitesi  
Zeynel TUNCA, Ege Üniversitesi  
Zeynep ŞAHİN, Ankara Üniversitesi  
Zuhal KARA, Çukurova Üniversitesi

Sayın Rektör, Değerli Bilim Adamları ve Değerli Öğrenciler,

İstanbulun en güzel mevsimi Sonbaharda bu yıl iki bilimsel toplantıya Fakültemiz ev sahipliği yapacaktır. Bunlardan biri Ulusal Biyoloji toplantısı, diğeri ise bu gün başlayan Ulusal Astronomi toplantısıdır. Hepinizi saygı ile selamlarım.

Onuncusu yapılan Ulusal Astronomi toplantısının programını incelediğimde yine fevkalade dolu olduğunu ve çalışılan konularda değerli bildiriler olduğunu gördüm. Ülkemizde Gökbilimciler uluslararası çalışılan güncel konularda bilime katkıda bulunmaya devam etmektedir. Bu her zaman da böyle olmuştur.

Ancak bu yıl yapılan toplantının bir başka özelliği, Türk Astronomlarının hayali olan Ulusal Astronomi Gözlemevinin son aşamasına geldiği bu günlerde yapılmasıdır. Bu Gözlemevinin projesinin temellerinin yine bu toplantılarda atıldığını yaştaşım Gökbilimcileri çok iyi hatırlayacaklardır. Uzun ve sabırlı bir çalışma sayesinde bu günlere geldik. Bu vesile ile bu projeye katkıda bulunan tüm arkadaşlarıma huzurlarınızda tekrar şükranlarımı arz etmek isterim. Ayrıca hayatta olan hocalarımıza sağlık, vefat etmiş hocalarımıza da Allahtan rahmet dilerim.

Bu toplantı vesilesi ile vurgulamak istediğim bir başka konuda Temel Bilim Fakültelerinde eğitim-öğretimde yapılmakta olan yeni düzenlemelerdir. Özellikle Temel Bilimler son 20-25 yıl içinde çok hızlı gelişmelere sahne olmuştur. Bu gelişim hızı her gün daha fazla artmaktadır. Dün bildiklerimiz bugün eskimekte bu nedenle yeni üretilen hemen bilgilere erişmek, hakim olmak gerekmektedir. Bunun tabiatıyla eğitim-öğretim programlarına da aksetmesi gerekir. Bu bakımdan Fakültemizin de içinde bulunduğu bazı Fen Fakültelerinde çalışmaların başlatıldığı ve belli bir aşamaya geldiğini bilmekteyiz. Bu güncelleştirme çalışmalarında bu toplantıda tartışılacağı ümit etmekteyim.

Bunun dışında özellikle Astronomi toplantısına yeni katılan arkadaşlarımızla tanışmak ve onları dinlemenin bizleri mutlu edeceğini ifade etmek isterim.

Tüm katılımcılara başarılı sağlıklı verimli toplantılar dilerken Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölüm Başkanı Değerli arkadaşım Prof. Dr. Dursun Koçer'in şahsında bu toplantının düzenlenmesine katkıda bulunanlara teşekkür ederim.

Prof. Dr. Çetin BOLCAL  
İ.Ü. Fen Fakültesi Dekanı

Değerli Rektörümüz, Dekanımız, B.Ü. Kandilli Rasathanesi ve Deprem Araştırma Enstitüsü'nün Sayın Müdürü, hocalarımız, konuklarımız sevgili öğrencilerimiz,

X. Ulusal Astronomi Kongresine katılımınızdan ötürü teşekkürlerimi arz ederim.

İlki 1968 yılında Prof. Dr. Dilhan Eryurt tarafından ODTÜ de düzenlenen kongrelerimiz hem katılımcı sayısı hem de bildiriler yönünden giderek zenginleşmiş ve bugünlere başarı ile ulaşmıştır. Bu yolda bizlere hep destek olan hocalarımıza sonsuz teşekkürlerimi arz ediyorum ve aramızdan zamansız olarak ayrılan değerli astronomlarımızı da rahmetle anıyorum.

X. Ulusal Astronomi Kongremizi düzenlerken daha geniş bir yelpaze içinde bulunalım dedik. Bu nedenle konuşma konularını çeşitlendirdik ve Astronomi bildirilerine ek olarak, Amatör Astronomi, Bilim Tarihi, Astronomi Tarihi, Uzay Teknolojileri alanlarında da değerli araştırmacılarımızı dinlemeyi planladık.

İstanbul'umuzun iki yakasında yıllardır birbirinden bağımsız olarak hizmet veren B.Ü. Kandilli Rasathanesi ve İ.Ü. Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü bu anlamlı kongreyi birlikte düzenlemeye karar verdiler ve çok verimli bir çalışma gerçekleştirdiler. Her iki kurumdaki çalışma arkadaşlarımızı huzurlarınızda kutluyor ve teşekkür ediyorum.

18 yıl önce başlayan ve büyük mücadeleler sonucu bu yıl mutlu sona ulaşma aşamasına gelen "Ulusal Astronomi Gözlemevi" projemiz hepimizin gurur kaynağı olmuştur. 1978 yılında bu projeyi başlatmak üzere yola çıkan değerli hocalarımız Prof. Dr. Nüzhet GÖKDOĞAN ve aramızdan çok zamansız ayrılan aydın insan Prof. Dr. Abdullah KIZILIRMAK'ın önderliğinde tüm astronomlar yaşamlarını yitirmek pahasına çalışarak projeyi sürdürdüler.

Bu süreç içinde kimi astronomlar kimi zaman mali olanaksızlıklar kimi zaman da dışından kaynaklanan olumsuzluklar nedeniyle çalışmalar yavaşlamış ama asla bırakmamışlardır.

Baştan beri bu projeyi bünyesinde yaşatan TÜBİTAK, Prof. Dr. Tosun TERZİOĞLU'nun başkan olması ile birlikte projemize yeni bir bakış açısı getirmiş ve Sayın Terzioğlu'nun tam desteği ile sonuca ulaşmıştır. 40 cm lik teleskop kubbesine yerleştirilmiş, 1.5 m lik teleskop Antalya'ya gelmiştir. 1996-97 döneminde ilk gözlemlere başlanacak ve uluslararası bir gözlemevi çalışmaya başlayacaktır. Huzurlarınızda, şu anda aramızda olan Sayın Prof. Dr. Tosun Terzioğlu'na tüm astronomların teşekkürlerini arz ediyorum.

Astronomi eğitim ve öğretimi açısından son derece gerekli olan, halk'a astronomiyi sevdirmek ve insanın hayal gücünü zorlayarak uçsuz bucaksız evren kavramı içinde daha derinlemesine düşünmeyi sağlamak yönünden en etkili eğitim araçlarından birisi kuşkusuz PLANETARYUM'dur.

Astronomi alanında, sayıca az olmasına karşın hem nitelik hem de nicelik olarak başarılı bir grafik çizen Türk astronomları'nın bir başka ideali de PLANETARYUM sahibi olmaktır.

Yıllar önce değerli hocamız Prof. Dr. Nüzhet GÖKDOĞAN tarafından bu yönde başlatılan çalışmalar ne yazık ki yine bir dizi talihsizlikler sonucu gerçekleştirilememiştir. Ancak astronomlar bu yönde de çabalarını sürdürmektedir. Ankara, İzmir ve İstanbul'da Astronomi Bölümleri olarak tüm imkanlar değerlendirilmekte olup, İstanbul Üniversitesi Rektörü sayın Prof. Dr. Bülent BERKARDA'nın desteği ile fizibilite çalışmaları yapılmaktadır. Kendilerine tüm astronomlar adına teşekkürlerimi arz ediyorum.

Bilim hayatının sessiz destekçileri vardır. Profesyonel Bilim adamı değillerdir ama bilimin gücüne, önemine inanmışlardır ve hiç bir şekilde reklam amacı gütmeyen bilime katkıda bulunurlar. Ben bunlara "Amatör Bilim Adamları" diyorum.

Üniversitemiz Kimya Müh. Fakültesinden 1967 yılında mezun olan değerli arkadaşım Yük. Müh. Sayın Burhan Savaş, temel bilimlere aşık bir Amatör Bilim Adamı ve özellikle Astronomi'ye olan hayranlığı ile bilimsel çalışmalarımıza çok değerli destekleri olmuştur ve olmaktadır. Kendisine tüm astronomlar adına teşekkürlerimi sunmak istiyorum.

Ayrıca bu kongremizi destekleyen diğer kişi ve kuruluşlara da katkılarından ötürü teşekkürlerimi sunuyorum.

Atatürk ve Bilim: "Gözlerimizi kapayıp tek başımıza yaşadığımızı düşünemeyiz. Memleketimizi bir çember içine alıp dünya ile alakasız yaşayamayız. Aksine, yükselmiş, ilerlemiş, medeni bir millet olarak medeniyet düzeyinin üzerinde yaşayacağız. Bu hayat ancak ilim ve fenle olur. İlim ve fen nerede ise oradan alacağız ve her millet ferdinin kafasına koyacağız. İlim ve fen için kayıt ve şart yoktur.

Hiçbir tutarlı kanıtı dayanmayan birtakım geleneklerin, inanışların korunmasında ısrar eden milletlerin ilerlemesi güç olur; belki de hiç olmaz. İlerlemede geleneklerin kayıt ve şartlarını aşamayan milletler hayatı, akla ve gerçeklere uygun olarak göremez. Hayat felsefesini geniş açıdan gören milletlerin egemenliği ve boyunduruğu altına girmeye mahkumdur." 27 Ekim 1992 Bursa.

Böyle düşünüyor Ulu Önder Mustafa Kemal Atatürk. Söyledikleri son derece açık ve anlamlı. "Eğer şu anda burada böyle bir kongre için toplanabildikse, özgür, çağdaş, laik bireyler olarak bilim hayatında yerimizi alabildikse Ata'mıza en içten minnet ve şükranlarımızı sunmalıyız. Böyle de yapıyorum izninizle."

Saygılar sunarım.

Prof. Dr. Dursun KOÇER

İ.Ü. Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü Başkanı





# YILDIZLARDA MANYETİK ETKİNLİK

Cafer İBANOĞLU

E.Ü. Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü  
35100 Bornova, İZMİR

## ÖZET

Konvektif zarflı soğuk yıldızlar da lekeler, kromosferik salma, korona X - ışın salmaları, radyo salması ve ani parlama gibi güneş-benzeri manyetik etkinlik gösterirler. Manyetik etkinlik hızlı dönme ve F5'den daha gerideki tayf türüyle birlikte artar. Bu artma konvektif zarfın derinliği ve yüzey çekimine bağlıdır. Geri tür soğuk yıldızlarda gözlenen güneş - benzeri etkinlik manyetik dinamonun bir sonucudur. Çok renk ışık eğrileri ve Doppler görüntüleme tekniği dönen bir yıldızın yüzeyindeki parlaklık dağılımını ortaya çıkarma olanağı sağlar.

Aktif kromosferli yıldızlar üzerine yapılan araştırmalar uzun dönemli manyetik çevrimlerin ipuçlarını verir. Bunun ilk belirtisi V rengindeki ortalama parlaklığın uzun zaman diliminde değişmesidir. İkinci belirti, B-V renk ölçeğiyle belirlenen yüzey parlaklığındaki değişmedir. Üçüncü belirti ise aktif yıldızın bir örten çiftin üyesi olması durumunda yörünge dönemindeki değişmedir. Öte yandan, aktif yıldızların ışıkölçüm ve tayfsal gözlemleri bu yıldızlardaki lekelerin güneştekinin tersine uçlamlarda yer aldığını göstermektedir. Çok aktif olan yıldızlarda plaj ve prominens bölgeleri lekelerin yer aldığı yüzeyin tamamen tersi bölgelerde ortaya çıkmaktadır. Çok frekanslı ve uzun-sürelili gözlemler bu yıldızlardaki manyetik etkinliğin zamana bağlı davranışını konusunda önemli bilgiler verecektir.

*Anahtar kelimeler:* Manyetik etkinlik; yıldız: kromosfer, korona

## SUMMARY

Solar-like magnetic activity such as photospheric spots, chromospheric emission, coronal X-ray and radio emissions, and flare activity are seen in many cool stars with convective envelopes. The strenght of stellar activity increases with rapid rotation and spectral types of later than F5. These increases of activity have been depended on the increasing depth of convective envelopes and surface gravity. The solar-like activity observed on the late type cool stars has been taken as a result of magnetic dynamo. The multi-wavelength light curves and Doppler Imaging techniques permit to reveal the surface brightness distribution of the rotating star; i.e., spot properties.

The long-term studies of some chromospherically active stars are presenting evidence for possible long-term magnetic cycles. The first diagnostic of these manifestations is long-term variability in mean brightness, usually in the V bandpass. The second diagnostic is long-term variability in surface brightness, as measured by B-V colour index. The third one is long-term variability in the orbital period, when the active star is in an eclipsing binary. On the other hand, both photometric and spectroscopic observations of active stars yield polar or near polar spots in distinct contrast to the sun. The brightest plage and prominences on some of the more active systems seem to be located on the opposite hemisphere of the largest spots. Multi-frquency and long-term studies should prove very valuable for understanding the important time-dependent manifestations of magnetic activity.

*Key words:* Magnetic activity, star: chromosphere, corona

## 1. Yıldız - Güneş ilişkisi

Güneş etkinliği olaylarının iki boyutlu araştırılma olanağı olmasına karşın Güneş'in tek parametre takımı vardır. Bu parametre takımı kütle, boyut, kimyasal karışım ve şimdiki gelişim durumundan oluşur. Halbuki yıldızlar genel olarak tek boyutludur. Ancak, fiziksel parametrelerin geniş bir aralığını kapladıklarından kuramların testi ve ortak olayları açıklama bakımından güneşten daha fazla bilgi verirler. Güneş-yıldız ilişkisi yalnız Güneşi değil öteki geri tür yıldızları anlamamız açısından da önemli olanaklar sağlar.

Güneşte elde edilen buluşların yıldızlara uygulanmaya başlanması çok eskilere dayanır. Ancak, 1950'lere kadar kromosfer ve koronaların yalnızca güneşe özgü olduğuna inanılıyordu. Gelişen tekniğin uzay çalışmalarına uygulanmaya başlamasıyla benzer bölgelerin birçok yıldızda da olduğu anlaşıldı.

Öte yandan, yıldızların gelişimi çalışmaları güneşin şimdiki gözlemleriyle elde edilemeyecek olan geçmişteki ve bundan sonraki durumuna ilişkin bilgi çıkarmamıza olanak sağladı. Anakol öncesi, genç T Tauri yıldızlarında yapılan çalışmalar Güneş ve Güneş sisteminin güneş bulutsusundan nasıl oluştuğunu kavramamızı sağladı. Anakol gelişimini tamamlayıp kırmızı dev evresine doğru yönelen yıldızlar, Güneşin  $5 \times 10^9$  yıl sonra iç gezegenlerini yutacağını göstermektedir.

Çevrimli etkinlik çalışmaları, güneş çevrimi ve öngörüler konusunda önemli ipuçları vermektedir. Bu çalışmalarda yıldızların iki önemli özelliği öne çıkmıştır. Bunlardan birisi onların dönme dönemi, öteki de konveksiyon bölgesinin varlığı ve derinliği. Yıldızların dönme dönemlerini yüksek yaymalı tayflarda çizgi genişliklerinden ölçüyoruz. Ölçülen bu hızlar gökyüzüne izdüşürülmüş hız bileşenleridir. Dönme hızlarını parlaklıktaki kısa süreli değişimlerden de bulabiliriz; ya da CaII salma çizgilerinin yeşinlik değişimlerini bir ölçü olarak kullanabiliriz.

Yıldızlarda konveksiyon bölgelerinin olduğu güneşteki bulgurlanma çalışmaları sonucu önerilmiştir. Ancak, güneşteki bu konveksiyon bölgesi oldukça sıgıdır. Yıldız modellerindeki gelişme herhangi bir bölgede gerçek sıcaklık gradienti, adyabatik sıcaklığı gradientini geçtiğinde konvektif ısı taşınımının başlayacağını, dolayısıyla ışınım modelinin yeterli olmayacağını göstermiştir.

Bir yıldız modeli belli bir yanılğı taşısa da güneşin konveksiyon bölgesinin yüzeyden 200 000 km'ye kadar inmesi gerektiğini göstermektedir. Bu da güneş yarıçapının %30'u anlamına gelir. Yapılan yıldız modelleri yıldızlarda da konveksiyon bölgelerinin bulunduğunu ve derinliği konusunda önemli bilgiler göstermiştir. Bu hesapların sayısal yanılığları büyük olsa da sonuçları oldukça önemlidir. Çok sıcak ön tür yıldızlar olan O ve B yıldızlarında baskın erke taşınım yolu ışınımdır. Ancak çekirdeklerinde konveksiyon vardır. Yapılan yıldız modelleri F tayf türünden yıldızların yüzeylerinin hemen altında sıg bir konveksiyon bölgesinin başladığını ve bu bölgenin G, K ve M yıldızlarına doğru derinleştiğini göstermektedir.

## 2. Yıldız Manyetik Alanları

Güneş manyetik alanının bulunmasından bu yana geri tür yıldızların en azından bir bölümünde manyetik alanın olabileceği düşünülmüyordu. Tayf tekniklerindeki ilerlemeler yıldız manyetik alanlarının doğrudan gözlenmesine olanak sağlayabildi. Yöntem, manyetik alana duyarlı bir çizgi ile manyetik alana duyarlı olmayan bir çizginin karşılaştırılmasına dayanıyordu. Bu yöntemin kullanılması bir

çok yıldızda manyetik alanların olduğunu doğruladı. Bu ölçümler 1-2 kG'luk manyetik alanların yıldız yüzeyinin %20-80'ini kapladığını gösteriyordu. Bu alan yeğinlikleri şaşırtıcı olmasa da alanlar güneşteki ile karşılaştırılamayacak denli büyüktü. Güneşte manyetik alanlar yüzeyin ancak %1'ini kaplıyordu. Bu yıldızların daha büyük etkinlik göstermesi yıldız yüzeyinde manyetik alanların kapladığı alana bağlı olabilirdi.

Bir yıldızın yüzeyindeki manyetik alanlar %20 den daha az ise bu yöntemle bunları bulamazdık. Güneş daha yakın bir yıldızın konumuna götürülüp gözlenseydi onun manyetik alanı gözden kaçardı.

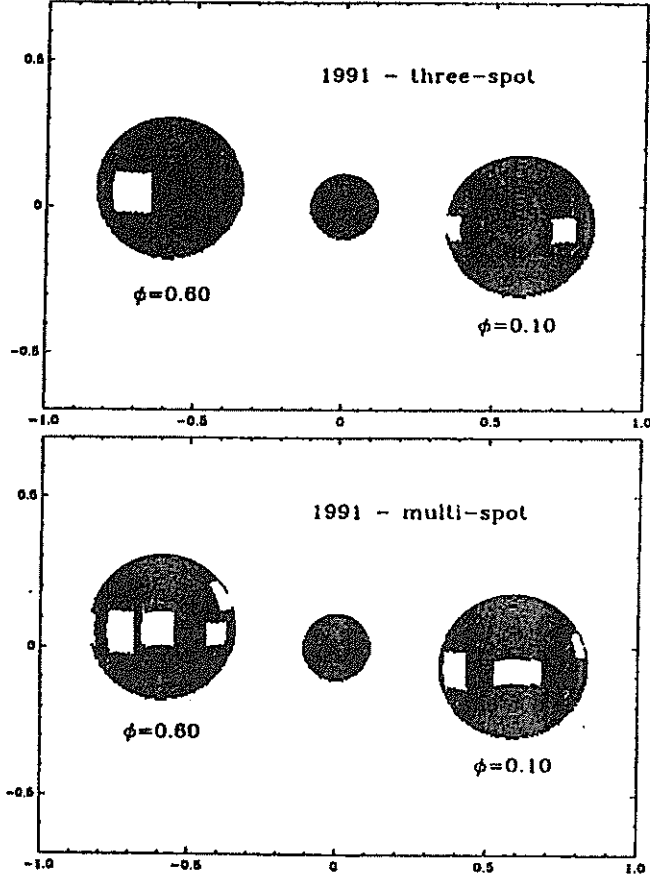
### 3. Yıldız Lekeleri

Bir yıldızın parlaklığı birkaç gün ya da birkaç haftada %20 değişim gösteriyorsa bu yıldızın yüzeyinin düzgün parlaklıkta olmayacağı 100 yıldan daha fazla bir zaman önce Pickering (1880) tarafından önerilmişti. Dönen bir yıldız değişen veya lekeli bölgeyi görünür bölgeye getirecek ve yıldızın parlaklığının azalmasına neden olacaktı. Bu yüzyılın ortalarına değin leke modeli oluşturulamadı. 1970'li yılların başından bu yana birçok araştırmacı bu yıldızların ışıkölçümünü yapmaktadır. Bu gözlemler ışık eğrilerinde ve yıldızların renklerinde değişimler olduğunu göstermiştir. Bu değişimleri açıklamak için de yıldız leke modelleri oluşturulmaya başlanmıştır. Bu modeller genellikle dairesel lekeler almakta ve fotometrik değişimlerin çoğunu açıklamaktadır.

Bu lekeler yıldız lekeleri denilmesi belki de yanlış olmuştur. Değişimleri doğuran neden güneş lekeleri ile aynı fakat daha yüksek düzeydedir. Etkinliğin çok kuvvetli olması ve karşılıklı çekim tarafından oynanan rol RS CVn çiftlerini güneş türü etkinlik için özel bir konuma getirmez. Genç BY Dra yıldızları genellikle tek yıldız olarak görünen, hızlı dönen, küçük kütleli yıldızlardır. Bu yıldızlardaki lekeler güneş lekelerinden farklı olabilir. Büyük bir leke grubu güneşin görünür bölgesini kapladığında güneşin toplam parlaklığındaki azalma %1'den küçük iken RS CVn ve BY Dra yıldızlarında %30'a kadar ulaşabilir. Yer konuşlu teleskopların duyarlılığı yıldızlardaki güneş benzeri lekeleri ayırt etmeye yetmez. Üstelik, ışıkölçüm yöntemleriyle bulunan yıldız lekelerinin özellikleri birçok yönden güneş lekelerinden ayrılır.

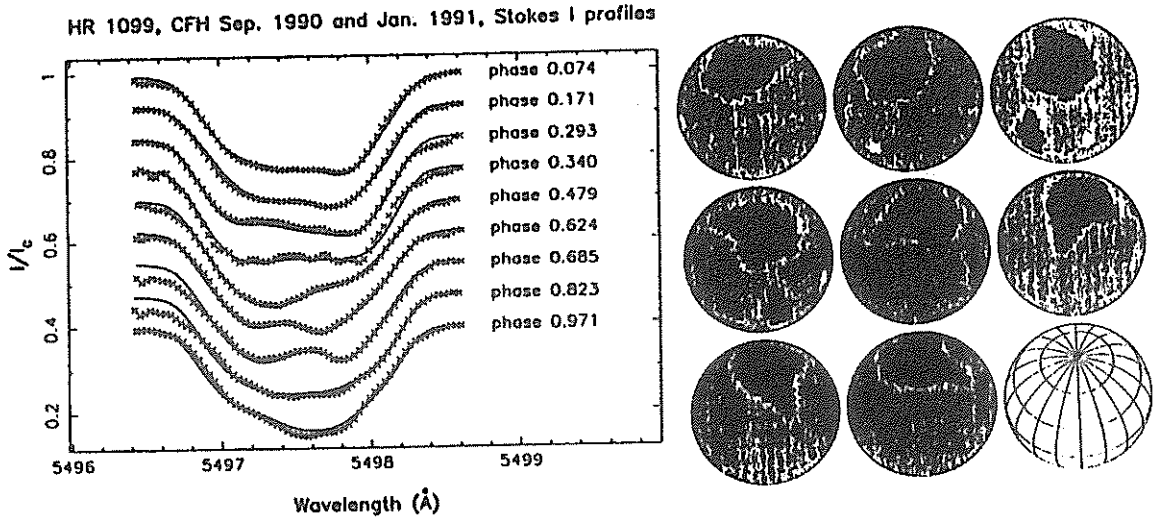
Bu çalışmaların ilk adımlarında yıldız lekelerinin çevrelerinden sıcak mı yoksa soğuk mu olduğu konusunda şüpheler vardı. Petersen, Hawley ve Fisher (1992) bu konuyu yeniden ele aldılar. Işık ve renk değişimlerinin biçim ve boyutunun ayrıntılı incelenmesi leke sıcaklıklarının  $3400 \pm 200$  K olduğunu ve lekesiz bölgelerden 1000 - 1200 K daha soğuk olduğunu gösterdi. Eğer yıldız lekeleri güneş lekelerindeki gibi tam gölge - yarı gölge yapısındaysa tam gölge sıcaklıkları  $\approx 2600$  K olmalıdır. Güneş fotosferinin sıcaklığı 5800 K, tam gölgede 4000 K olduğuna göre yıldız lekeleri güneş lekelerinden daha soğuk olmalıdır.

Yıldızların yüzeyindeki lekelerin özelliklerini belirlemede iki yöntem kullanılmaktadır: i) Lekelerden dolayı parlaklık değişimi, ii) Doppler görüntüleme tekniği. Birinci yöntem lekelerin sıcaklığına çok duyarlıdır. İkinci yöntem ise yüksek yaymalı tayflarda çizgi kesitlerindeki bozulmaları kullanır. Lekelerden kaynaklanan parlaklık değişiminin analizi Şekil 1 de gösterildiği gibi lekelerin genellikle eşlek yöresinde bulunduğunu gösterir (Eaton ve ark. 1993).



Şekil 1. RS CVn'nin 1991 yılı ışık eğrisine göre yıldız yüzeyindeki lekelerin konumları.

Buna karşın Doppler görüntüleme tekniği lekeleri uçlklara yerleştirme eğilimindedir (Şekil 2, Donati ve ark. 1992). Yıldız lekesinin sıcaklığı tahmin edildiğinde, leke modellerinin teklği tartışılrsa da leke boyutları, biçimleri ve konumları ortaya çıkarılabilir. Bu yolla hesaplanan lekeler yıldız yüzeyinin hemen hemen %40'ını kaplamaktadır. Lekelerin genellikle uçlklarda toplandığı sonucu çıkartılmasına karşın Giampapa verilerin bu şekilde analizine karşı çıkmaktadır. Yıldız lekelerinin yaşları birkaç yılı geçebilmektedir. Lekeli yıldızlarda dönme dönemleri duyarlı bir şekilde ölçülerek genç yıldızlarda diferansiyel dönmenin bulunmasına çalışılmıştır (Vogt 1983). Lekeli bölgenin alanı zamanla değişmekte, kimi geri tür cüce yıldızda etkinlik çevrimli değişme göstermektedir. Kimi yıldızda ortalama parlaklık 30 - 60 yıl gibi yavaş bir değişme gösterir ki bu leke oluşum miktarındaki çevrimi verir. Bugün bildiğimiz en uzun leke çevrimi olan yıldız 60 yıllık dönemle BD +26° 730' dur.



**Şekil 2.** *V711 Tau'nun Fe I 5497.52 çizgisinin Doppler görüntüsü ve buna göre lekelerin yıldız yüzeyindeki konumları.*

Güneştekinin tersine büyük lekeli yıldızlarda lekeliğin artması ortalama erke çıkışındaki azalmaya karşılık gelir (Vogt 1975). O halde güneş lekeleri bilgilerimizi biraz daha geliştirerek bu garip lekelerle ulaşamayacağımız açıktır.

#### 4. Yıldızlarda Ani Parlamalar ( Flare )

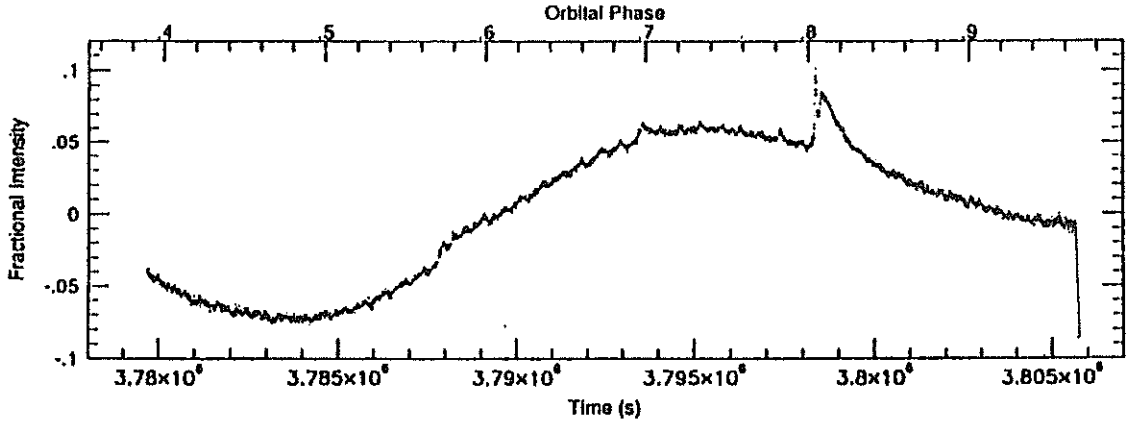
Joy ve Humason (1949) bir dMe cücesi olan L726-8'in tayfını aldıklarında hem salma çizgilerinin daha yeğin hem de sürekliliğin bir kadir daha parlak olduğunu buldular. Böylece dKe/dMe tayf türünden UV Ceti türü değişenlerin U ve B ışıkölçümü başlamış oldu. Bundan sonra bir çok yıldızın ışıkölçümünde ve  $H_{\alpha}$  ile Ca II tayflarında bir günden kısa zaman dilimlerinde ani parlamalar gözlemlendi. Güneşteki ani parlamaların tayfsal özelliklerine benzediğinden bunlara da yıldızlarda ani parlamalar denildi (stellar flares).

Işıkölçüm çalışmaları genellikle ani parlama olasılığı ile ani parlamaların gelişimi ve erkesi arasındaki ilişki üzerinde yoğunlaştı. Kimi yıldızlarda beklenmedik büyüklükte ani radyo parlamaları gözlemlendi. Işıkölçüm parlamaları, girişimölçer teknikleri ve VLA'nın kullanılmaya başlandığı 1970'lerin ortalarına değin sürümce mede kaldı. 1970'li yılların sonlarına doğru yıldızların EUV/X - ışın penceresinden gözlenmeye başlaması ile onların yüksek erke bölgesindeki davranışı ve yıldız - güneş arasındaki ilişkinin kurulması kolaylaşma yoluna girdi.

Güneş ani parlamalar yaptığına göre cüce G yıldızları da yapmalıdır. Ani parlama sırasında salınan erke diskin toplam parlaklığı yanında çok küçük kaldığından bu amaçla uzaya gönderilen EXOSAT uydusu hızlı dönen, aktif G0 V yıldızlarındaki yüksek erke çıkışlı parlamaları ( $L_{\nu} \sim 10^{30}$  erg  $s^{-1}$ ) gözleyebildi (Landini ve ark. 1986). Öteki yıldızlarda da bu parlamalar olmaktadır; güneştekinin iki katına yakın olmadıkça bunları belirleme olanağı zayıftır. Petersen (1989) H-R diyagramında ani parlama gösteren yıldızların konumlarını göstermiş, Schaeffer (1989) ise 7 kadire kadar ani parlama gösteren bir düzine yıldızın listesini vermiştir. Cüce K ve M yıldızları, anakol öncesi T Tauri ve FU Orionis yıldızları ve RS CVn yıldızları ani

parlama çalışmalarında ele alınması gereken uygun yıldızlardır. V471 Tau'da Clemens ve ark (1992) tarafından gözlenen bir ani parlama Şekil 3'te gösterilmektedir.

Ani parlama ile yaş arasındaki ilişki, alan yıldızları ile küme yıldızları karşılaştırılarak Tsvetkov ve Tsvetkova (1990) tarafından incelenmiştir. Bilinen en uzak ani parlayan dMe yıldızı 21 pc uzaktayken Hyades 43 pc, Pleiades 127 pc, Orion oymakları 400 pc uzaklıktadır. Küçük kütleli yıldızların daha yavaş geliştiklerini biliyoruz. Bir dK5 yıldızının anakol yaşam süresi  $4 \times 10^{10}$  yıl, dM0 yıldızının  $7 \times 10^{10}$  yıl, dM5 yıldızının da  $27 \times 10^{10}$  yıldır. Genç Orion oymaklarında ve yaşlı Pleiades kümesinde yüzlerce parlayan yıldızın bulunması (Mirzoyan ve ark. 1988) alan ve küme ani parlayan yıldızlarının aynı sınıfı temsil ettiğini gösterir. Mirzoyan ve ark. gökadamızda  $4 \times 10^9$  UV Ceti - türü ani parlayan yıldızın bulunduğunu tahmin etmekte ve bunların dağılmış küme ve oymak kökenli olabileceklerine işaret etmektedir.



**Şekil 3. V471 Tau' da lekelerden dolayı parlaklık değişimi ve tutulma öncesi gözlenen bir ani parlama.**

Anakol öncesi yıldızlar daha büyük manyetik alan etkinliği ve daha kuvvetli ani parlamalar göstermektedir (Fiegelson, Giampapa ve Vrba, 1990). FU Orionis yıldızlarının T Tauri ile T Tauri sonrası arasındaki evrede bulunan yıldızlar olduğu tahmin edilmektedir. Bu yıldızların çevresinde yıldızlararası madde görülmemektedir. Bu yıldızlarda ve kimi karanlık bulutlardaki yıldızlarda gözlenen X - ışın ve radyo ani parlamalarının erkeleri RS CVn yıldızlarınıninkiyle hemen hemen aynıdır. Değişimin kökeni, çevresinden yıldıza madde düşmesi ya da disk ile yıldız arasındaki manyetik etkileşimler olarak alınmaktadır.

Pleiades kümesinin radyo gözlemlerinin yıldız oluşum bölgelerinde dev radyo parlamalarının olduğuna ilişkin bir ipucu vermemesi olayı yaratan kurgunun  $10^7$  yıldan kısa olduğunu göstermektedir (Bastian, Dulk, Slee 1988 ). Ancak bilinen en sönük cüce dM7e yıldızında X - ışın parlaması gözlenmiştir (Tagliaferri, Doyle, Giommi 1990). Tamamen konvektif olduğu varsayılan bu yıldızda parlamasının gözlenmesi dinamonun konumuyla ilişki kurulması açısından önemlidir.

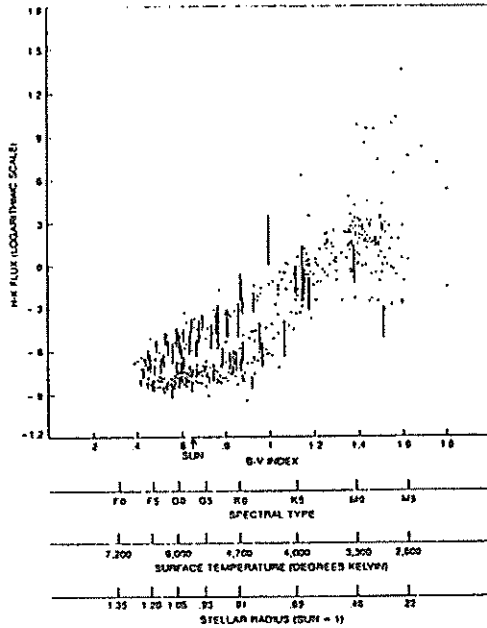
## 5. Etkinlik Belirteçleri

Güneş etkinliğini X-ışın, radyo salması ve fotosfer parlaklığındaki değişimlerle belirliyoruz. Benzer etkinliğin yıldızlarda da olduğunu yıldız tayflarından biliyoruz. Bunların başında manyetik alanlar, yıldız lekeleri ve ani parlamalar geliyor. Bir yıldızın etkin olduğunu söyleyebilmemiz için bu olayların

güneştekinden çok fazla olması gerekir. Güneş sıradan bir yıldızdır; herhangi bir güneş etkinliği başka yıldızlarda da olabilir. Dolayısıyla yıldızlardaki etkinlik çalışmalarında bunlardan birisinin seçilmesi ve güneş koşullarının kullanılması eğilimi güvenilir sonuçlar vermeyebilir.

Etkinliğin birkaç belirteci yıldız etkinlik düzeylerini güneşte bulunanlarla karşılaştırma olanağı sağlamaktadır. H-alfa ve He  $\lambda 10830$  çizgileri önemli bilgiler vermesine karşın yıldız ve güneş etkinlik belirteçleri olarak genellikle CaII H ve K çizgileriyle MgII h ve k çizgileri kullanılmıştır. Alınan yıldız grubunda bu çizgilerin yeğlilikleri arasındaki kuvvetli ilişkiler manyetik alan gibi ortak bir etkinin olduğunu ortaya koymaktadır. Öte yandan, Ca II salma çizgileri ile güneş manyetik alanları arasındaki ilişki 20 yıldır bilinmektedir. H, K çizgilerinin önemini ortaya çıkmasıyla birlikte Olin Wilson (1978) Mt Wilson Gözlemevinin 2.5 m.'lik teleskobu ile 91 soğuk cücenin uzun sürecek gözlemine başladı. Bu yıldızların Ca II H ve K çizgi yeğliliklerindeki değişmeyi ortaya çıkarmayı amaçlayan bu çalışma "HK projesi" olarak adlandırıldı. Başlangıçta tayfa dayanan bu çalışma Vaughan'ın "H - K ışıkölçeri" ni geliştirmesiyle kromosferik salma gösteren yıldızların belirlenmesi 10 dakikaya inmiş oldu. Teleskoba takılan bir yarıklı H ve K salma çizgilerinden gelen fotonların sayısının bu çizgilerin uzağında daha geniş bir bölgeden gelen fotonların sayısına oranı bir ölçek olarak alındı.

Bu ölçeğin ortalama düzeyine göre yıldızdan - yıldız değişimleri bulmak için program yıldızlarına güneş türü 396 yıldız eklendi. H -K akı ölçekleri yıldızların renk ölçeklerine göre işaretlendi (Şekil 4.).



Şekil 4. Mt. Wilson gözlemevinin H - K projesindeki ilk 91 yıldız ile daha sonra eklenen 400 yıldızın gözlenen H, K akılarının renk ölçeğine göre dağılımı.

Yıldızın sıcaklığı azaldıkça H - K ölçeği büyüyordu. Bu elbette H ve K salma çizgilerindeki yeğliliklerin gerçek artmasına karşılık gelmiyordu. Bunun büyük bir bölümü soğuk yıldızlara doğru gidildikçe sürekli salmanın zayıflamasından kaynaklanıyordu. Ancak, soğuk yıldızlarda kromosferik salma görece olarak artıyordu. Noktalar saçılrsa da herhangi bir B - V değerinden çıkılan bir dikme aynı kütle fakat farklı yaştaki yıldızların farklı etkinlikte olduğunu gösteriyordu. Daha genç olanlar

üstte; yani daha büyük H - K ölçekli, daha etkin yıldızlardır. Daha yaşlı yıldızlar ise aşağıda yer almaktadır. Güneş benzeri yıldızlarda yaşlılarla gençler arasındaki ayırım büyümektedir. Bu boşluğa Vaughan - Preston Boşluğu denilir. Gerçekten, diyagram birbirine paralel iki doğru vermektedir. Yıldız yaşlandıkça kromosferik salma bir moddan ötekine birden geçmekte ve azalmaktadır.

## 6.Etkinlik, Yaş ve Dönme

1972 yılında Skumanich yıldızların dönmesi ve kromesferik etkinliklerine ilişkin ünlü  $t^{-1/2}$  yasasını bulmuştu. Bu yasa geri tür yıldızların dönme hızları ve Ca II salma yeğinliklerinin yıldızın yaşının karekökü ile ters orantılı olarak azalacağını anlatıyordu. Daha sonra yapılan kuramsal çalışmalar bu yasayı destekledi ve yasa uzun bir süre herkes tarafından benimsendi. Ancak iki önemli bulgu bu yasaya olan güveni sarstı.

Vogel ve Kuhl (1981), anakola giden Hayashi yolu üzerindeki küçük kütleli, anakol öncesi yıldızların tümünün yavaş döndüğünü, karakök yasasının genişletilmesi temeline dayanan yüksek hızların yalnızca çok büyük kütleli yıldızlar için geçerli olabileceğini gösterdiler. İncelenen küçük kütleli yıldızların tümü fotografik ölçümlerin alt sınırı olan  $30 \text{ km s}^{-1}$  gibi küçük hızlarla dönüyorlardı. Bouvier (1990)'in yaptığı çalışmayla hız ölçümlerinin sınırları  $10 \text{ km s}^{-1}$ 'e kadar düşürüldü.

Bu alanda ikinci önemli bulgu van Leeuwen ve Alphenaar (1982) ve Stauffer ve ark. (1984)'ün araştırmalarından geldi. Genç kümelerdeki küçük kütleli yıldızlar arasında dönme hızları  $200 \text{ km s}^{-1}$  ve dönme dönemleri altı saatten az olan bir sınıf bulunmaktadır. Yürürlükte olan gelişim modellerinin varsaydığı gibi hızlı dönen bu yıldızlar eğer yavaş dönen T Tauri yıldızları ile ilişkiyse onların yüksek dönme hızlarını hangi yolla sağladıkları bir sır olarak durmaktadır (Simon, 1992). Son yıllarda geliştirilen kuramsal modellerin hiç biri gözlenen yüksek dönme hızlarını açıklayamamaktadır (Stauffer ve Hartmann 1987). Bundan başka hızlı dönen yıldızların anakola ulaştıklarında açısıl momentumlarını kaybetme zaman ölçekleri karekök yasasından beklenen yavaşlama zamanıyla uyuşmamaktadır.  $\alpha$  Persei kümesindeki G türü cücelerin yarısı  $25 - 150 \text{ km s}^{-1}$  arasında hızlarla dönerken Ülker kümesindeki birazcık yaşlı G yıldızlarının tümü  $25 \text{ km s}^{-1}$ 'den daha küçük hızlarla dönmektedir. Bu iki kümenin dönme noktalarından bulunan yaş farkları  $25 - 50 \text{ My}$ 'dan fazla değildir. Buna göre hızlı dönen bu yıldızların yavaşlama süresi  $50 \text{ My}$ 'dan kısa olmalıdır. Halbuki karekök yasası bundan daha büyük değerler vermektedir. Öte yandan, güneşten daha az kütleli hızlı dönen yıldızların anakola ulaştıklarında kuvvetli bir frenlemeye uğradıkları bilinmektedir. Ancak bu süre güneş kütleli yıldızlarından bir kat daha büyüktür.

Simon (1992), herhangi bir kümedeki yıldızların anakola çok farklı dönme hızlarıyla ulaştıklarını ileri sürmektedir. Hızları  $100 \text{ km s}^{-1}$ 'den büyük olanlar bulunduğu gibi  $20 \text{ km s}^{-1}$ 'in altında olanlar da vardır. Anakol yaşamları boyunca hızlı dönenler daha büyük frenlemeye, yavaş dönenler ise daha küçük frenlemeye uğramakta ve Hyades kümesindeki  $1 M_{\odot}$  yıldızların gösterdiği dönme hızlarına düşmektedir. Simon, aynı zamanda genç kümelerdeki yıldızların anakola çok farklı kromosferik etkinliklerle ulaştıklarını da göstermiştir. En etkin yıldızlar Hyades yaşına kadar sürede etkinliklerinin önemli bir bölümünü kaybederken, en az etkin olanlar başlangıç etkinliklerinin daha az bir bölümünü kaybetmektedir. Bu çalışma sonunda Simon, ne tek tek yıldızların yaşa bağlı olarak yavaşlaması ne de etkinlik - yaş

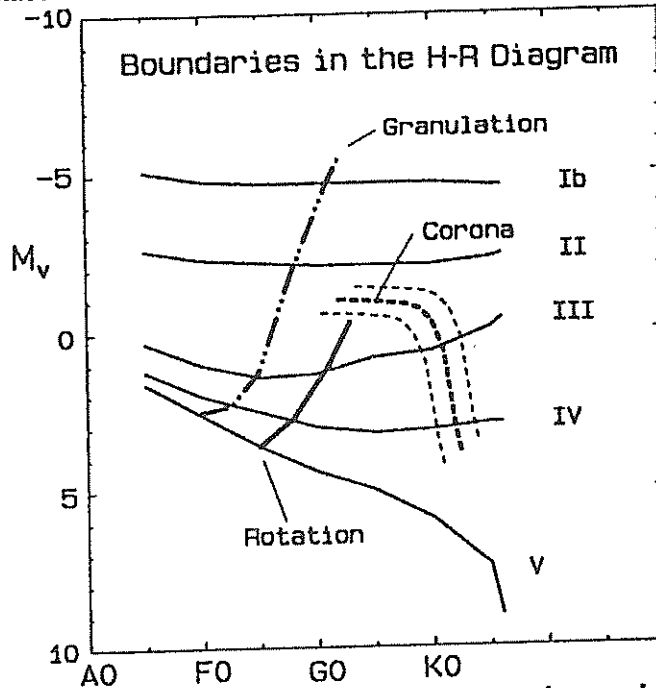


ilişkisinin karekök yasası gibi tek bir formülle belirlenemeyeceği sonucuna varmaktadır. Bu bağıntıların kolay ve açık olmasından çok kabul edilebilir olmaları göz önünde bulundurulmalıdır. Daha temel bir bağıntının etkinlik - dönme arasında aranması önerilmektedir. Ca II salma yeğninliğin yıldızın yüzeyindeki dönme hızına bağlı olduğu daha önce gösterilmiştir. Buna benzer ilişkiler UV ve X - ışın salmaları için de bulunmuştur.

## 7. Ekinlik ve Konveksiyon

Gray (1992a), III. ısıtma sınıfından dev yıldızların H- R diyagramında yatay kol boyunca gelişimleri sırasında etkin olduklarını gösterdi. Bunların çoğu anakoldan  $140 \text{ km s}^{-1}$ 'e varan yüksek hızlarla ayrılmaktadır. Anakoldan ayrıldıklarında ışınım zarflı olan bu yıldızlar F5 III tayf türünde " bulgurlanma sınırı " nı kesmekte ve konvektif zarf oluşmaya başlamaktadır. Gray (1990)'e göre korona sınırının sağında, düşük yüzey çekimli yıldızlarda soğuk koronal ilmikler, solunda ise sıcak koronal ilmikler bulunur (Şekil 5). Sıcak ilmik gösterenler X-ışın salmalarıyla kendilerini gösterirler. Bulgurlanma sınırının sağındaki yıldızlar ise bakışsız çizgiler verir. Bu yıldızlarda manyetik alanların dinamo üretimi için konveksiyonun bulunması yeterli, ancak yüksek dönme her zaman bulunmaz.

Bulgurlanma sınırı çizgisinden sonra atmosferik olaylar kendini göstermeye başlamaktadır. C II, C IV salma çizgileri ve öteki belirteçler sıcaklıktaki tersinirliğin büyüdüğünü göstermektedir. X - ışın salmasının başlaması korona ilmiklerinin (koronal loops) oluştuğunun en iyi göstergesidir. Bu aşamada konvektif zarfların çok ince ve yıldız yarıçapının %3'ü dolayında olduğu tahmin edilmektedir. Kısa bir süre sonra bu dev yıldızların yüzey dönme hızları birden azalmakta ve C II ve CIV salması düşmektedir. Birçok çizgi gerçekten çok kuvvetli bir manyetik frenlemenin olduğuna işaret etmektedir. Bunlar arasında *i*) basit atalet momenti değişimlerini ortadan kaldıran azalmanın süreksiz yapısı, *ii*) dönme hızı dağılımının Maxwell - Boltzmann dağılımından sınır çizgisinde tek değere inmesi küme yıldızlarında karşılaştığımız durum ile uyumaktadır.



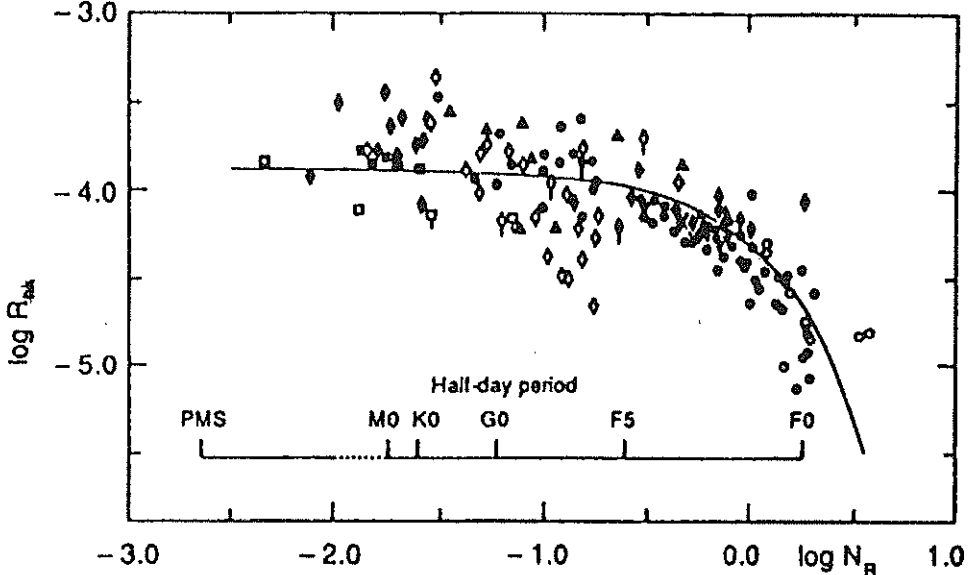
Şekil 5. HR diyagramında güneş türü bulgurlanma ve koronaların sınırları.

Öte yandan lekeler ve ani parlamalarla ilişkili etkinlik daha soğuk, küçük kütleli M cücelerinde daha uzun süreler gözlenmektedir. Bunlardan bir bölümü H, K salmalarına ek olarak kuvvetli hidrojen salma çizgisi gösteren dMe ani parlayan yıldızlarıdır. Hidrojen salmasının olması kromosferik etkinliğin varlığını gösteren en önemli belirteçtir. Bu yıldızların fotosferleri bu çizgileri oluşturamayacak kadar soğuktur.

Çok küçük ve çok soğuk olmalarına karşın bu yıldızlardaki etkinlik güneştekenden çok uzun sürmektedir. Lekeler ve öteki etkin yapılar M cücelerinin yüzeylerinin %30'undan fazlasını kapsamaktadır. dMe yıldızlarındaki dev parlamalar güneşteki en büyük parlamalardan 10 - 100 kat daha yüksek erkeli olup, yıldızın ısıtmasını 5 kadir artırabilmektedir. Bu yoğun etkinliği geniş konveksiyon bölgelerine bağlamak ilginç gelebilir. Sürekli bölgedeki salma bakımından önemsiz olmasına karşın gözlenen M türü cücelerin hepsi güneş türü kromosferik etkinlik göstermekte, Ca II H ve K çizgilerinin tabanında dar salma çekirdekleri vermektedir. Bu yıldızlardaki geniş konveksiyon bölgesinin varlığı gözlenen olayların açıklanmasında ele alınacak en önemli parametre olarak görünmektedir. Genç, tam konvektif yıldızlar en etkin yıldızlar olup yaşlı, yavaş dönen yıldızlara doğru gidildiğinde etkinlik azalmaktadır.

## 8. Rossby Sayısı

Yıldız etkinliğinin dönme ve konveksiyonun sonucu oluştuğunun anlaşılması ile kuramcılar bu iki parametreyi birbirine bağlamaya çalıştılar. Güneş türü yıldızlarda bu bağıntı Noyes ve ark. (1984) tarafından kuruldu. Yıldızın dönme döneminin en büyük konvektif girdapların dönme zamanına oranına Rossby Sayısı denildi ve  $N_R$  ile gösterildi. Bu sayı aranan ilişkiyi sağlıyordu. Bu yaklaşıma kimi eleştiriler yapılmış olmasına karşın, Ca II salması ve IUE ve Einstein uydusuyla elde edilen kromosfer geçiş bölgesi ve korona verileriyle uyuşmayan bir durum yoktur. Simon (1990)'dan alınan Şekil 6, kromosferik Mg II çizgisi için dönme - etkinlik ilişkilerini göstermektedir.



Şekil 6. Mg II akularının Rossby sayısına göre değişimi. Kareler anakol öncesi yıldızları, baklava dilimleri küme yıldızlarını, daireler geri tür cüceleri, üçgenler de aktif kromosferli yıldızları gösterir. Şekil içersindeki ölçek ise yarım gün dönemli yıldızların tayf türüne göre Rossby sayılarını göstermektedir.

Rossby sayısı küçük olan yıldızlarda dönme hızı konvektif dönme miktarını etkilemekte ve küçük  $N_R$ 'li yıldızlar kuvvetli Mg II salması ve kuvvetli yüzey etkinliği göstermektedir. Geri tür cücelerde tayf türü, yaş ve etkinlik düzeylerinin geniş bir aralığında bu bağıntının geçerli olması kromosferik salma, dolayısıyla manyetik etkinlik düzeylerini belirleyen kurgunun aynı olduğunu belirtmektedir.  $N_R$ 'nin düşük değeri dönmenin konveksiyonla etkileşmesinden kaynaklanan Coriolis kuvvetlerinin daha büyük etkisini gösterir.

## 9. Tek Yıldızlarda Etkinlik Değişimi

Ca II salmasında yıldızdan yıldıza büyük değişime ek olarak tek yıldızların salma düzeyleri de değişim gösterir. En kısa zaman ölçekli değişimlerin dakika saat yöresindeki ani parlamalar olduğunu görmüştük. Orta zaman ölçekli (gün - hafta) düzgün değişimler ise büyük bir olasılıkla dönme ve boylamsal düzensizliklerin bileşik etkisini yansıtmaktadır. Yıldızların çoğunun dönme dönemleri bu yolla bulunmuştur (Beasley ve Cram 1990).

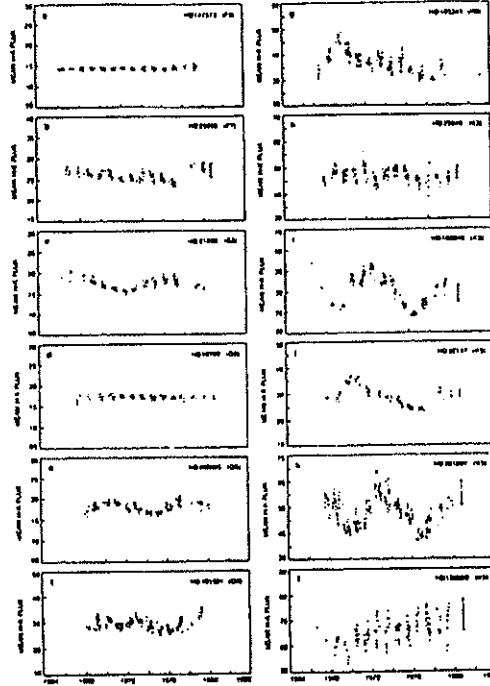
Gözlem zamanları genişledikçe ve gözlem verileri çoğaldıkça yıl biriminde daha uzun zaman ölçekli değişimler de bulunmuştur. On yıldan daha uzun zaman dilimini kapsayan bu gözlemler güneş çevriminde olduğu gibi 5 - 20 yıllık oldukça düzenli dönemler göstermektedir. Düzensiz değişim gösterenler de bulunmaktadır. Wilson tarafından 15 yıla yakın bir zaman gözlenen yıldızlar Saar ve Baliunas (1992) tarafından yeniden gözden geçirilmiştir. Buna göre yıldızların % 10 - 15'i dönemli değişim göstermemektedir. Anakol yıldızlarının çoğu dönemli değişim gösterme eğilimindedir. Kimi yıldızlar ise güneş çevriminde görülenlere hiç benzemeyen düzensizlikler göstermektedir.

Wilson ve ark. (1981)'nin HK projesinde yer alan 12 yıldızın H - K akılarının zamana göre eğişimi Şekil 7'de gösterilmektedir. Bu yıldızların hepsi anakol yıldızı olup 25 pc'ten daha yakın yıldızlardır. Burada sıralama yüzey sıcaklığına göre yapılmıştır.

## 10. Çevrimli Değişen Yıldızların Özellikleri

HK projesi yarı - düzenli etkinliğin yalnızca güneşe özgü bir özellik olmadığını göstermesinin yanında güneş türü etkin yıldızların çoğunun çevrimli davranmadığını göstermiştir. Kimi yıldızlar güneş türü çevrimli değişimler gösteriyor, kimisi düzensiz, kimisi de belirsiz ise bu yıldızların kütle, ışıma, dönme dönemleri, konvektif yapıları gibi farklı öğeleri incelenerek çevrimli değişmeyi doğuran en olası kurgu ortaya çıkarılabilir.

Yıldız parametreleriyle çevrimli etkinlik oluşumu arasında ilişki ararken büyük belirsizlik taşıyan yaş, kütle, dönme miktarı ve konvektif yapı konusunda dikkatli olunmalıdır. Yıldız parametresiyle yıldız etkinliği arasındaki ilişki güneş türü yıldızların anlaşılmasında özel bir öneme sahiptir. Bugün ulaştığımız kimi genellemeler de bu çalışmalara dayanmaktadır. Dönme dönemiyle konvektif bölgenin derinliği arasındaki ilişkinin yıldız etkinliğini belirlediğini görmüştük. Çevrimli etkinlik bu parametreler arasında iyi bir ilişki kurularak açıklanabilir. Yüksek etkinlik düzeyli, hızlı dönen yıldızlar büyük genlikli, düzensiz değişim gösterme eğilimindedir. Dönme dönemi 20 günden daha uzun olan yıldızlar düzenli, güneş - türü çevrimli etkinlik göstermeye başlamaktadır. Kalsiyum salmalarının çevrimli



**Şekil 7. Mt. Wilson gözleminin HK projesinde gözlenen 12 yıldızın parlaklık değişimi.**

değişme gösterdiği belirlenen böyle uzun dönemli yıldız sayısı ne yazık ki bir düzineyi geçmez. Bunların dönme dönemleri de oldukça büyük yanlış içermektedir.

Dönme gibi konveksiyon bölgesinin varlığı da önemli rol oynar. Ancak, güneş türü etkinlik ve çevrimli değişimde bunun üstlendiği görev tam olarak anlaşılamamıştır. Çok sıcak, erkenin hemen hemen tamamının ışınımıyla taşındığı O ve B yıldızlarının toplam ışıtmalarıyla orantılı olarak X - ışın saldıkları bilinmektedir. Halbuki güneş türü yıldızların X - ışın salması dönme miktarıyla orantılıdır. A ve ön tür F yıldızları bu ikisinin arasında yer alır. Sığ yüzey - altı konvektif etkinlik A7 ile F0 tayf türleri arasında başlar. Ölçeğin öteki ucunda leke ve ani parlamalarla ilgili değişimler soğuk, küçük kütleli M cücelerinde uzun zamandan bu yana gözlenmektedir. Küçük ve soğuk olmalarına karşın güneşten daha büyük etkinlik göstermeleri oldukça şaşırtıcıdır. Bu etkinlikler çevrimli olma yerine ara - sıra dönemli ya da düzensiz olma eğilimindedir. Bu yıldızlardaki geniş konveksiyon bölgesinin varlığı onların davranışının ortaya çıkartılmasında anahtar görevini yapacağı açıktır (Wilson 1994).

Saar ve Baliunas (1992), çevrimli etkin yıldızlarla düzensiz etkin yıldızların 20 günlük dönme döneminde keskin bir çizgiyle birbirinden ayrıldığına inanmamakta, kısa dönme dönemli yıldızların çoğu çevrimli olarak değişmekte ancak onların çevrimlerinin daha kuvvetli ara - sıra dönemli etkinlikle gizlendiğini öne sürmektedir. Uzun - dönemli etkinlik değişimleri de gösteren yıldızları da içermek üzere tüm yıldızların çevrimlerini belirlemeye ve yarıçap etkinlik düzeyi, konvektif bölgenin derinliği ve dönme miktarı gibi yıldız parametreleriyle ilişki kurmaya çalışmışlardır. Ancak, alınan örneklerle önemli bir ilişkiye ulaşılamamıştır. Çevrim dönemleri dönme miktarlarına göre işaretlendiğinde rasgele bir dağılım elde edilirken dönme dönemleri 25 günden kısa olanlar çıkartıldığında çok iyi bir ilişki elde edilmekte, dönme dönemi ile birlikte çevrim dönemi de büyümektedir.

Bu aşamada örnek boyutunun küçük, gözlem verilerinin de en çok 25 yıllık gözlemlere dayandığını vurgulamalıyız. Dolayısıyla dönme dönemi 20 günden kısa olan yıldızlarda çevrim dönemleri çok kaba tahmin edilmiş demektir. Öte yandan güneşte etkinliklerin oluşması bir yıldan kısa sürelerde oluşmakta, 20 günlük dönme döneminin ötesinde düzensiz etkinlik değişimlerinin genliklerinin kritik düzeyin altına battığı bu nedenle temel dönemliliğin daha fazla gölgelenmediği bilinmektedir.

Saar ve Baliunas (1992) güneş gibi yaşlı, çok etkin olmayan G ve K cücelerinin normalize edilmiş çevrim frekanslarıyla dinamo sayıları arasında

$$\Omega_{\text{cev}}^* \approx k N^{1.6}$$

ilişkinini bulmuşlardır. Burada  $N_{\text{dın}} = d^{0.5} R^2 \Omega_{\text{dın}} / \eta_M$  olup dinamo sayısıdır. Öteki terimler:  $d$  = konveksiyon bölgesinin derinliği,  $R$  = yıldızın yarıçapı,  $\Omega_{\text{dın}}$  = dönme frekansı,  $\eta_M$  = manyetik yayılma,  $k$  = orantı katsayısıdır. Buna karşın daha etkin ve daha genç yıldızlar için bu bağıntı,

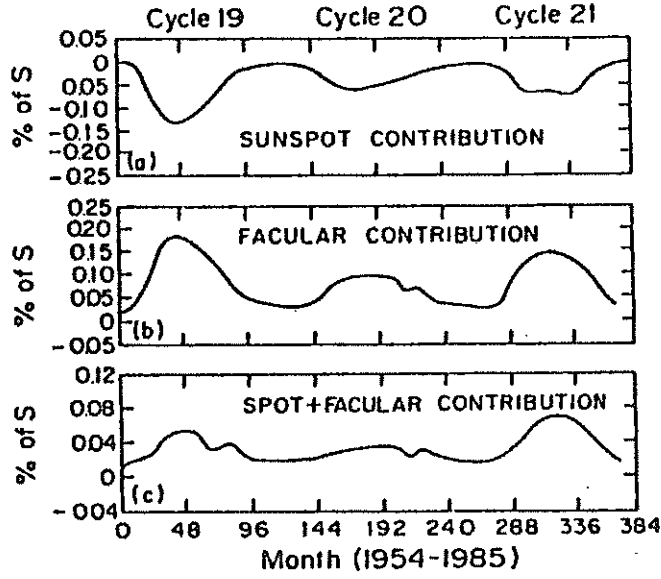
$$\Omega_{\text{cev}}^* \approx k' N^{1.3}$$

şeklinindedir. Dinamo kuramı çevrim frekansıyla dinamo sayısı arasında doğrusal, basit bir bağıntı vermektedir (Tuominen ve ark. 1988). Bu bağıntının güven sınırlarını artırmak için bu parametrelerin daha duyarlı bulunması gerekmektedir. Güven sınırları büyüdükçe bu ilişkinin doğruluğu da artacaktır. Bu adımda çevrimli etkinlik değişimlerinin ne zaman başladığını tam olarak bilemediğimizi, çevrimli etkinlik gösteren yıldızlarda çevrim dönemleri ile dönme miktarları ya da öteki parametreler arasındaki ilişkinin doğru kurulamadığı gibi tam olarak anlaşılmadığını da vurgulamalıyız. Bununla birlikte çevrimli etkinliklerin oluşunun konveksiyon ile dönme arasındaki dengeye dayandığı sonucuna varabiliriz. Çok hızlı olmayan bir dönme miktarı gibi ne çok derin ne de çok sığ olan uygun bir konveksiyon bölgesi gerekmektedir. Konveksiyon bölgesi çok sığ ise etkinlik daha zayıf, çevrimli olma özelliğini bulmak güçtür; konveksiyon bölgesi çok geniş ya da dönme çok hızlı ise çevrimli etkinlik daha kuvvetli ara - sıra oluşan etkinlikle gölgelenir.

## 11. Yıldızlarda Fotosferik Değişmeler

Güneşin ışıkölçüm gözlemleri onda kısa - dönemli (mevsimsel) ve uzun - dönemli (çevrimsel) değişimler olduğunu göstermiştir. Işıkölçüm gözlemlerinin genliği %0.1 gibi küçük bir değer olmasına karşın bu değişimin kromosferik etkinlik değişimlerine eşlik ediyor olması önemlidir. Mevsimsel parlaklık değişimleri etkinlik değişimleri ile aynı evreli değilken, çevrimli değişimler etkinlik düzeyiyle aynı evreli görünmektedir. Lean ve Foukal (1988)'den alınan Şekil 8 güneşin 19,20 ve 21. çevrimlerinde toplam parlaklığa lekelerin ve faküller yapıların katkılarını göstermektedir. Lekelerin en çok olduğu durumda güneşin toplam parlaklığı daha fazladır.

Soğuk, cüce yıldızların parlaklık değişimlerinin belirlenmesi için gözlemsel çalışmalar 1980'li yılların ortalarına doğru Radick tarafından başlatıldı. Parlak alan yıldızları O. Wilson'un listesinden alındı ve ötekiler de yakın kümelerden seçildi (Radick ve ark. 1987). Güneşten 5 kat daha genç olan Hyades kümesindeki soğuk, cüce yıldızların çoğu gün ya da haftalar diliminde parlaklık değişimi gösteriyordu.



Şekil 8. Üç çevrim boyunca güneş ışırtmasına lekelerin ve fakülaların katkıları.

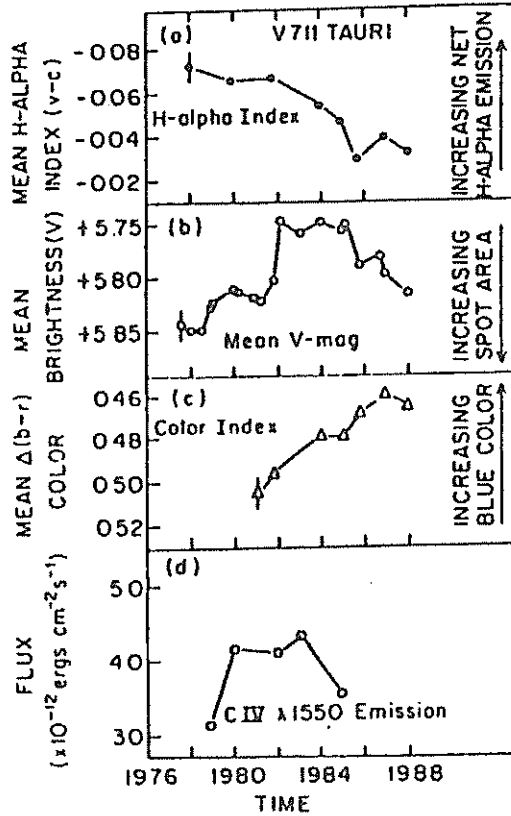
Güneşte olduğu gibi dönme ve manyetik etkinlik gözlenen kısa - süreli parlaklık değişimlerini açıklayabiliyordu. Bundan sonra Mt. Wilson ve Lowell gözlemevlerinde Hyades üyelerinin aynı anda parlaklık gözlemleri ve kromosferik Ca II H, K salmalarının gözlemleri başlatıldı. Bu gözlemlerle *i)* iki gözlemevinden elde edilen verilerin dönme modülasyonunu aynı evreli vermezken, *ii)* parlaklıktaki uzun zaman diliminde ortaya çıkan anlık değişimler genellikle kromosferik Ca II H ve K salmasıyla zıt yönlüdür. Bu olaylar yıldızların yüzeyindeki karanlık yapıların parlak Ca II salmaları ile bağlantılı olduğunu göstermiştir. Güneşte de etkin bölgelerin karanlık leke ve parlak, salma gösteren plaj bölgeleriyle ilişkili olduğu bilinmektedir.

Lowell gözlemleri her yıl düzenli olarak Hyades yıldızlarının gözlenmesini ve bu yıldızların uzun süreli davranışlarının incelenmesine olanak sağladı. Güneştekinin tersine Hyades kümesinin bu genç yıldızları ortalama etkinlik düzeyi azaldığında parlıyor, etkinlikleri arttığında parlaklıkları azalıyor. Bu gözlemler birçok soruyu gündeme getirdi. Hyades yıldızlarındaki uzun dönemli parlaklık değişimiyle kromosferik değişme arasındaki ilişki öteki genç yıldızlar için de geçerli miydi yoksa bu ilişki yalnızca Hyades kümesine mi özgüydü? Daha yaşlı, daha az etkin yıldızlar nasıl davranıyordu? Bu açıdan bakıldığında güneş olağan dışı mıydı? Bu soruları yanıtlamak ve %1'den daha küçük genlikli değişimleri ortaya çıkarmak için Lowell gözlemevinde 1984 yılında yeni bir ışıkölçüm projesi başlatıldı. Bu projede genç yıldızlar yanında yaşlı, küçük etkinlikteli yıldızlar da incelemeye alındı. Seçilen yıldızların yarısı iki yıl ya da daha uzun bir zaman aralığında %0.2 ile %1'lik değişim gösterdi. Kısa süreli değişimler genellikle daha genç, daha etkin yıldızlarda oluşmakta ve güneştekinin yaklaşık iki katına ulaşmaktadır. Araştırma sırasında daha yaşlı, az etkin yıldızlarda kısa - süreli parlaklık değişimleri pek sık gözlenmemiştir. İki gözlemevinden elde edilen gözlemleri birlikte değerlendiren Radick ve ark., güneşteki mevsimlik parlaklık değişimlerini de göz önüne alarak olağan soğuk cüce yıldızların mevsimlik parlaklık değişimi gösterebilecekleri sonucuna varmışlardır.

Kısa - süreli parlaklık ve kromosferik salma değişimleri güneş dahil bu yıldızlarda aynı olmalıdır ve hemen hepsinde etkin bölgeler özgün yüzey yapılarıdır.

Radick ve ark. yıllık ortalamalar olarak yıldızların dört yıl boyunca davranışlarını incelemiş, büyük bir çoğunluğun %0.5 ile %4 arasında değişim gösterdiğini bulmuşlardır. Yaşlı, az etkin yıldızların da ortalama parlaklıklarının yıldan yıla değiştiği bulunmuştur. Yüzey yapılarının uzaysal dağılımındaki üniform olmayan dağılımları gözlemsel değişimlerin tersine yıllık ortalamaların değişimi bu yapıların sayı ve zıtlıklarındaki gerçek gelişim değişimlerinden kaynaklanır. Bunlar, manyetik alan gibi ortak bir gücün etkisi altında olsa bile birisi ötekinin sonucu olmadığı gibi istatistik çalışmalar da onların fonksiyonel olarak bağlı olmadığını göstermektedir. Bununla birlikte kısa ve uzun süreli parlaklık değişimlerinin genlikleri arasında mükemmel bir ilişki vardır. Bu da yıldızların yüzey yapılarındaki düzensizlikleri, sayıları değişse bile, koruma eğiliminde olduklarını gösterir.

Kısa - süreli parlaklık değişimlerinin tersine uzun - dönemli fotosferik ve kromosferik değişimler arasındaki ilişki yıldız etkinliğinin ortalama düzeyine bağlıdır. Genç, daha etkin Hyades yıldızlarında fotosfer parlaklığı kromosferik etkinlik değişimiyle ters yönlü değişir. V 711 Tau'nun altı yıllık verilerini inceleyen Dorren ve Guinan (1990), Şekil 9'da görüldüğü gibi genç yıldızlardakine benzer bir ilişki bulmuşlardır. Öte yandan soğuk, az etkin yıldızlar ise güneş benzeri parlaklık değişimleri gösterme eğilimindedir; parlaklık artışıyla kromosferik etkinlik düzeyleri aynı evrelidir.



Şekil 9. V711 Tau'da  $H_{\alpha}$ , ortalama V parlaklığı, renk ölçeği ve C IV 1550 salma çizgisindeki eş zamanlı değişimler.

## 12. Değişim Ögeleri

Yıldızlardaki değişim ile yıldız parametresi arasında ilişki kurma girişimi ilk kez Radick (1992) tarafından başlatılmıştır. Radick çift yıldız üyesi olmayan F, G, K yıldızlarında fotosferik ve kromosferik değişimleri araştırmıştır. Dönmenin etkilerini ortaya çıkarabilmek için aynı kütleli yani aynı konvektif dönme zamanlı yıldızları karşılaştırmıştır. İncelenen HD 81809, G2V yıldızı olup dönme dönemi 20 gün, Ca II salmasındaki çevrimli değişim ise 8.3 yıldır. İki değişim eş evrelidir. HD 1835 yine bir G2V yıldızı olup, dönme dönemi 8 gün, çevrimli olmayan düzensiz Ca II salma değişimleri parlaklık değişimleriyle zıt evrelidir. Aynı dönme dönemli (~8 gün) fakat farklı kütle ve konveksiyon bölgesi yıldızlar seçerek Radick, ince konvektif bölgesi F yıldızlarının daha az parlaklık değişimi gösterdiğini (%0.1) bulmuştur. G ve K yıldızları kuvvetli etkinlik gösterirken F türü yıldızların kısa ve uzun dönemli zayıf değişimler göstermesi onların yerel etkin bölgeler oluşturmadığını ortaya koymaktadır. Fotosfer ve kromosfer parlaklıkları açısından bakıldığında genç, daha etkin ve hızlı dönen yıldızların kromosferleri parlak ise fotosferleri sönmüktür. Halbuki yaşlı, az etkin ve yavaş dönen yıldızlarda bu ilişki eş evrelidir. Üstelik yaşlı yıldızlar düzenli etkinlik çevrimleri gösterirken genç olanlar göstermez. Genç yıldızlardaki bu zıt evrelilik onların etkinliğinin birkaç faküla ile büyük, kara lekelerin oluşmasından ileri geldiği, yaşlı yıldızlarda ise yıldız yaşlandıkça yavaşlamakta, uzun süreli zaman diliminde fakülar salma lekeli bölgelerde azaltılan salmayı geçmektedir.

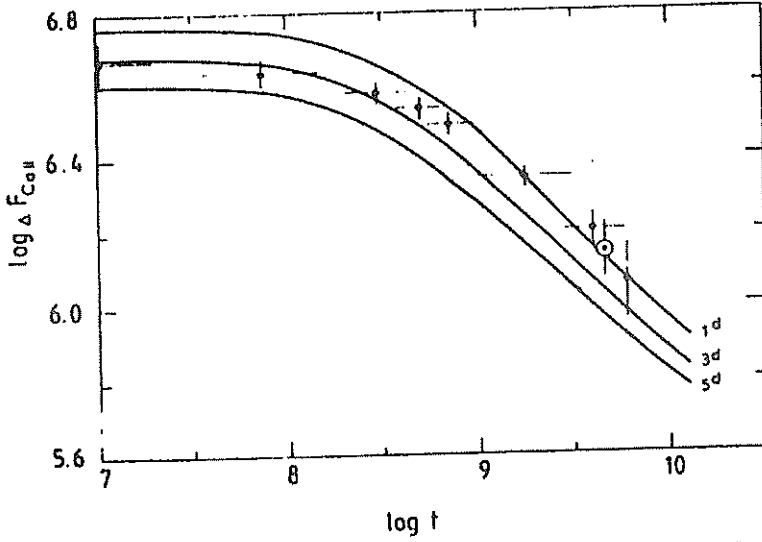
## 13. Yıldızlarda Yaşlanma İşlemi

Yıldız etkinliği modlarının dönme ve konveksiyona bağlı olduğunu gördük. Çoğu yıldızda  $t^{1/2}$  yasasının geçerli olmadığı tartışılrsa da anakol yıldızlarının yaşlandıkça yavaşladıkları bilinmektedir. Dolayısıyla olağan soğuk cüce yıldızların etkinlik olaylarının yaşa bağlı olacağı açıktır. Genç yıldızlarda bu olaylar daha açık, daha geniş olabilir. Buradaki kara lekeler parlak süreklilik üzerinde daha geniş duruma gelir; lekeler bütün zaman ölçeklerinde fotosferik parlaklık değişimini göstermede baskındır. Halbuki güneşte kısa zaman ölçekli ölçümlerde lekeler baskın gelir. Işıkkölçüm gözlemlerinin genlikleri bu yıldızların yüzeylerinin önemli bir bölümünün, güneştekinin on katından fazla, kara lekelerle kaplı olduğunu gösterir. Ancak parlak bölgeler güneştekinin ~3 katıdır. Genç yıldızlar yüzey alanının çoğunu parlak faküla ve manyetik network yapılarından çok kara leke ya da leke gruplarında düzenler.

Şekil 10'da gösterildiği gibi güneş yaşına geldiğinde dönme yavaşlar, etkinlik zayıflar ve daha düzenli veya çevrimli etkinlik geliştirmeye çalışır (Stepien 1989). Yıldızın parlaklık değişiminin analizi daha da güçtür. Kara lekelerin ve parlak bölgelerin yarışan etkileri arasındaki denge başlangıçta lekeler lehine iken yıldız yaşlandıkça parlak bölgelere kayar ve yıldız etkinlik çevrimi zaman ölçeğinde parlak bölgeler baskın duruma gelir. Parlaklık değişimindeki zayıflama yıldız etkinliğindeki azalmayı yansıtır. Kimi zaman parlak bölgeler lekelerden daha etkin olur ve yeni bir dengeden geçmek zorunda kalır. Güneş kütleisindeki bir yıldız bu noktaya  $10^9$  yıl dolayında gelir ki bu Hyades'in yaşından biraz daha uzundur. Ortalama etkinlik düzeyi güneşten hala daha yüksek olacak ve kısa süreli parlaklık değişimleri gösterecektir. Yıldız, güneşin şimdiki yaşına geldiğinde parlak bölgeler çevrimli



zaman ölçeklerinde baskın duruma gelecek fakat kısa süreli değişimler lekelerden kaynaklanacaktır.



Şekil 10. Ca II salma akılarının yaşa bağlı olarak değişimi.

#### 14. Yıldızlarda Çizgi Bakışsızlıkları

Yıldız - güneş ilişkisi çalışmalarında son zamanlarda elde edilen önemli bir bulgu güneş ve çevrimli değişen yıldızlarda tayf çizgilerinde bakışsızlık değişimlerinin gözlenmesidir (Gray 1992b). Bakışsızlıktaki ani değişim yıldız çevriminin belli evrelerinde olmaktadır. Bu değişimi yıldızın yüzey konvektif özelliklerindeki değişimin doğurduğu düşünülmüştür. Bu değişimler büyük bir olasılıkla en azından konvektif akıntıları ortadan kaldıracak konvektif zincirleri düzenleyen manyetik akıdaki değişimlerden kaynaklanmaktadır. Güneşte çizgilerin en büyük bakışsızlığı güneş - leke minimumuna karşılık gelmektedir. Leke minimumunda manyetik akı yoğunluğu ve ısıtma en alt düzeydedir. K0 yıldızlarında da benzer değişimler bulunmuştur. Ancak, daha etkin olan K2 cücesi  $\epsilon$  Eri en büyük bakışsızlığı en büyük ısıtmada göstermektedir.

Saar ve Baliunas (1992) güneş ve  $\sigma$  Dra'da etkinlik ve ısıtma değişimleri doğru ilişkili olduğundan bakışsızlığın ısıtma ile ters ilişkili olduğunu önermektedir. Parlak plajların yüzeyde kapladığı alan en büyük değerine ulaştığında manyetik akı da en büyüktür (ve konveksiyon ortadan kaldırılır). Daha etkin olan  $\epsilon$  Eri de ise leke/plaj oranı daha büyüktür, dolayısıyla bakışsızlıklar ısıtma ile orantılıdır; çünkü genç yıldızlarda büyük leke - doldurma çarpanından dolayı ısıtma en az iken manyetik akı en büyüktür.

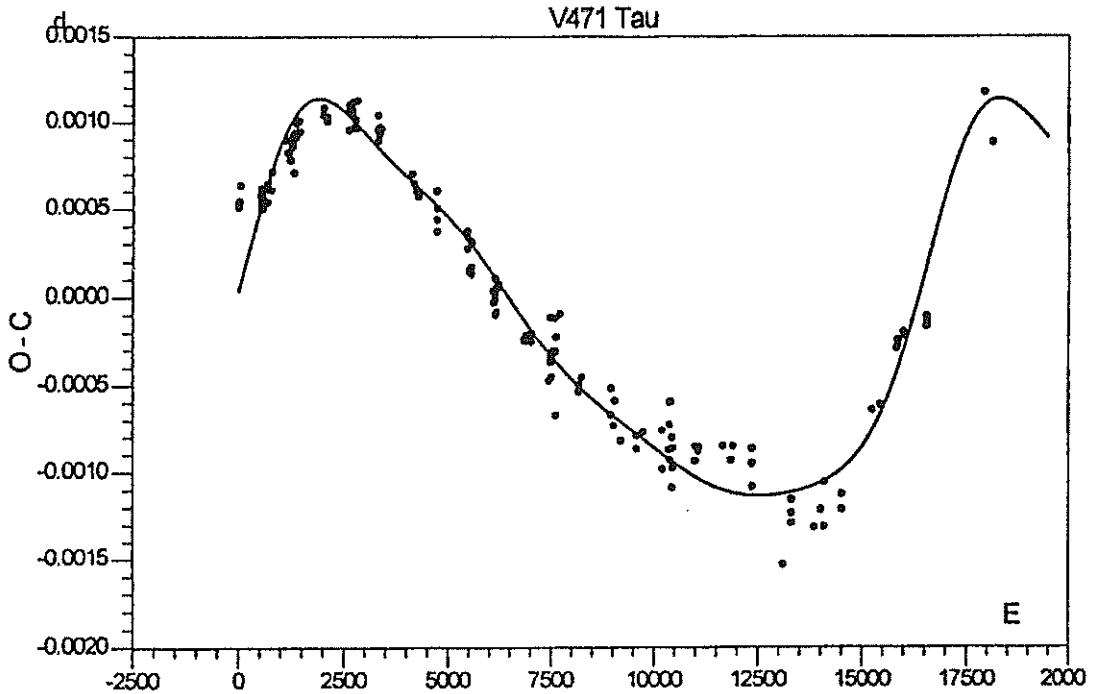
#### 15. Yörünge Dönemlerindeki Değişme

Güneşteki 11-yıllık çevrimin aktif kromosferli yıldızlarda da olup olmadığının araştırılması için düzenli ve uzun süreli gözlemlerin gerekli olduğu ortaya çıkmıştır. Uzun süreli gözlemleri yapılan aktif kromosferli örten çift yıldızların yörünge dönemlerinin de zamanla değiştiği görülmüştür. Yörünge dönemlerindeki değişimleri manyetik çevrimlere bağlayan çalışmalar Matese ve Whitmire (1983) tarafından

başlatılmış, Applegate ve Patterson (1987), Hall (1990) ve Applegate (1992) tarafından sürdürülmüştür. Applegate yıldızların dörtuçay momentlerindeki değişimin yıldızın toplam parlaklığında ve yörünge döneminde birbirine bağlı değişimler doğuracağını kuramsal olarak göstermeye çalışmıştır. Yıldızın aktivite çevrimine başlamasıyla birlikte açısal momentum dağılımının değişeceği ve bunun sonucu olarak da yıldızın dönmesinden kaynaklanan basıklığının değişeceği öne sürülmüştür. Basıklıktaki bu değişimin yörüngeye aktarılacağı, dolayısıyla yörünge döneminin değişime uğrayacağı düşünülmüştür. Bu durumda yıldızın hem toplam parlaklığı hem de yörünge döneminin aynı çevrimli değişim göstermesi beklenmektedir. Applegate yıldız zarfının daha hızlı döndüğünde toplam parlaklığın en büyük, O-C eğrisinin ise minimum yapacağı, iç kısımlar daha hızlı dönüyorsa maksimum parlaklığın O-C maksimumu ile çakışacağını önermiştir.

Applegate kuramı Hall (1991) tarafından CG Cygni'ye uygulanmış, ortalama parlaklık ile yörünge döneminin 50 yıllık bir dönemle değiştiği gösterilmiştir. Öte yandan Applegate aynı kuramı V471 Tau'ya uygulayarak ortalama parlaklık ve yörünge döneminin 20 yıllık bir dönemle değiştiğini ileri sürmüştür. Ancak, 1973 yılından bu yana yaptığımız gözlemler bu öneriyi desteklememektedir (İbanoğlu ve ark. 1994). Çiftin parlaklığı sürekli bir artma üzerine binmiş küçük genlikli salınımlar şeklinde değişmektedir. O-C'lerin değişimi ise üçüncü bir cisim çevresindeki devinime daha uygun düşmektedir. Şekil 11'de O-C değişimi ve üçüncü cisim çevresindeki devinimden beklenen değişim karşılaştırılmaktadır.

RS CVn yıldızlarının bir bölümünde önemli bir O-C değişimi görülmezken bir bölümünde sürekli dönem azalması bir bölümünde de çevrimli dönem değişimi görülmektedir.



Şekil 11. V471 Tau'da O-C değişimi ve üçüncü cisimle temsili.

## 1. uç

Çi Güneş benzeri etkinlik gösteren yıldızlar konusundan son otuz yılda yapılan araştırmalarda elde edilen sonuçları ve çözülmesi gereken sorunları şöyle özetleyebiliriz:

Bileşenlerinden en az birisinin konvektif zarfı olan yakın çift yıldızların etkinliğin güneşten daha kuvvetli manyetik etkinlik gösterdikleri görülmektedir.

Yıldızların dönme dönemi altdev ve dev G, K türü bileşenler en aktif olan yıldızlardır. Bunun nedeni daha derin konvektif bölgenin bulunması ya da daha yüksek yüzey çekim ivmesinin olmasıdır.

Yıldızlarda diferansiyel dönme güneşteki benzerken yakın çift yıldızlarda güneşten çok küçüktür. Buna karşın, kendi eksenleri çevresinde yörünge dönemiyle dönen aktif yıldızlar güneşte gözlenen manyetik etkinliklerin tüm özelliklerini gösterirler.

CVn, BY Dra ve W UMa yıldızlarının çoğu güneşteki gibi etkinlik gösterirler. Yörünge dönemlerindeki uzama ve kısalmalar aktivite değişimlerinin etkilerine dayandırılmaktadır.

Yıldızların eğrilerinin analizi ve Doppler görüntüleme teknikleri aktif kromosferli yıldızların yüzeylerinde büyük, karanlık lekelerin olduğunu göstermektedir. Doppler görüntüleme teknikleri lekeleri genellikle yüksek enlemlere, hatta kutuplara yerleştirme eğilimindedir. Güneş lekeleri birkaç ay yaşarken yıldızlardaki lekeler yıllarca yaşıyor gibi görünmektedir. Son yıllarda, manyetik aktivite değişikliğine beyaz ışık fakülalarının önemli katkı yaptığının ortaya çıkmasıyla ışık eğrilerinin standart leke modelleri kullanılarak analiz edilmesini güçleştirmiştir.

Yıldızların radyo tayf türü ve aynı dönme dönemi tek yıldızlara göre yakın çiftlerdeki manyetik etkinlik daha yüksek görünmektedir. Anakol üzerindeki yüksek X-ray salmalı aktif, tek yıldızların salmaları ile karşılaştırıldığında çift yıldızların radyo salması 100 kat daha yüksek radyo salmaları yapmaktadır. Bu yüksek radyo salması bileşenler arasındaki manyetik etkileşmeye bağlanmıştır. Ancak, yakın çift bileşenli W UMa dizgeleri, RS CVn ve BY Dra'lara göre daha düşük radyo salmaları gösterir. Bunun nedeni bilinmiyor.

Yıldızların radyo gözlemleri yıldız koronalarındaki manyetik etkinliğin anlaşılması açısından önem kazanmıştır. Polarimetrik radyo gözlemleri yıldız koronadaki fiziksel koşulları ve manyetik alan yegünlüklerini doğrudan ölçme olanağı vermektedir.

Yıldızların manyetik alanlarının ölçülmesi için geniş dalgaboyu aralığında tutulma haritalama tekniği geliştirilmiştir. Bu yöntem manyetik yapıları ortaya çıkarma açısından önem kazanmaktadır.

Yıldızların manyetik alanlarını doğrudan ölçmek için son yıllarda Zeeman Doppler Görüntüleme tekniği kullanılmaya başlanmıştır. Ancak bu yöntem keskin çizgili yıldızlarda çok başarılı olmaktadır. Bu yöntemle yıldız yüzeyindeki manyetik alanların iki boyutlu haritasını çıkarma olanağı doğmuştur. V711 Tau da toplam yüzeyin %18'ini kaplayan 985 Gauss'luk bir manyetik alan belirlenmiştir (Donati ve ark. 1990). Bu değer güneş lekelerinin tam ortasında ölçülen 1200 - 1600 Gauss'luk manyetik alan yegünlüğünden daha zayıf olmasına karşın kapladığı alan daha geniştir.

Güneş benzeri özellikleri gösteren yıldızlar içerisinde seçilip incelenen yıldızlardan elde edilen bilgilerin geliştirilebilmesi için örnekleme henüz yeterli değildir. F, G, K ve M yıldızlarının etkinlik zincirinde yıldız parametreleriyle kromosfer ve fotosferik değişimler arasındaki ilişkiyi kurarak güneş ve yıldız çevrimlerinin doğasına ilişkin öğreneceğimiz daha çok şey vardır. Manyetik etkinlik zincirlerinin dönme hızı ve konveksiyon bölgesinin derinliğine bağlılığı dinamo olayının farklı türlerinin varlığını açıkça ortaya koymaktadır.

Şimdiye değin yapılan çalışmalar yıldızlarda ve güneşteki manyetik dinamoyu anlamamıza önemli katkılar yapmıştır. Ancak, bu yıldızlardaki olayların oluşumlarını daha iyi anlayabilmek için bu çalışmalar yeterli değildir. Yer yüzünden yapılan gözlemlerin atmosfer dışından olabildiğince geniş bir dalgaboyu aralığında yapılacak gözlemlerle desteklenmesi gerekir. Çok - frekanslı, uzun - süreli gözlemler manyetik etkinliğin zamana bağlı değişimlerini ortaya çıkarmada önemli katkılar yapacaktır.

## KAYNAKLAR

- Applegate, J. H. : 1992, ApJ **385**, 621  
Applegate, J. H., Patterson, J. : 1987, ApJ **322**, L99  
Bastian, T. S., Dulk, G. A., Slee, O. B. : 1988, AJ **95**, 794  
Beasley, A. J., Cram, L. E. : 1990, Solar Phys. **125**, 191  
Bouvier, J. : 1990, AJ **99**, 946  
Donati, J. F. et al. : 1990, AA **232**, L1  
Donati, J. F. et al. : 1992, AA **265**, 682  
Dorren, J. D., Guinan, E. F. : 1990, ApJ **348**, 703  
Eaton, J. E., Henry, G. W., Bell, C., Okorogu, A. : 1993, AJ **106**, 1181  
Fieglelson, E. D., Giampapa, M. S., Vrba, F. J. : 1990 in *The Sun in Time*, eds  
C. P. Sonnett, M. S. Giampapa, M. S. Matthews, Univ. of Arizona  
Gray, D. F. : 1992a, in *Proceedings of the National Solar Observatory / Sacramento Peak 12th Summer Workshop*, ed. K. L. Harvey, San Francisco, California, 472  
Gray, D. F. : 1992b, in *Cool Stars, Stellar Systems and the Sun*, ed. M. Giampapa, J. Bookbinder, PASP Conf. Ser. **26**, 127  
Hall, D. S. : 1990, in *Active Close Binaries*, ed. C. İbanoğlu, Kluwer Academic Publishers, Dordrecht, s. 95  
Hall, D. S. : 1991, ApJ **380**, L85  
İbanoğlu, C., Keskin, V., Akan, M. C., Evren, S., Tunca, Z. : 1994 AA **281**, 811  
Joy, A. H., Humason, M. L. : 1949, PASP **133**  
Landini, M., Monsignori-Fossi, B. C., Pallavicini, R., Piro, L. : 1986, AA **157**, 217  
Lean, J., Foukal, P. : 1988, *Science* **240**, 906  
Matese, J. J., Whitmire, D. P. : 1983, AA **117**, L7  
Mirzoyan, L. V., Ambaryan, V. V., Garibdhanyan, A. T., Mirzoyan, A. L. : 1988, *Astrofizica* **29**, 531  
Noyes, R. W., Hartmann, L. W., Baliunas, S. L., Duncan, D. K., Vaughan, A. H. : 1984, ApJ **279**, 763  
Petersen, B. R. : 1989, in *Solar and Stellar Flares*, IAU Coll. 104, eds. B. M. Haisch, M. Rodono, Kluwer, Dordrecht, Holland, s. 299  
Petersen, B. R., Hawley, S. L., Fisher, G. H. : 1992, Solar Phys. **142**, 197

- Pickering, E. C. : 1880, Proc. Am. Acad. Arts. Sci., 16, 257
- Radick, R. R., Thompson, D. T., Lockwood, G. W., Duncan, D. K., Bagget, W. E. :  
1987, ApJ 321, 459
- Saar, S. H., Baliunas, S. L. : 1992, in *Proceedings of the National Solar Observatory/  
Sacramento Peak 12th Summer Workshop*, ed. K. L. Harvey, San  
Francisco, California, s. 150
- Schaeffer, B. E. : 1989, ApJ Suppl. 337, 927
- Simon, T. : 1990, ApJ 359, L51
- Simon, T. : 1992, in *Cool Stars, Stellar Systems and the Sun*, ed. M. Giampapa, J.  
Bookbinder, PASP Conf. Series 26, 3
- Skumanich, A. : 1972, ApJ 171, 565
- Stauffer, J., Hartmann, L. W., Soderblom, D. R., Burnham, N. : 1984, ApJ 280, 202
- Stauffer, J., Hartmann, L. W. : 1987, ApJ 318, 337
- Stepien, K. : 1989 Acta Astron.39, 209
- Tagliaferri, G., Doyle, J. G., Giommi, P. : 1990, AA 231, 131
- Tsvetkov, M. K., Tsvetkova, K. P. : 1990, in *Proc. IAU Symp. 137*
- Tuominen, I., Rüdiger, G., Brandenburg, A. : 1988, in *Activity in Cool Star Envelopes*  
eds. O. Havnes et al., Kluwer, Dordrecht, Holland, s. 13  
van Leeuwen, F., Alphenaar, P. : 1982, *ESO Messenger* 28, 15
- Vogel, S. N., Kuhi, L. V. : 1981, ApJ 245, 960
- Vogt, S. S. : 1975, ApJ 199, 418
- Vogt, S. S. : 1983, *Proceedings of the 71st Coll. of the IAU*, Catania, Italy, s. 137
- Wilson, O. C. : 1978, ApJ 226, 379
- Wilson, O. C., Vaughan, A. H., Mihalas, D. : 1981, *Sci. Am.* 244, 89
- Wilson, P.R.: 1994, in *Solar and Stellar Activity Cycles*, eds. R.F. Carswell, D.N.C.  
Lin, J.E. Pringle, Cambridge University Press, p.97

## LEKELİ YILDIZLARIN IŞIK EĞRİLERİNİN ANALİTİK ÇÖZÜMÜ

Zeki Eker

King Saud Univ. Coll. of Science P.O. Box 2455 Riyadh - SAUDI ARABIA

**Özet:** Bu çalışmada, ışık eğrilerinden leke parametrelerini doğrudan elde etme olarak tanımlanan ters fotometrik problem klasik tek-leke modelleri için çözüldü. Leke parametrelerini [büyüklüğü ( $r$ ), konumu ( $\lambda$ ,  $\beta$ ), ve sıcaklığı ( $T_s$ )] ve dönme ekseninin eğimini ( $i$ ) doğrudan ışık eğrilerinden hesaplayacak analitik formüller elde edilip verildi. Değişik test modellerinin V ve R bantlarındaki sentetik ışık eğrilerinden orijinal leke parametreleri bu formüllerle başarıyla tekrar elde edildi. Fotosferin sıcaklığı, her iki banttaki lineer kenar kararım katsayıları, geriye kalan parametrelerin elde edilebilmesi için önceden bilinmesi gereken parametreler olarak yeterlidir. İki ikili ( $i$ ,  $\beta$ ) olarak elde edilen yani unique olmayan  $i$  ve  $\beta$  değerleri, daire şeklindeki lekelerin küresel yıldız üstündeki simetrisinden kaynaklandığı gösterildi. Lekelerin dairesel olmaması, veya birden fazla lekenin olması bu problemi çözecektir. Bu çalışmada, çok lekeli modellerle ilgili formüllere de kısaca değinilmiştir. Işık eğrileri için leke modelinin tutarlılığı ve sentetik ışık eğrilerinin parametreleri açısından unique olduğu anlatılmıştır.

**Anahtar kelimeler:** yıldızlar: sentetik ışık eğrileri - yıldızlar: lekeli yıldızlar

## ANALYTICAL SOLUTION OF LIGHT CURVES OF SPOTTED STARS

**Abstract:** The inverse photometric problem has been solved for classical one-spot models. Analytical formulae are presented to obtain spot parameters [size ( $r$ ), location ( $\lambda$ ,  $\beta$ ), temperature ( $T_s$ ) and the inclination of rotation axis ( $i$ )] directly from light curves. Original spot parameters have been recovered successfully from the given V and R synthetic curves of various test models. The effective temperature of the photosphere and the linear limb darkening coefficients at two color bands are only a priori knowledge to derive the rest of the parameters. Nonunique values of  $i$  and  $\beta$ , which are obtained as two pairs ( $i$ ,  $\beta$ ), are the results of circular symmetry of the spot shape on a spherical star. The problem is overcome if noncircular shape or multiple spots were used. Generalization of given formulas to multispot modeling is introduced briefly. Consistency of starspot modeling and uniqueness light curves with respect to the parameters are discussed.

**Key words:** stars: synthetic light curves - stars: spotted stars

## TARTIŞMA VE SONUÇLAR

Yukarıda özetlerini İngilizce ve Türkçe olarak verdığımız bu çalışmanın sadece ışık eğrilerinden model parametrelerinin elde edilişi ile ilgili formüllerin çıkarılışı ve tanıtımı sözlü bildiri olarak sunulmuştur. İlgilenen okuyucu, daha detaylı açıklamaları Astrophysical Journal (1996, vol.473, 388)'daki makalede bulabilir.

## Kromosferik Aktif Yıldız II Peg'in Rengine Lekelerin ve Fakülaların Etkisi

Serdar Evren

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

### Özet

Kromosferik aktif yıldızların en ilginçlerinden biri olan II Peg, tutulma göstermeyen, tek çizgili tayfsal çift yıldızdır. Bu çalışmada 1976-1994 yılları arasında BV süzgeçlerinde bizim ve diğer araştırmacılar tarafından elde edilen fotometrik gözlemlere göre sistemin ortalama parlaklık ve renk değişimlerini tartışacağız. Araştırma 13 tanesi bizim tarafımızdan elde edilen 25 ışık eğrisi ve 19 B-V renk eğrisi üzerine yapılmış ve üç ana sonuç ortaya çıkmıştır. Birincisi, sistemin ortalama parlaklığındaki kısa ve uzun dönemli değişimleri doğuran olaylarla ilgilidir ve yıldızın yüzeyindeki lekeli bölgelerin sayısını ön plana çıkarmaktadır. Yüzeydeki lekeler tek bir boylam aralığında yer alıyorsa ortalama parlaklıklar 4.5 yıllık bir dönemle temsil edilirlerken birbirlerinden  $180^\circ$  farklı boylam aralıklarında yeralan lekelerin ortalama ışığa katkısı yaklaşık 11 yıllık bir dönemle değişmektedir. İkinci sonuç, ışık ve renk eğrileri arasındaki bazı uyumsuzluklara ilişkindir. Işık eğrilerinin minimum evrelerinde renk genelde soğuk lekelerden dolayı daha kırmızı olurken, maksimum evrelerine yakın evrelerde renk daha mavi olmakta, bu da sistemin rengine parlak fotosferik fakülaların etkisi olduğu sonucuna götürmektedir. Üçüncü sonuç, ortalama renk değişimi incelendiğinde ortaya çıkmaktadır. Yıldızın yüzeyinde iki farklı boylam aralığında lekeler oluştuğunda kuvvetli fakülalar network yapıdan dolayı ortalama rengin mavileşmeye başladığı tersi durumunda ise kırmızılaştığı görülmektedir.

**Anahtar kelimeler:** yıldızlar: kromosferik aktivite, leke, faküla, ortalama parlaklık, ortalama renk.

## The Effect of Spots and Faculae on the Colour of Chromospherically Active Star II Peg

### Abstract

II Peg is one of the most interesting chromospherically active stars. It is a non-eclipsing, single-lined spectroscopic binary system. In this paper, we will discuss the mean brightness and colour changes of the system that are inferred from the photometric observations. BV observations, ours and other researchers, cover the period of 1976-1994. Three conclusions are drawn from the total 25 light curves, 13 of which are obtained by us, and 19 B-V colour curves. The first conclusion is concerned with the effects that cause short-term and long-term variations in the system and bring forth the consideration of spotted regions on the star. Assuming that the spots fall on the same longitude range then the mean brightnesses vary with a period of 4.5 years. If the spots are within the longitude ranges that are  $180^\circ$  apart then the contribution of the spots to the mean brightness varies with a period of 11 years. The second result is about the

inconsistencies between the light and colour curves. While the colour is redder at the minima due to the cooler spots; it is bluer at the phases closer to the maxima. This result compels one to draw the conclusion that bright photospheric faculae affect the system's colour. The third result is drawn at the examination of the mean colour variation. When spots emerge in two different longitude range, the mean colour becomes bluer due to strong facular network, otherwise it gets redder.

**Key words:** stars: chromospheric activity, spot, faculae, mean brightness, mean colour.

## 1. Giriş

RS CVn sistemlerinde gözlenen fotometrik değişkenlikleri en iyi temsil eden model bu sistemlerdeki soğuk bileşenler üzerine yerleştirilen yıldız lekeleriyle açıklanır. Bu tür yıldızların görsel bölgedeki fotometrik gözlemleri, onların ışık değişimlerine ilişkin; parlaklık, renk, dönem, genlik ve biçimlerinin mevsimden mevsime değiştiğini göstermektedir.

II Pegasi yıldızı kromosferik ve leke aktiviteli geri tür yıldızların en ilginçlerinden biridir. Tayf türü K2-3 IV-V olan II Peg (HD 224085) tutulma göstermeyen, RS CVn türü, aktif tek çizgili bir tayfsal çift yıldızdır. En çok çalışılan yıldızlardan biri olan II Peg, 1974'den beri birçok araştırmacı tarafından gözlenmektedir. Çok renk ışıkölçüm yapanların hepsi de elde edilen ışık eğrilerinde dalga benzeri bozulma, asimetri, genlik değişimi, dalga minimumunun azalan veya artan evrelere doğru kaymasından ve ortalama parlaklık değişiminden bahsetmektedirler (Vogt, 1981; Raveendran et al., 1981; Rodono et al., 1986; Evren, 1988; Andrews et al., 1988; Evren, 1990; Mohin and Raveendran, 1993; Henry et al., 1995).

Bu çalışmada 1976-1994 yılları arasında BV süzgeçlerinde, bizim ve diğer araştırmacılar tarafından elde edilen fotometrik gözlemlere göre sistemin ortalama parlaklık ve renk değişimlerini tartışacağız.

## 2. Gözlemler

Gözlemler Ege Üniversitesi Gözlemevi'nin 48 cm.lik Cassegrain teleskobuyla BV süzgeçleri kullanılarak 1983-1994 yılları arasında yapılmıştır. Bu yıllar içinde sistemin toplam 269 gözlem gecesinde her iki süzgeçte ayrı ayrı 1533 gözlem noktası alınmıştır. Mukayese yıldızının (BD +28°4666) parlaklığı ve rengi standart UBV düzeneğine dönüştürülmüş ve  $V=6^m.721 \pm 0^m.006$ ,  $B-V=-0^m.025 \pm 0^m.005$  değerleri bulunmuştur.

II Peg'in 1983' den 1994'e kadar bizim tarafımızdan yapılan gözlemlerinin yıllara göre dağılımı Çizelge 1'de verilmektedir. Çizelge 1'den görülebileceği gibi 1983 ve 1984 yıllarında yapılan gözlemlerden sonra üç yıl gözlemi yapılmayan sistemin 1988 yılından sonra gözlemleri aralıksız sürdürülmüştür. 1983, 1989, 1992 ve 1993 yıllarında yapılan gözlemler yıl içinde daha geniş bir aralığa yayıldığından iki grup altında toplanmıştır.

Sistemin diğer araştırmacılar tarafından yapılan standart gözlemleri de değişik yayınlardan toplanmış ve bizim gözlemlerimizle birlikte değerlendirilmiştir. Tüm gözlemlere ilişkin yörünge evreleri Vogt (1981) tarafından verilen tayfsal ışık öğelerine (JD 2443033.47+6<sup>d</sup>.72422\*E) göre hesaplanmıştır. Bu öğelere göre, baş yıldız 0.0 evrede bizden en uzak konumdadır.



Çizelge 1

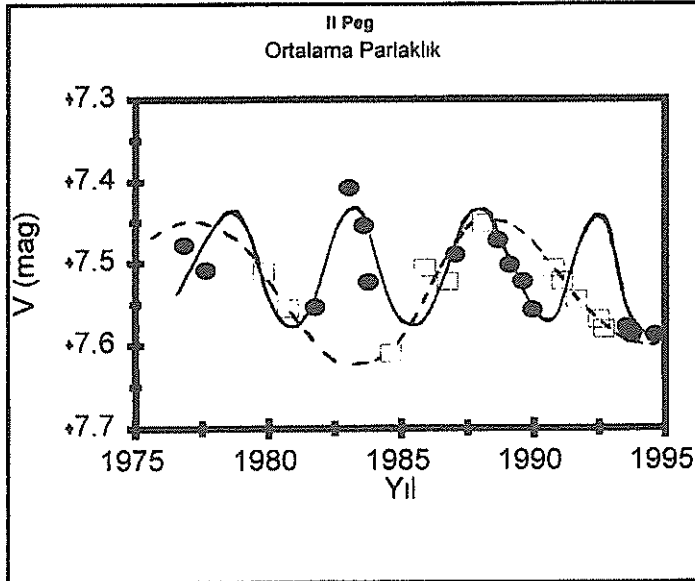
II Peg'in Ege Üniversitesi Gözlemevi'nde yapılan gözlemlerinin yıllara göre dağılımı

No	Yıl	Grup	Gözlem Aralığı	Süzgeç	Gece Sayısı	Gözlem Noktası
1	1983	I	19 Temmuz-12 Ağustos	B,V	10	30
2	1983	II	22 Eylül-15 Ekim	B,V	11	52
3	1984		18 Temmuz-28 Ağustos	B,V	17	85
4	1988		8 Temmuz-18 Ekim	B,V	24	101
5	1989	I	9 Şubat-21 Şubat	B,V	6	22
6	1989	II	3 Temmuz-3 Eylül	B,V	30	196
7	1990		17 Eylül-24 Ekim	B,V	17	119
8	1991		15 Temmuz-5 Kasım	B,V	24	106
9	1992	I	21 Mayıs-24 Temmuz	B,V	20	89
10	1992	II	7 Ağustos-6 Ekim	B,V	25	121
11	1993	I	7 Haziran-31 Ağustos	B,V	40	312
12	1993	II	1 Eylül-2 Kasım	B,V	19	113
13	1994		11 Temmuz-26 Eylül	B,V	26	187

### 3. Ortalama Parlaklık

Bu çalışmada 13 tanesi bizim tarafımızdan elde edilen 25 ışık eğrisi ve 19 B-V renk eğrisi üzerinde çalışılmıştır. Bu eğrilerin fotometrik özellikleri Çizelge 2'de verilmektedir.

Herbir ışık eğrisinin V süzgecinde elde edilen ortalama parlaklık değerleri yıllara göre noktalanmış ve Şekil 1'de gösterilmiştir. Sistem 1982'ye kadar yaklaşık  $0^m.07$  sönmüş ve 1983 yılı başında ortalama parlaklığını birden arttırarak  $7^m.41$ 'e ulaşmıştır. Bu değer inceleme yaptığımız yıllar içinde sistemin sahip olduğu en parlak ortalama değerdir. Ancak, bu parlaklık değerini uzun süre koruyamayan sistem 1.5 yıl gibi kısa sürede  $0^m.2$  sönerek yine inceleme yaptığımız yıllar içindeki en sönük ortalama değerine



Şekil 1. II Peg'in ortalama parlaklığının (V) yıllara göre değişimi. İçi dolu daireler TMIE'nin; içi boş kareler ÇMIE'nin ortalama rengini temsil etmektedir.

Ortalama parlaklığı  $7^m.52$  civarında saçılan ve genliği olmayan hemen hemen düz bir

ışık eğrisidir. Yaklaşık 8.5 ay içinde ışık eğrisinin genliği  $0^m.13$  den sıfıra inmiştir. Bu eğriye sistemin bugüne kadar elde edilmiş en lekesiz eğrisidir diyemeyiz. Çünkü, sistem diğer yıllara göre en parlak konumunda değildir. O halde yüzeyde yer aldığı kabul edilen lekeler geniş bir band şeklinde, sadece sistemin ortalama parlaklığına etki edecek biçimde yüzeye yayılmış olabilir. Yaklaşık bir yıl sonra elde ettiğimiz ışık eğrisi tekrar  $0^m.16$  genlikli tipik bir II Peg eğrisidir. 1983 yılında görülen ani parlaklık artışına ilişkin ikinci önerimiz, lekelerle ilişkili olduğu bilinen fotosferik faküla bölgelerinin sayısındaki ani artıştır. Sistemin 1983 başında Andrews et al. (1988) tarafından yapılan fotometrik ve tayfsal gözlemlerinde sistemden alınan salma akıllarında büyük bir artış olduğu ve bunların parlak *plage* bölgeleriyle ilişkili olabileceği söylenmektedir. Parlak *plage* bölgeleri fotosferik fakülaların kromosferdeki uzantıları olarak bilinmektedir. 1983-1984 yılları içinde görülen ani parlaklık azalması olayına 1988-1989 yıllarında da rastlanmaktadır. Bu aralık içinde elde edilen 5 ışık eğrisinin genel görüntüsü büyük genlikli asimetrik sinüs eğrileri biçimindedir. Bu durum bize görünür yıldızın yüzeyindeki leke veya leke gruplarının tek bir boylam aralığı içinde toplandığını göstermektedir.

Çizelge 2  
II Peg'in fotometrik özellikleri

No	Yıl	Derin Min. Evre (V)	Siğ Min. Evre (V)	Max. Evre (V)	Genlik (V)	Ort. Par. (V)	Ort. Renk (B-V)	Ref.
1	1976.82	0.49	-	0.82	0.25	7.478	-	1
2	1977.64	0.46	-	0.93	0.45	7.508	-	2
3	1979.82	0.40	0.80	0.08	0.18	7.510	1.023	3
4	1980.71	0.63	0.18	0.98	0.15	7.555	1.018	4
5	1981.75	0.33	-	0.76	0.23	7.553	1.030	5
6	1983.03	0.29	-	0.64	0.13	7.407	1.015	6
7	1983.59	0.21	-	0.66	0.09	7.454	1.053	7
8	1983.75	-	-	-	-	7.523	1.019	8
9	1984.60	0.88	0.18	0.47	0.16	7.609	1.046	9
10	1985.88	0.28	0.78	0.52	0.21	7.506	-	10
11	1986.75	0.17	-	0.51	0.48	7.522	1.049	11
12	1987.06	0.16	-	0.53	0.39	7.489	-	12
13	1988.07	0.05	0.57	0.22	0.16	7.451	-	13
14	1988.65	0.82	-	0.23	0.32	7.472	1.042	14
15	1989.11	0.77	-	0.21	0.51	7.502	1.022	15
16	1989.61	0.83	-	0.27	0.42	7.523	1.045	16
17	1989.98	0.92	-	0.35	0.40	7.557	1.054	17
18	1990.77	0.06	0.70	0.43	0.19	7.506	1.061	18
19	1991.10	0.16	0.62	0.31	0.20	7.522	-	19
20	1991.64	0.99	0.45	0.28	0.13	7.545	1.053	20
21	1992.48	0.98	0.50	0.26	0.17	7.569	1.043	21
22	1992.68	0.04	0.46	0.68	0.17	7.581	1.044	22
23	1993.56	0.97	-	0.40	0.23	7.578	1.049	23
24	1993.73	0.97	-	0.43	0.25	7.588	1.052	24
25	1994.62	0.90	-	0.52	0.27	7.588	1.074	25

Ref.: 1-Rucinski (1977); 2- Vogt (1981); 3- Nations and Ramsey (1981); 4- Bohusz and Udalski (1981), Hall and Henry (1983); 5- Rodono et al. (1986), Lines et al. (1983); 6- Andrews et al. (1988); 7, 8, 9, 14, 15, 16, 18, 20, 21, 22, 23, 24, 25- Bu çalışma; 9- Kaluzny (1984); 10- Wacker (1986); 11- Doyle et al. (1988), Cutispoto et al. (1987); 12, 13, 15, 17, 19- Mohin and Raveendran (1993).

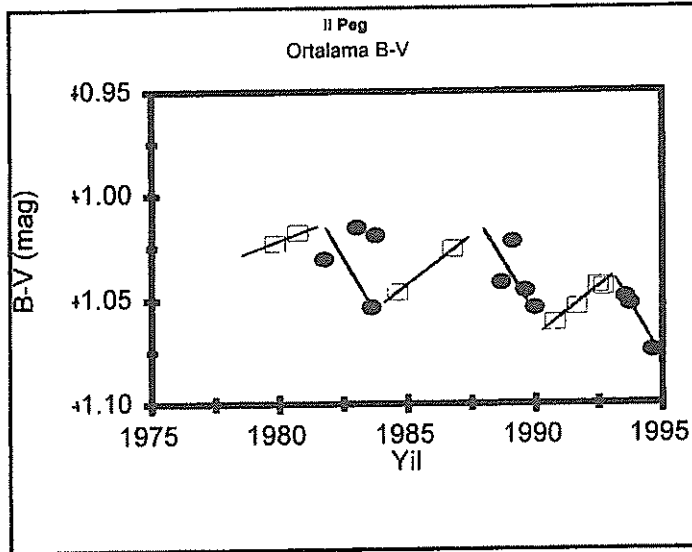
Sistemin Şekil 1'de görülen ortalama parlaklık değişimini biraz daha ayrıntılı incelediğimizde bugüne kadar literatürde rastlamadığımız ilginç bir yapıyla karşılaşyoruz. Şekilde görülen herbir noktanın değeri tek bir ışık eğrisi kullanılarak hesaplanmıştır. Bu noktalara karşılık gelen ışık eğrilerinin biçimleri incelendiğinde bazı ışık eğrilerinin biçimleri tek maksimumlu bazılarının ise çift maksimumlu olarak görülmektedir. Tek maksimumlu ışık eğrileri (TMIE) bize lekelerin belli bir boylam aralığı içinde toplandığını, birbiriyle eşit olmayan parlaklık ve yaklaşık 0.5 evre farklı çift maks-

munlu ışık eğrileri (ÇMIE) ise lekelerin birbirlerinden yaklaşık  $180^\circ$  boylam farklı aralıklarda toplandığını göstermektedir. Ortalama parlaklık değişimlerinde tek maksimumlu ışık eğrilerini temsil eden ortalama parlaklık değerlerini içi dolu dairelerle (●) çift maksimumlu olanları ise içi boş karelerle (◻) gösterirsek bu noktalardan geçen en iyi eğrileri sırasıyla sürekli ve kesikli çizgilerle temsil edebiliriz. Dikkat edilirse TMIE ve ÇMIE nin biçimleri yaklaşık eşit genlikli fakat farklı dönemli iki ayrı sinüs eğrisi benzeri değişim sergilemektedir. TMIE' ni temsil eden değişim yaklaşık 4.5 yıl, diğeri yaklaşık 11 yıllık bir dönem vermektedir. Henry et al. (1995) ise yaptıkları çalışmada sistemin ortalama parlaklığının  $4.4 \pm 0.2$  ve  $11 \pm 2$  yıllık dönemlerle değiştiğini belirtmektedirler.

Eğer durum gerçekten böyleyse o zaman yukarıda sözettiğimiz ortalama parlaklık değişimine uymayan bazı yıllara ait (1983-1984 ve 1988-1989) noktalar da daha iyi temsil edilmiş oluyor. Çünkü, bu değerler daha önce, ortalama parlaklık değişimini temsil eğriden sapmalar gösteriyordu. Aslında, bu eğri ÇMIE' ni temsil eden eğriye çok benzer bir eğridir. Onun için de Şekil 1 üzerinde karışıklık yaratmaması açısından bir kere daha çizilmemiştir.

#### 4. Renk

II Peg'in yıllara göre ortalama B-V renk değişimi Şekil 2 de gösterilmektedir. Şekilden görüldüğü gibi sistemin renk değişimi bazı yıllarda ortalama parlaklık değişimi ile, beklenenin tersine, uyum içinde değildir. 1984 ve 1990 yıllarında daha kırmızı olarak görünen sistem, 1982-83 ve 1993 yıllarında daha mavidir. 1993'den sonra sistem tekrar kırmızılaşmaya başlamıştır. Renk değişimine göre sistemin 1996' da yine daha kırmızı olması beklenmektedir.



Şekil 2. II Peg'in ortalama B-V renginin yıllara göre değişimi. İçi dolu daireler TMIE' nin; içi boş kareler ÇMIE' nin ortalama rengini temsil etmektedir.

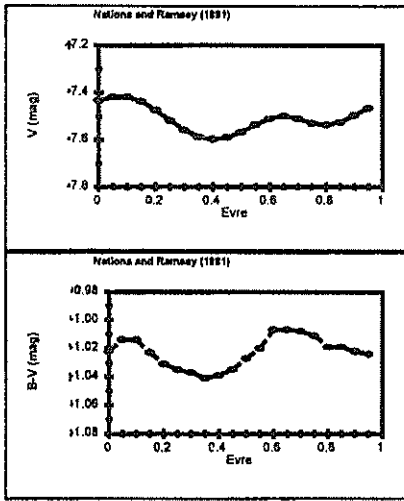
Sistem yaklaşık 6 yıl arayla mavileşirken 10-11 yıllık bir dönemle ortalama parlaklığını değiştirmektedir. Bu durumda lekelerle ilişkili olduğu kabul edilen renk ve parlaklık değişimlerine etki eden başka bir fotosferik özellikten söz edilmesi gerekir ki bu da parlak fotosferik fakülalar olmalıdır. Ortalama parlaklığın en az olduğu yıllarda (1984-85 ve 1994-95) sistemin rengi tam olmasa da daha kırmızıya oldukça yakındır. Ancak,

Ortalama renk değerlerinin elde edildiği ışık eğrileri tek tek incelendiğinde diğer ilginç bir özellik karşımıza çıkar. Ortalama renk değişim dağılımının mavileşme kollarında yer alan ışık eğrileri, eşit olmayan çift maksimuma sahip olurlarken, kırmızılaşma kollarında yer alan ışık eğrileri tek maksimumlu dalga benzeri bozulma sergilemektedirler.

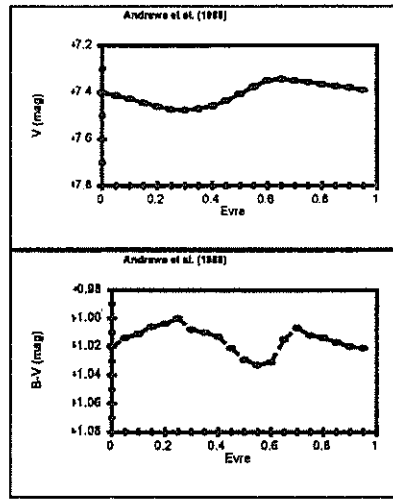
Şekil 2'de dikkat çekici diğer bir özellik ise sistemin renginin 16 yıl içinde  $0^m.06$  daha kırmızılaşmıştır. Bu değişim ortalama parlaklık değişiminde kendini pek belli etmemektedir.

ortalama renk eğrisinde 1990 yılında görülen diğer bir kızıllaşma vardır ki bu özellik ortalama parlaklık değişiminde 1988-1989 yıllarında görülen sürekli sönmenin bittiği yere karşılık gelmektedir.

Yaptığımız araştırmada göze çarpan diğer ilginç noktalar ise ışık ve renk eğrileri birebir karşılaştırıldığında karşımıza çıkmaktadır. Örneğin, Nations and Ramsey (1981) in 1979 yılında elde ettiği ışık eğrisi ÇMIE olup sistem yaklaşık 0.10 ve 0.65 evrede eşit olmayan iki maksimum parlaklığa ulaşır. Sistem 0.10 evrede yaklaşık  $0.^m08$  daha parlaktır. Ancak, sistem beklendiği gibi en parlak olduğu 0.10 evredeki birinci maksimumda değil 0.65 evredeki daha az parlak olduğu ikinci maksimumda en mavidir (Şekil 3). Bir yıl sonra Bohusz and Udalski (1981) tarafından elde edilen ışık ve renk eğrileri de ilginçtir. Sistem 0.63 evrede en sönük iken 0.25 evrede daha kırmızı olmakta, 0.98



Şekil 3. II Peg'in ışık ve B-V renk eğrileri (Nations and Ramsey (1981)).



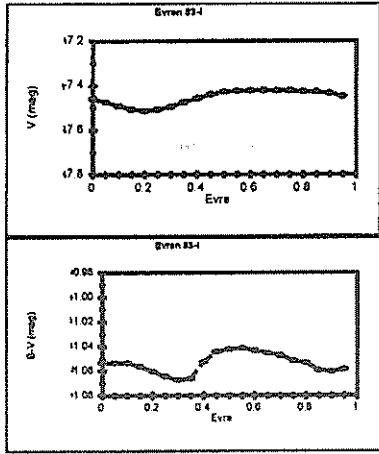
Şekil 4. II Peg'in ışık ve B-V renk eğrileri (Andrews et al. (1988)).

evrede en parlak iken 0.70 evrede daha mavi olmaktadır. Andrews et al.(1988)'nın 1983 başında yaptığı gözlemler de incelendiğinde (Şekil 4) sistem yaklaşık 0.30 evrede en sönük olmasına rağmen yaklaşık 0.25 ve 0.70 evrelerde daha mavi 0.55 ve 0.95 evrelerde daha kırmızıdır. Bizim 1983 yılı I. grup gözlemlerimizde de benzer değişimler görülmektedir (Şekil 5). Yaklaşık 0.20 evrede en sönük, yaklaşık 0.65 evrede en parlak olan II Peg 0.50 evrede daha mavi olmaktadır. 1984 gözlemlerimizde de 0.47 evre en parlak iken 0.25 ve 0.65 evreler daha mavidir (Şekil 6). 1988-1994 arasında elde ettiğimiz tüm ışık ve renk eğrilerinde aynı özellik kendini göstermektedir.

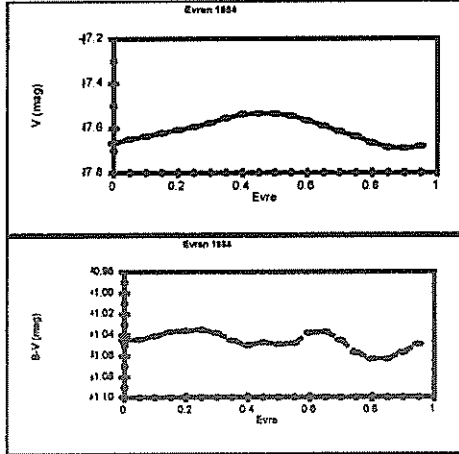
Buna göre, genelde yıldızın en sönük olduğu evrelerde renk daha kırmızı olmasına rağmen, rengin daha mavi olduğu evreler yıldızın en parlak olduğu yere değil de parlaklığın minimum ile maksimum olduğu evreler arasına denk gelmektedir. Bu durum da; ancak, lekeler etrafını saran fotosferden daha parlak faküllerle açıklanabilir.

## 5. Leke-Faküla İlişkisi

Güneş lekeleri Güneş yüzeyindeki genişlemiş, kuvvetli manyetik bölgelerdir. Genelde gruplar halinde bulunurlar. Manyetik alanların neden olduğu faküla, prominens ve flareler gibi güneş aktiviteleri leke gruplarıyla ilişki içindedir. Bu tür olayların gelişimi her bir leke bölgesinde farklı yapıda ve hızda oluşur. Bir aktivite merkezinin



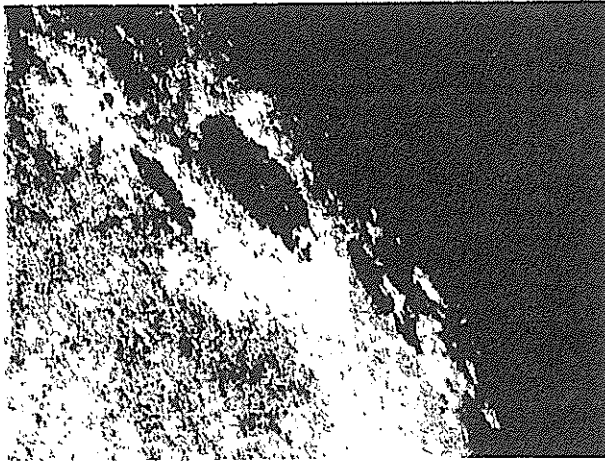
Şekil 5. II Peg'in 1983-I ışık ve B-V renk eğrileri.



Şekil 6. II Peg'in 1984 ışık ve B-V renk eğrileri.

genel gelişimine göre manyetik alan akı tüpleri fotosfere ulaştıktan sonra faküla görünmeye başlar. Daha sonra ortaya çıkan leke ve leke gruplarını fakülalar çevreler. Bu gelişim 100-250 gün içinde son bulur (Beck and Reinsch, 1994).

Güneş'in yüzeyinde hemen hemen her gün gözlenebilen parlak fotosferik fakülalar tüm yüzeyi kaplamalarına rağmen beyaz ışıkta genelde yalnız kenarda (Şekil 7) görülmektedirler. Güneş Ca H ve K çizgileri veya  $H_{\alpha}$  çizgisi gibi tekrenk filtrelerde gözlenirse fakülalar disk dışında da görülebilir ve kromosferik fakülalar (veya plage bölgeleri) olarak adlandırılırlar. Bunlar fotosferik fakülaların kromosferin içine olan uzantıları olarak kabul edilirler.



Şekil 7. Fotosferik fakülalar (*Compendium of Practical Astronomy, Vol.2, s. 25*).

Fakülalar manyetik alanlar tarafından oluşturulur ve ileri düzeyde bir aktivite bölgesi olarak bilinirler. Ortalama yaşam süreleri 90 gün olup ilişkili oldukları leke grubunun alanından daha fazla alan kaplarlar. Fakülaların sıcaklığı fotosferin sıcaklığından yüzlerce Kelvin daha fazladır.

Foukal ve Lean (1988)'nin güneş ışınımına etki eden faktörler üzerine yaptıkları araştırma leke ve fakülalar bölgelerin toplam ışığa etkilerini ortaya koymaktadırlar. Onlara

göre lekeli alanlar güneşin ışınım gücünü görsel ışıkta etkileyen tek faktör değildir. Aktif bölgeler olan fakülalar veya fakülalar ağı katkuları da en az lekeler kadar önemlidir. 21 nci çevrime ait güneş aktivitesinin maksimumundaki ışınım değişimini inceleyen Foukal ve Lean fakülalar yapının ışınım gücündeki artışı doğrduğunu göstermişlerdir. Böylece, neden Güneş'in en yüksek aktivite düzeyine sahip iken daha

parlak olduğunu; halbuki, yalnız lekelerle ilişkili bir açıklamada enerji çıkışını engelleyen lekelerden dolayı sönük olması gerektiğini ortaya koymuşlardır.

Foukal ve Lean (1988) 'nin Güneş için ortaya koyduğu sonuçları destekleyen bir diğer çalışma aktif RS CVn türü çift yıldızlardan biri olan V711 Tau için Dorren ve Guinan (1990) tarafından yapılmıştır. Sistemin IUE ile 1983 yılında yapılan gözlemleri kromosferik ve TR aktivitesinde bir maksimum gösterirken aynı yıla karşılık optik gözlemleri leke aktivitesinde bir minimumu işaret ediyordu. Dorren ve Guinan'a göre aktivite maksimum iken V711 Tau'nun görsel ışıktaki parlaması fakular yapının katkısından dolayıydı. Ancak, sistemin rengindeki uzun dönemli değişimleri fakular yapılarla açıklamanın zor olduğu vurgulanmaktadır.

RS CVn türü yıldızların uzun dönemli ortalama parlaklık değişimlerinin nedenleri üzerine yapılan çalışmalardan biri de Henry et al. (1995) 'na aittir. Bu çalışmada, parlak plage bölgeleri ile karanlık lekelerin ışık değişimlerini nasıl etkilediğini ortaya koymanın ne kadar zor olduğu üstünde durulmaktadır.

## 6. Sonuçlar ve Tartışma

Yaptığımız bu çalışma sonucunda üzerinde durulması ve tartışılması gereken üç sonuç ortaya çıkmaktadır. *Birincisi*, sistemin ortalama parlaklığındaki kısa ve uzun dönemli değişimleri doğuran olaylarla ilgilidir. Bizim ve Henry et al. (1995) tarafından bulunan 4.5 ve 11 yıl dönemli değişimlerin kaynağı nedir? Henry et al. ortalama parlaklıklara periodogram analizi yaptığında  $4.4 \pm 0.2$  yıllık baskın bir değişim bulurken  $11 \pm 2$  yıllık zayıf bir dönemliliğin görüldüğünden söz etmektedirler. Kısa dönemli değişimin kaynağını lekelerin ortalama yaşam sürelerine bağlamaktadırlar. 11 yıllık dönem ise tek tek lekelerin yaşam sürelerinden daha uzundur. Belki de farklı bir zaman ölçeğini temsil ettiğini önermektedirler. Bu konudaki bizim önerimiz daha farklı olup yıldızın yüzeyindeki lekeli bölgelerin sayısını ön plana çıkarmaktadır. Birbirinden  $180^\circ$  farklı boylam aralıklarında yeralan lekeli alanların (yani, ÇMIE'nin oluşması) ortalama ışığa katkısını ortaya koymaktadır. Yüzeydeki lekeler tek bir boylam aralığında yer alıyorsa (yani, TMIE) sistemin ortalama parlaklıkları 4.5 yıllık dönemle temsil edilebilmektedir. Ancak, lekeler farklı iki boylam aralığında yer aldığı zaman bunların ortalama parlaklık değişimine katkısı 11 yıllık dönemle değişmektedir.

*İkinci sonuç*, ışık ve renk eğrileri arasındaki bazı uyumsuzluklara ilişkindir. Işık eğrilerinin minimum evrelerinde renk genelde daha kırmızı olmasına rağmen maksimumlarında renk daha mavi olmamaktadır. Genelde, minimum ile maksimum ışık evreleri arasında renk daha mavi olmaktadır. O halde bakış doğrultumuz önünden lekeler geçerken fotosfere göre daha soğuk alanlar olduklarından, sistemin renginin beklendiği gibi kırmızılaşması doğaldır. Ancak, maksimum ışığa ulaşmadan veya geçtikten sonra veya her iki durumda da rengin mavileşmesi lekeler etrafında yeralan fotosferden daha parlak fakülaların sistemin rengine katkıda bulunduğunu ortaya koymaktadır. Özellikle II Peg kendi türü içindeki yıldızlardan daha aktif bir yıldız olduğundan lekeli alanların büyüklüğü fakular bölgelerin de büyük olmasını gerektirmektedir.

*Üçüncü sonuç*, ortalama renk değişimi incelendiğinde ortaya çıkmaktadır. Yıldızın yüzeyinde iki farklı boylam aralığında lekeler oluştuğunda ortalama rengin mavileşmeye başladığı tersinde ise kırmızılaştığı görülmektedir. Bu durum ise şöyle açıklanabilir; yıldızın üstünde  $180^\circ$  boylam aralığında oluşan lekeli alanların etrafındaki

fakülar yapılar kuvvetli bir network oluşturmakta ve yıldızın rengini mavileştirmektedir. Ne zaman ki çift lekeli aktivite etkisini kaybediyor yani tek lekeli konuma geçiliyor, o zaman network yapı bozuluyor ve sistem kırmızılaşıyor.

Özellikle çok aktif sistemlerin yüzey özelliklerinin araştırılmasında fakülar yapının dikkate alınması gerekmektedir. Ortalama parlaklık-renk değişimlerinden ve tayfsal çalışmalardan giderek daha güvenilir ve doyurucu sonuçlar çıkarılmalıdır.

### Kaynaklar

- Andrews, A. D., Rodono, M., Linsky, J. L., Brown, A., Butler, C. J., Catalano, S., Scaltriti, F., Busso, M., Il-Seong Nha, Oh, J. Y., Henry, M. C. D., Hopkins, J. L., Landis, H. J. ve Engelbregtson, S. 1988, *Astron. Astrophys.*, 204, 177.
- Beck, R. ve Reinsch, K. 1994, *Compendium of Practical Astronomy*, ed. G.D. Roth, (Springer-Verlag), Vol.2, s. 7.
- Bohusz, E. ve Udalski, A. 1981, *Acta. Astron.*, 31, 185.
- Cutispoto, G., Leto, G., Pagano, I., Santagati, G. ve Ventura, R. 1987, *I.B.V.S.*, 3034.
- Dorren, J.D. ve Guinan, E.F. 1990, *Ap.J.*, 348, 703.
- Doyle, J. G., Butler, C.J., Morrison, L.V. ve Gibbs, P. 1988, *Astron. Astrophys.*, 192, 281.
- Evren, S. 1988, *Astrophys. Space Sci.*, 143, 123.
- Evren, S. 1990, in *Active Close Binaries*, ed. C. İbanoğlu, (Kluwer Academic Publishers), s. 561.
- Faukal, P. ve Lean, J. 1988, *Ap.J.*, 328, 347.
- Hall, D. S. ve Henry, G. W. 1983, *I.B.V.S.*, 2307.
- Henry, G. W., Eaton, J.A., Hamer, J. ve Hall, D. S. 1995, *Ap. J. Supp. Ser.* 97, 513.
- Kaluzny, J. 1984, *I.B.V.S.*, 2627.
- Lines, R. D., Louth, H., Stelzer, H. J. ve Hall, D. S. 1983, *I.B.V.S.*, 2308.
- Mohin, S. ve Raveendran, A.V. 1993, *Astron. Astrophys.* 277, 155.
- Nations, H. L. ve Ramsey, L. W. 1980, *A. J.*, 85, 1086.
- Raveendran, A. V., Mohin, S. ve Mekkaden, M. V. 1981, *M.N.R.A.S.*, 196, 289.
- Rodono, M., Cutispoto, G., Pazzani, V., Catalano, S., Byrne, P. B., Doyle, J. G., Butler, C. J., Andrews, A. D., Blanco, C., Marilli, E., Linsky, J. L., Scaltriti, F., Busso, M., Cellino, A., Hopkins, J. L., Okazaki, A., Hayashi, S. S., Zeilik, M., Helston, R., Henson, G., Smith, P. ve Simon, T. 1986, *Astron. Astrophys.*, 165, 135.
- Rucinski, S. M. 1977, *P.A.S.P.*, 89, 280.
- Vogt, S. S. 1981, *Ap. J.*, 247, 975.
- Wacker, S. W. ve Guinan, E. F. 1986, *I.B.V.S.*, 2970.

## RS CVn ÇİFT YILDIZLARININ KİNEMATİĞİ

Ahmet İskender<sup>1</sup>, Zeki Aslan<sup>2</sup>, Tuncay Özdemir<sup>1</sup>

1. İnönü Üniversitesi Fen Edebiyat Fakültesi Fizik Bölümü, 44069, MALATYA

2. Akdeniz Üniversitesi Fen Edebiyat Fakültesi Fizik Bölümü, Topcular, ANTALYA

### ÖZET

Bu çalışmada, kromosferik etkinliğe sahip 151 RS CVn yıldızının radyal hızları kullanılarak ortalama uzay hız dağılımları incelendi. Bu incelemede yıldızlar; ışınımgücü, tayfında tek veya çift çizgi göstermesi ve yörünge dönemlerine göre alt gruplara ayrılarak bu grupların kinematik özellikleri araştırıldı.

**RS Cvn: Kinematik - Radyal Hızlar**

### KINEMATICS OF RS CANUM VENATICORUM BINARY STARS

#### ABSTRACT

In this study, the average space velocities of chromospherically active 151 RS CVn binary stars have been calculated from radial velocities. These stars have been grouped according to the luminosity class, periods, single-or double line binarity. The groups have been compared kinematically.

**RS CVn: Kinematics - Radial Velocity**

#### GİRİŞ

Son yıllarda kromosferik etkinlik gösteren yıldızlar içinde F tayf türünden geç olan yıldızlar daha fazla dikkat çekicidirler. Bu yıldızlarda, gözlenen fotometrik değişkenliğin yanında CaII rezonans çizgileri H ve K ile birlikte Balmer H<sub>α</sub> çizgisi bu yıldızlarda kromosferik etkinliğin birer göstergesidir. Bu tür çift yıldızlarla ilgili çalışmalar 1940'lı yıllara kadar (Struve, 1946) uzansa da bu grubu tanımlayan ilk temel özellikler Oliver (1974) tarafından önerildi. Hall (1976), günümüzde de geliştirilerek kullanılan, RS CVn çift yıldızlarının genel özelliklerini belirledi. Hall'un RS CVn çiftlerinin temel özelliklerini belirlemesinden sonra Bopp ve Fekel (1977) kromosferik etkinlik gösteren BY Draconis yıldızlarını tanımladılar.

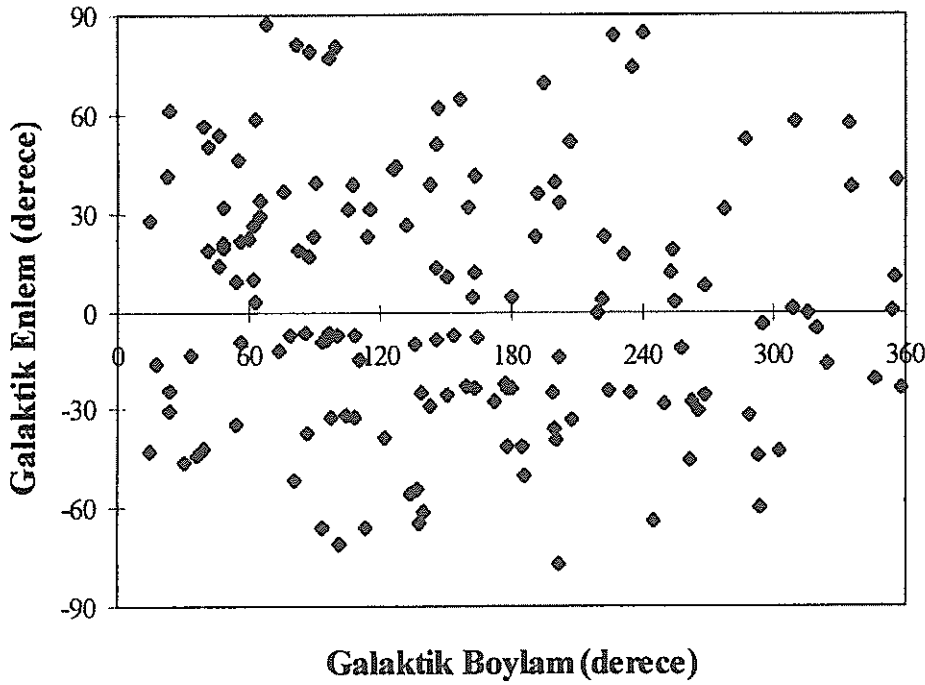
Kuvvetli kromosferik etkinlik gösteren RS CVn ve BY Dra yıldızları büyük ölçekli leke gruplarına sahip yıldızlardır. RS CVn çift yıldızları anakol, altdev ve dev bileşenlerine sahip yıldızlar olabilirken BY Dra yıldızları dM veya dK tayf türünden tek veya çift yıldız olabilirler. Ancak FK Com, W UMa, Klasik Algoller ve Flare yıldızları gibi kromosferik etkinlik gösteren RS CVn ve BY Dra yıldızlarını da birbirlerinden tam olarak ayıran kesin bir tanımlama yoktur; bunun nedeni ise bazı gözlemsel verilerin türler arasında ortak özellikler olarak görülebiliyor olmasıdır. Öyleki; Collier (1982) kısa dönemli RS CVn yıldızlarını BY Draconis yıldızları olarak sınıflandırdı. Fekel (1986) BY Dra yıldızlarını F-G tayf türü anakol yıldızlarını da içerecek şekilde genişletti. Bu yıldızlardaki kuvvetli kromosferik ve koronal etkinlik genellikle dinamo mekanizmasını besleyen hızlı dönmeye ve derin konvektif bölgelere bağlıdır (Majer ve ark., 1986;



Steward ve ark., 1988). Bu tür çift yıldızlarda çift yıldız olma özelliği önemlidir çünkü bileşenler arasındaki karşılıklı gel-git etkileşimleri eş zamanlılığa neden olur ki bu da hızlı dönmeyi gerektirir.

Kinematik olarak; kromosferik etkinlik gösteren yıldızlar Eker (1992) tarafından çalışıldı. Eker yaptığı çalışmada, bu yıldızların kinematik özelliklerini, olası kinematik alt gruplarını ve bu grupların kinematik yaşlarını araştırdı. Bu amaçla, radyal hızlar, öz hareketler ve uzaklıklardan hesapladığı uzay hız bileşenlerini kullandı. Uzaklık için çoğunlukla tayfsal paralaks kullandığı anlaşılmaktadır, ancak bunun ayrıntısına değinmemiştir. RS CVn yıldızlarının çoğunun tayfsal çift yıldız olmaları, bu yıldızların bileşenlerinin görünür parlaklıklarının belirlenmesinde problem yaratır ve çoğunun görünür parlaklıkları belli değildir. Uzaklık modülü ( $m-M$ ) hesaplanırken bu sorunun nasıl çözüldüğü belli değildir; yalnız kullanılan uzaklıklarda %35'lere varan hatalar olabilir denmektedir (Eker, 1992). i. Öz hareketlerin küçük, mevcut kataloglardaki öz hareketlerin hatalarının büyük olması, ii. bileşenlerin hem görünür hem de mutlak parlaklıklarındaki olası sistematik hatalar nedeniyle tayfsal paralakslardaki belirsizliklerin varlığı uzay hız bileşenlerine olan güveni azaltmaktadır. Öte yandan radyal hızlardaki ölçü hatası çoğunlukla bir kaç km/s'yi geçmeyecektir.

Hipparcos verileri elde edilinceye kadar yalnız radyal hızlara güvenmek daha doğru olur kanısındayız. Bu nedenle, biz bu çalışmada yalnız radyal hızları kullandık. Kullandığımız 151 yıldızın galaktik koordinatlardaki dağılımı Şekil 1 de verilmiştir. Görüleceği gibi, dağılımda seçicilik etkisi sezilmemektedir.



Şekil 1. Bu çalışmada kullanılan yıldızların galaktik dağılımları.

## GÖZLEMSEL VERİLER

Bu çalışmada kullanılan tüm yıldızlar literatürde RS CVn türü çift yıldız olarak tanımlanan yıldızlardır. Bu yıldızlara ait radyal hızları, galaktik koordinatları, tayf türleri ve ışınım gücü sınıfları ile periyodları temel katalog olarak kabul ettiğimiz HIC (Hipparcos Input Catalogue)

katalogundan alınmıştır. Nedeni ise, şu anda var olan en iyi kinematik veri katalogu olmasıdır. Bu katalogta bulamadığımız veriler Strassmeier ve ark. CCABS (A Catalog of Chromospherically Active Binary Stars, second edition, 1993) katalogu, Eker (1992), Dadonas ve ark. (1993), Dempsey ve ark. (1993), Barrado ve ark. (1994), Pallavicini ve ark. (1993), Barden (1985) ve Fernandez-Figueroa ve ark. (1993) dan alınmıştır.

## RADYAL HIZLARIN ANALİZİ

Bir yıldızın gözlenen radyal hızı ile Güneş'e göre galaktik hız bileşenleri arasında bulunduğu gibi,

$$V_R = u \cos l \cos b + v \sin l \cos b + w \sin b$$

bağıntısı vardır. Burada;  $V_R$ , sistemin radyal hızını;  $l$ , yıldızın galaktik boylamını;  $b$ , yıldızın galaktik enlemini;  $u$ , galaktik merkez doğrultusundaki hız bileşenini;  $v$ , galaktik dönme doğrultusundaki hız bileşenini;  $w$ , galaktik kuzey kutup doğrultusundaki hız bileşenini göstermektedir.

151 yıldızın hepsi için ve belirlenen alt gruplar için ortalama hız bileşenleri, bu formülden en küçük kareler yöntemi ile hesaplandı. Önemsiz olacağı düşüncesiyle bu yıldızlarda diferansiyel galaktik dönme etkisi hesaba katılmamıştır. Çözümler çizelge 1 de verilmiştir. Bu çizelgede birinci sütun alt gruplamayı vermektedir; burada "Anakol", bileşenlerden biri ya da ikisi de anakol yıldızı olan sistemleri; "Alt dev" biri ya da ikisi de alt dev (parlaklık sınıfı IV) olan sistemleri; "Dev" biri ya da ikisi de dev (parlaklık sınıfı III ya da II) olan sistemleri temsil etmektedir. İkinci sütun, her grup içindeki toplam yıldız sayısıdır. Birkaç yıldız (en çok 7) anakol, alt dev ve dev gruplarının tanımı nedeniyle, aynı anda iki ayrı gruba girebilmiştir. Ayrıca 3 sistemin (V471 Tau, AY Cet ve 29 Dra) bileşenlerinden birisi beyaz cücedir, bunlar tayf türü bilinen diğer bileşene göre işlem görmüştür. Son üç satır, yörünge dönemine göre yapılan ayrımı vermektedir. Son sütun çözüm etrafındaki dağılımı, yani birim ağırlığa karşılık gelen standart sapmayı vermektedir. Çizelge 2 ise bu çözüm sonunda ayrılıkları  $3\sigma$  dan büyük olan ve bunun için çözümden çıkarılan yıldızları içermektedir. Çözümden çıkan bu yıldızların kinematik özelliklerine ışık tutacak en önemli veri kimyasal bolluktur. Bu konuda yeterli bilgi olmadığı için daha fazla bir şey söylemek zordur.

**Çizelge 1. Radyal hızlardan hesaplanan ortalama hız bileşenleri.**

Ana Grup	Yıldız Sayısı	u (km/s)	v (km/s)	w (km/s)	$\sigma$ (km/s)
Tüm Yıldızlar	151	-14.5±3.6	-20.9±3.4	-03.5±3.5	25
	145*	-18.1±2.7	-16.8±2.6	-05.1±2.7	19
SB1	79	-10.9±4.6	-19.7±4.3	-03.1±4.6	23
SB2	72	-17.3±5.6	-22.3±5.4	-03.8±5.4	27
Anakol	52	-12.5±8.3	-20.3±7.3	-05.4±7.3	31
Altdev	53	-22.8±4.6	-18.3±4.9	-05.2±4.4	19
Dev	64	-06.7±5.0	-18.3±4.6	03.8±5.5	13
$P^d < 2^d$	21	-11.4±6.8	-13.6±6.5	-10.3±6.2	18
$2^d < P^d < 14^d$	60	-13.3±7.1	-26.7±6.4	-06.3±6.8	30
$14^d < P^d$	62	-15.3±4.2	-17.3±4.2	-01.5±4.4	20

\*Çizelge 2'deki yıldızlar hariç

Çizelge 2. Çözümünden çıkan yüksek hızlı yıldızlar

Yıldız Adı	$\mu_{\alpha}$ ("/yıl)	$\mu_{\delta}$ ("/yıl)	$V_R$ km/s)	Tayf Türü	V	$b^{\circ}$
AS Dra	-0.459	0.179	-97.9	G4V - G9V	8.00	44
BD-0 4234	0.388	0.032	-109.6	K3V - K7V	9.86	-35
BD-0 210	-0.112	-0.248	-82.8	G5V - G5V	5.00	-61
CP-60 4913	0.013	0.016	91.0	? - K2III	3.50	01
GX Lib	-0.018	-0.120	61.8	KV - K1III	0.60	40
HD202134	-0.053	-0.039	49.1	? - K1IIIp	0.60	-43

## TARTIŞMA VE SONUÇLAR

Alt gruba ayırmaksızın, tüm yıldızları içeren çözüm çizelge 1 de birinci satırda verilmiştir. Kinematik olarak homojen bir grup oluşturdukları varsayılarak, ayrılıkları  $3\sigma$ 'dan büyük olanlar çözümden çıkarıldı ve çözüm yinelendi. Bu çözüm çizelge 1'in ikinci satırında ve çıkarılan yıldızlar çizelge 2 de verilmiştir. Görüldüğü gibi bu yıldızların ortalama çözüme bir etkileri yoktur ve bu nedenle diğer alt gruplarda çözümden çıkarılmamıştır.

Çizelge 1 den görüldüğü gibi RS CVn yıldızlarını; ışınım gücü sınıfına, tayflarındaki çizgi sayısına göre ayırarak yapılan çözümler de arasında belirgin fark yoktur. Bu demektir ki bu alt gruplar kinematik olarak farklı değildir. Farklı evrim aşamalarında olan, örneğin "anakol" ve "dev" gruplarının "aynı kinematik yaş"ta görünmeleri kütle farklılıklarından ve bunların çift yıldız olmalarından kaynaklanmaktadır. Bilindiği gibi yörünge dönemine bağlı olarak kütle aktarımı ve kütle kaybı, bileşenlerin evrim çizgilerini ve H-R diagramındaki yerlerini ve bu yerlerde geçirdikleri zamanları etkilemektedir (Plavec, 1968). Bu nedenle "RS CVn bölgesini" işgal eden sistemler kinematik olarak homojen olmayabilir; bunları farklı kinematik yaş gruplarına ayırabilmek için gruplamayı anakoldaki baş yıldıza (kütlesine) göre yapmak gerekir. Bu ise, elimizdeki verilerle, özellikle tek çizgili sistemlerde şimdilik olanaksızdır.

Öte yandan, farklı yörünge dönem aralıkları farklı evrim yolları izleyebilirler ve kütleyle bağlı olarak ortalama yaşları farklı olabilir. Bu amaçla yapılan gruplama ve hesaplanan ortalama hız bileşenleri çizelge 1'in son üç satırında verilmiştir. Küçük dönem grubunda yıldız sayısı az olmakla birlikte, ara dönem grubunun hem  $v$  hem de  $\sigma$  değerlerinin farklı olması bu grubun kinematik olarak daha yaşlı olduğu anlamına gelmektedir. Çizelge 3 den görüldüğü ve yörünge dönemlerinden beklendiği gibi birinci grupta anakol yıldızları, ikinci grupta alt devler, üçüncü grupta da devler çoğunluktadır. Çizelge 1 de anakol, alt dev ve devler arasında belirgin fark olmaması yörünge dönemlerindeki göreceli dağılımdan kaynaklanmaktadır. İleri evrim aşamasındaki sistemlerde kütle oranının anakol kütle oranından farklı olup olmadığını belirlemeden ve tayf sınıfındaki dağılıma bakmadan ikinci grubun istatistik olarak gerçekten daha yaşlı sistemlerden oluştuğunu söylemek zordur.

Sonuç olarak çizelge 1'den görüldüğü gibi tüm yıldızları ele aldığımızda RS CVn yıldızlarının farklı kinematik alt gruplardan oluştuğunu güvenle söylemek mümkün değildir. Hipparcos verileri elimize ulaştığında bu konu yeniden ele alınacaktır.

**Çizelge 3. Yörünge dönemi aralıklarında parlaklık sınıfına göre yıldız sayıları.**

<b>Grup</b>	<b><math>P^d &lt; 2^d</math></b>	<b><math>2^d &lt; P^d &lt; 14^d</math></b>	<b><math>14^d &lt; P^d</math></b>
<b>Anakol</b>	15	18	7
<b>Altdev</b>	5	34	8
<b>Dev</b>	1	8	47
<b>Toplam</b>	21	60	62

## KAYNAKLAR

- Barden, S. C.; 1985, **ApJ**, **295**, 162
- Barrado, D., Fernandez-Figueroa, M. J., Montesinos, B., De Castro, E.; 1994, **AA**, **290**, 137
- Dadonas, V., Sperauskas, J., Tokovinin, A.; 1993, **Ap. Space Sci.**, **200**, 195
- Dempsey, R. C., Linsky, L. J., Fleming, T. A., Schmitt, J. H. M. M.; 1993, **ApJS**, **86**, 599
- Eker, Z.; 1992, **ApJS**, **79**, 481
- Fernandez-Figueroa, M. J., Barrado, D., De Castro, E., Cornide, M.; 1993, **AA**, **274**, 373
- 1992, **THE HIPPARCOS INPUT CATALOGUE**, ESA and INCA Consortium
- Majer, P., Schmitt, J.H.M.M., Golup, L., Harnden, F.R., Rosner, R.; 1986, **ApJ.**, **300**, 360
- Pallavicini, R., Randich, S., Giampapa, M. S.; 1992, **AA**, **253**, 185
- Stewart, R. T., Innis, J. L., Slee, O. B., Nelson, G. J., Wright, A. E.; 1988, **AJ**, **96**, 371
- Strassmeier, K.G., Hall, D.S., Fekel, F.C., Scheck, M.; 1993, **A&AS**, **100**, 173

## GÜNEŞ FİZİĞİ ÇALIŞMALARI

TAMER ATAÇ\* ve ADNAN ÖKTEN\*\*

\* Boğaziçi Üniversitesi, Kandilli Rasathanesi ve Deprem Araştırma Enstitüsü Çengelköy 81220 İstanbul.

\*\* İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü 34452 Üniversite İstanbul

**Özet.** Güneş sistemimizdeki toplam kütleinin %98 ini kendinde barındıran güneş, güneş sistemimizin en büyük cisimidir. Merkezindeki olağanüstü basıncın ve sıcaklığın başlattığı nükleer reaksiyonlar sonucu üretilen enerji, yüzeye ışıma (radyasyon) ve kütle hareketiyle (konveksiyon) taşınır ve buradan ısı ve ışık olarak salınır. Güneşin en dış katmanı olan güneş atmosferinin görünen en derin kısmına ışık küre (fotosfer) denir. Işık kürede siyah bölgeler halinde güneş lekeleri ve lekelerin oluşmakta olduğu bölgelerin üzerinde parlak alanlar (fakülalar) bulunur. Fotosferin hemen üzerinde yer alan katmana renk küre (kromosfer) denir ve yüzeye taşınan enerji bu katmanı da kat eder. Ani enerji boşalmaları olan flerler renk kürede gözlenir. Güneş atmosferinin en dış katmanı taç küreden (korona) güneş aktivitesinin arttığı dönemlerde prominanslar, koronal delikler ve koronal kütle atımlarıyla önemli miktarda güneş maddesi, gezegenlerarası ortama güneş rüzgarı olarak aktarılır.

Bu ortam çoğunlukla mükemmel bir boşluk gibi düşünülse de güneş rüzgarının etkisi altında oldukça çalkantılı bir bölgedir. Güneş rüzgarı gezegenlerarası ortamda saniyede 250-1000 km'ye ulaşan hızlarda akar. Son 20-30 yıl içerisinde flerlerin, koronal kütle atımlarının ve magnetik fırtınaların insanı ve günlük yaşantısını önemli oranda etkilediğinin farkına varılmıştır. Bu çalışmada sağlık, güvenlik ve ticari gereksinimler nedeniyle güneş aktivitesi ve uzay çevresiyle ilgili hizmet veren merkezlerin hizmet sürekliliklerini ve kalitelerini nasıl geliştirdikleri, Türkiye'nin bu merkezlere katkısı ve Internet aracılığı ile bu merkezlere nasıl ulaşılacağı anlatılmıştır.

Anahtar Kelimeler: Güneş, Güneş olayları, Güneş-Dünya etkileşmesi.

## SOLAR PHYSICS STUDIES

**Abstract.** The sun is the most prominent feature in our solar system. It is the largest object and contains approximately 98% of the solar system. The temperature and pressure deep within the core of the sun are so intense that nuclear reactions take place as a result of which solar energy is created. The energy produced is carried to the surface of the sun through the process known as radiation and convection, and then is released as light and heat. The sun's outer visible layer is called the photosphere and has a temperature of 6000°C. Sunspots are dark depressions on the photosphere with a typical temperature of 4000°C. Faculae are bright luminous hydrogen clouds which form above regions where sunspots are about to form. The chromosphere is above the photosphere. Solar energy passes through this region on its way out from the center of the sun. Flares arise in the chromosphere. The corona is the outer part of the sun's atmosphere where that prominences, coronal holes and coronal mass ejections appear. The outer region of the corona stretches far into space and consists of particles traveling slowly away from the sun.

The area between the sun and the planets has been termed the interplanetary medium. Although sometimes considered a perfect vacuum, this is actually a turbulent area dominated by the solar wind, which flows at velocities of approximately 250-1000 km/s.

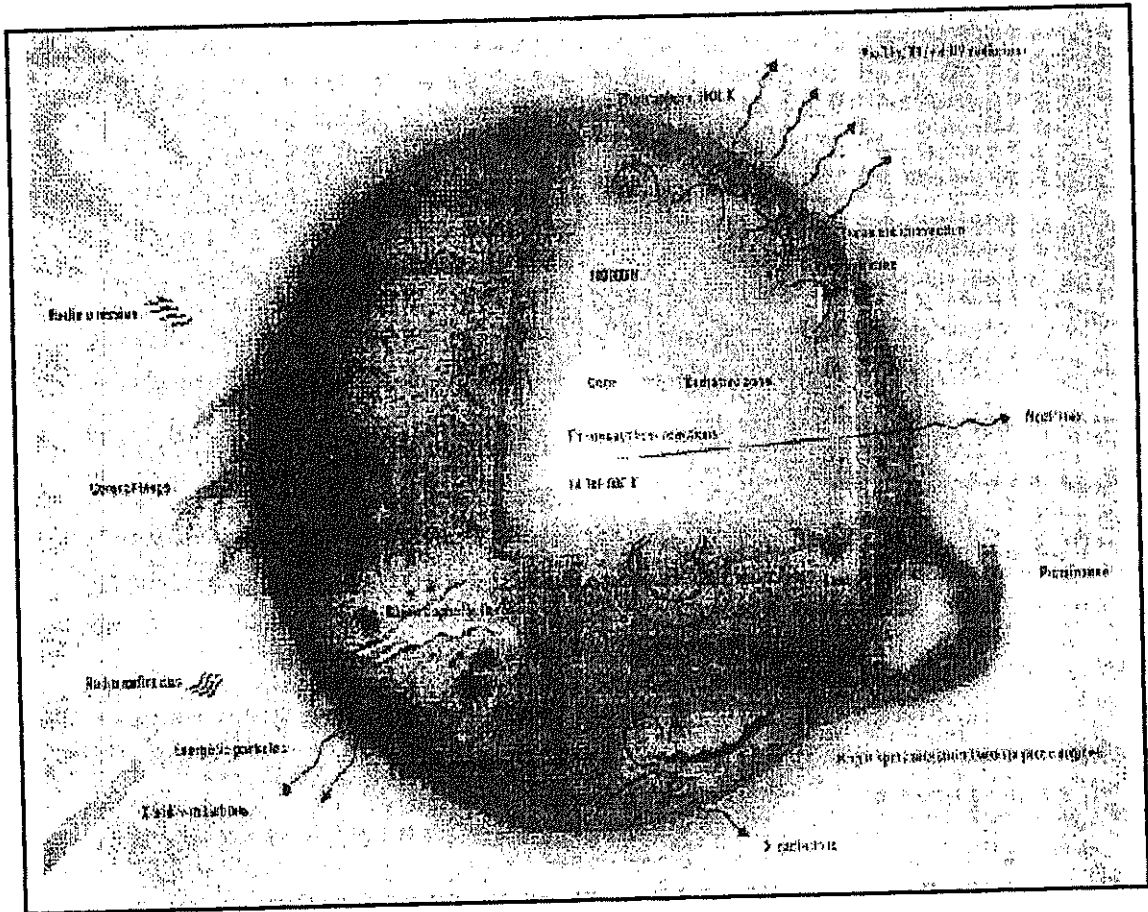
It has been realized and appreciated only in the last few decades that solar flares, coronal mass ejections and magnetic storms have a surprising range of effects on many aspects of modern life. Some important effects of the sun include: HF radio communications, VHF, UHF, LF and VLF communications, geomagnetic surveys for minerals, pipelines, powerlines, satellite orbits and orientation, satellite control, manned spacecraft, auroral sightings, climate and biology.

Key Words: Sun, Solar Event, Solar-Terrestrial relationships.

## Bizim Yıldızımız, Güneş

Dünyadaki yaşam için vazgeçilemez bu enerji kaynağı saniyede  $4.0 \times 10^{23}$  kilowatt enerji üreten mucizevi bir enerji makinasıdır. Güneş evrendeki milyonlarca benzeri gibi orta büyüklükte bir yıldızdır, sadece bir saniye içerisinde gönderdiği bu enerji miktarı eğer biriktirilebilseydi ve önümüzdeki 9 milyon yıl boyunca A.B.D. aynı oranda enerjiyi tüketmeye devam etseydi bu ülkenin hiç bir enerji sorunu olmayacaktı. Güneşin ürettiği enerjinin kaynağı nükleer füzyondur. Güneş, merkezindeki hidrojenin füzyonu için, bu bölgesindeki yoğunluktan ve yüksek sıcaklıktan yararlanmaktadır. Ürün olarak da gözlediğimiz enerjiyi ve helyumu üretmektedir. Merkezde üretilen enerjinin, yüksek yoğunluk ve güneşin devasa boyutları nedeniyle yüzeye ulaşması için milyonlarca yıl geçmekte, bu süreç içerisinde sayısız soğurma ve yeniden ışınlama mekanizmaları çalışmaktadır.

Güneş üzerinde gözlenen aktif bölgelerin gelişimi, bu bölgelerde ortaya çıkan güneş lekeleri, güneş flerleri ve flerlerle ilişkili olaylar, korona, koronal delikler (Coronal Holes), koronal kütle atımları (Coronal Mass Ejections), parçacık olayları (Solar Proton Events), yüksek enerjili parçacıkları ortaya çıkaran fiziksel süreçler, fler oluşum kuramları, geniş ölçekli magnetik alanlar, güneş çevrimleri ve uzun dönemli aktivite değişimleri, fler olaylarının önceden tahmininde yararlı olacak kısa dönemli aktivite değişimleri, güneş dünya etkileşmesi, bu doğal laboratuvarın güneş fizikçilerine sunduğu çalışma konularının bir kısmıdır.



### Kandilli Rasathanesi'nde güneş fiziği çalışmaları

Kandilli Rasathanesi'nin kuruluşu sırasında satın alınan dürbünün 1947 yılına kadar hangi astronomi konusunda hizmete sokulacağı planlanmamıştı. O dönemde dürbünün hizmete sokulması ve en yararlı şekilde kullanılması bir sorun olmuştu. İstanbul Üniversitesi Astronomi Enstitüsü'nde o yıllarda sürdürülen çalışmalar bu sorunun kolaylıkla çözümüne yardım etmiş ve Kandilli Rasathanesi'nde de çalışma konusu olarak güneş seçilmiştir.

80'li yılların başında bir araya gelen ve halen çalışmalarını birlikte sürdüren bu günkü güneş fiziği çalışma grubu 1985 yılından bu yana uluslararası bilim ortamına ürün vermektedir. Bu grubun çalışma konuları kısa ve uzun dönemli aktivite değişimleri, dinamo kuramı, flerler ve bunlarla ilişkili olaylar, güneş ve dünya etkileşmesidir.

Bu konularda, "Science Citation Index" kapsamına giren dergilerde 1985 yılından bu yana yapılan yayın sayısı 27 dir. Kısa ve uzun dönemli aktivite değişimleri ile ilgili yapılan çalışmalar ilgi çekmiştir. Bu yayınların bazıları yabancı yazarların makalelerinde 21 kez referans olarak gösterilmiştir.

Güneş fiziği laboratuvarında kromosfer gözlemlerine 1949 yılında Zeiss prizmalı spektroskop ile görsel olarak yapılan protüberans gözlemleri ile başlanmıştır. İlk fotografik kromosfer gözlemi ise 15 Aralık 1964 günü gerçekleştirilmiştir. Aynı gözlemsel donanım ve yöntemle yürütülen güneş kromosferinin  $H_{\alpha}$  çizgisine ilişkin gözlemleri zaman zaman teknik aksaklıklar nedeniyle kesintilere uğramasına karşın bugünlere değin sürdürülmüştür. Yeni bir projeye, CCD video kamera ile elde edilecek güneş görüntüsü bir video kayıtcıya kaydedilecektir. Sistem ayrıca bilgisayara bağlanarak gözlemler monitörden izlenecektir. Video kayıtcısında saklanan görüntüler, bağlantılı olduğu bilgisayara eklenen bir kart (frame grabber) yardımıyla gerektiğinde sayısal görüntüye dönüştürülecektir. Bu görüntüler üzerinde görüntü işleme programlarıyla, oldukça duyarlı ölçüm ve çalışmalar yapılabilecektir.

*Proje ekibi: L. Altaş, A. Özgüç, E. Sözen, T. Ataç, A. Düzgelen'dir*

Diğer bir proje de 1965 yılından bu yana yapılan kromosfer gözlemlerinden elde edilen ilginç olayların morfolojik ve dinamik olarak yeni teknoloji ile incelenmelerini sağlayacak bir projedir. 35 mm lik filmler üzerine kaydedilmiş güneş olaylarını bir film tarayıcı (film scanner) yardımıyla birer bilgisayar görüntü dosyası (image file) haline getirdikten sonra görüntü işleme (image processing) programları yardımıyla üzerindeki ışık şiddeti değişimlerini ve güneş maddesinin hareketlerini duyarlı ölçümlerle saptamak hedeflenmiştir. Bu amaçla Polaroid firmasının 1995 yılı içinde ilk defa piyasaya sürdüğü Sprint Scan 35 adlı tarayıcı satın alınmıştır. Tarayıcının çözünürlüğü 2700 dpi mertebesinde ve sadece saydam materyallerle çalışılmaktadır.

*Proje ekibi: A. Özgüç, L. Altaş, T. Ataç, H. Yeşilyaprak ve O. Barlas' dir.*

### İstanbul Üniversite Gözlemevi'nde güneş fiziği çalışmaları

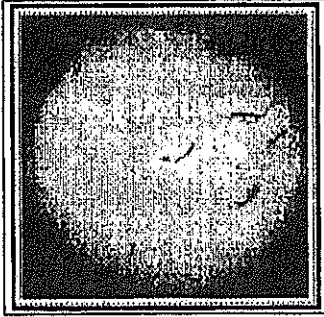
İstanbul Üniversite Gözlemevi'nde ilk güneş fiziği çalışmaları 1945 yılında W. Gleissberg tarafından başlatılmıştır. Başlangıçta güneş leke çizimleri şeklinde başlayan çalışmalar daha sonra kromosfer tabakasında oluşan olayların incelenmesini de içine almıştır. İlk güneş leke çizimi gözlemleri 1945 yılında başlamasına karşın kromosferik gözlemler 1956 yılında başlamıştır. Her iki gözlem çeşiti de halen devam etmektedir. Veriler düzenli olarak arşivlenmektedir. Günümüzde üzerinde çalışılan konular ise: Güneş leke çevriminin istatistiği, diferansiyel rotasyon, aktif kromosferik olaylar (örneğin surge'ler, spray'ler aktif prominanslar gibi). Bulgaristan Bilimler Akademisi ile birlikte "Güneş Prominanslarının Yapısı ve Dinamiği" konusunda ortaklaşa

çalışmalar sürdürülmektedir. Ayrıca Rusya Bilimler Akademisi ile ortak çalışmalarda bulunmak üzere bir protokol yapılmıştır. Bu protokolün amaçlarından en önemli iki maddesi, Ulusal Gözlemevi'ne kurulacak en uygun güneş teleskobunun ve teçhizatının belirlenmesi ve 1999 Tam Güneş Tutulmasında ortak çalışmalar yapılmasıdır. Bunların dışında mevcut güneş leke ve kromosfer gözlemleri CCD tekniği ve bilgisayar yardımı ile sayısal hale dönüştürülmeye çalışılmaktadır.

## NEDEN GÜNEŞ AKTİVİTESİNİ DÜZENLİ OLARAK İZLİYORUZ ?

### Güneş Lekeleri

Güneş üzerinde görülen en ilgi çekici olaylardan biri de güneş lekeleridir. Güneş lekeleri güneş yüzeyi üzerinde yoğunlaşan magnetik alanlardır. Siyah bölgeler olarak görülen bu lekeler geçici olaylardır. Orta büyüklükteki bir güneş lekesi aşağı yukarı dünya kadar



büyüktür. Güneş üzerinde oluşan bu lekeler günler, hatta haftalar boyunca izlendikten sonra yok olurlar. Lekeler, şiddetli magnetik alanlar güneş yüzeyinde belirdiğinde ortaya çıkarlar. Buldukları alanın sıcaklığını  $6000^{\circ}\text{C}$  den  $4200^{\circ}\text{C}$  ye kadar düşürürler, bu nedenle lekenin bulunduğu alan çevresine göre daha koyu bir bölge görülür. Güneş lekesinin merkezindeki siyah alan umbra olarak isimlendirilir, bu kısımda magnetik alan şiddeti en yüksek değerindedir. Umbranın çevresindeki daha açık,

görülen gri bölge de penumbra olarak adlandırılır. Dünyadan gözleendiğinde lekelerin güneş yüzeyi ile birlikte tam dolanımları ortalama 27 gün sürmektedir. Güneş ekvatoru civarında görülen lekeler kutuplar civarında görülenlerden daha hızlı dolanım hızına sahiptirler. Güneş lekelerinin magnetik alan yapısı ne kadar karmaşıksa fler (flare) üretme olasılıkları da o kadar yüksektir. 300 yıl süresince güneş lekelerinin sayısı ortalama 11 yıllık dönemler halinde düzenli olarak artmış ve azalmıştır. En son güneş aktivitesi maksimumu 1989, minimumu da 1996 yılında gerçekleşmiştir.

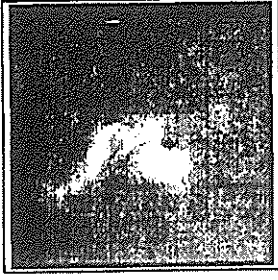
### Koronal delikler

Koronal delikler, güneşin X-ışınlarında gözlenmesi sırasında geniş kara delikler halinde görülen, aylar hatta yıllarca sürebilen değişken güneş olaylarıdır. Bu delikler güneş yüzeyi üzerindeki tek kutuplu geniş magnetik alan hücrelerinin bulunduğu yerlerde yer alırlar. Bu hücreden yükselen magnetik alan çizgileri güneş sisteminin içinde çok uzaklara kadar uzanır. Güneş rüzgarı, bu açık magnetik alan çizgileri boyunca çok yüksek hızlarda gezegenler arası ortamda akmaktadır. Koronal delikler leke aktivitesi çevrimine tam uymayan bir dağılıma sahiptirler. Leke maksimumunun ardından gelen yıllarda daha fazla sayıda gözlenirler. Bu delikler aktivite çevriminin bütün evrelerinde, güneşin kuzey ve güney kutuplarında sürekli olarak görülürler.



## Flerler

Enerji salınımı bakımından güneş yüzeyi üzerinde meydana gelen en şiddetli olaylardan biri gecici enerji boşalmaları olarak tanımlayabileceğimiz güneş flerleridir. Flerler, yerden yapılan görsel bölge gözlemlerinde güneş üzerinde parlak alanlar olarak, radyo bölgede yapılan gözlemlerde ise ani gürültü artışları (radio bursts) olarak gözlenirler. Yaşam süreleri bir kaç dakika ile bir kaç saat arasında değişir. Güneş sistemimizde gözlenen, en şiddetli patlama olaylarıdır. Hiroşima'ya atılan bombanın yaklaşık 40 milyon katı bir enerjiye sahiptirler. Çok güçlü



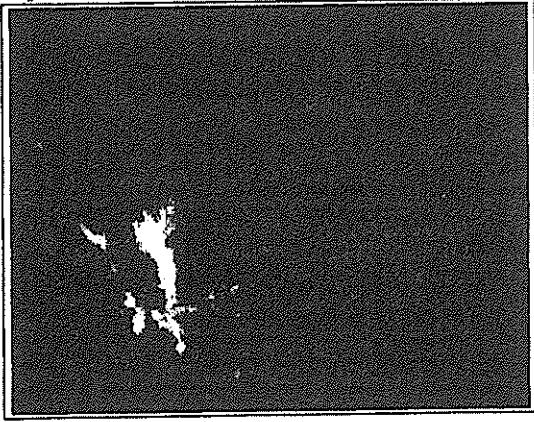
magnetik alanların parçalanmaları ve yeniden birleşmeleri flerlerin ortaya çıkmasında gerekli olan ilk enerji kaynağını oluşturur. Gamma ışınım, X-ışınım, görsel ışınım ve radyo ışınım gibi elektromagnetik spektrumun hemen hemen her dalga boyunda ışınımında bulunurlar.

## Prominanslar

Güneş diski üzerinde bulduklarında koyu filamentler olarak görülen güneş prominansları, güneş yüzeyinden yükselen magnetik alanların taşıdığı sakin bulutlar görünümündeki güneş maddesidir. Bir çok sakin prominans yaşam sürelerinin belirli bir evresinde aktivite göstererek, uzaya önemli miktarda güneş maddesi bırakır.

## Koronal kütle atımları

Güneş atmosferinin en dış katmanı korona çok güçlü magnetik alanlarla yapılanmıştır. Kapalı bir yapıya sahip olan bu magnetik alanlar, genellikle güneş leke gruplarının



üzerinde gelişen olaylarla birdenbire açık duruma geçebilirler. Şiddetle gelişen bu olaylar sırasında ivmelenen güneş maddesinin hızı güneşin çekim alanından kurtulmak için gerekli hıza (618 km/s) eriştiği andan itibaren koronal kütle atımı başlar. Büyük koronal kütle atımları sırasında atılan güneş maddesi  $10^{16}$  gram mertebesindedir. Bu aniden gelişen çok şiddetli patlama sırasında söz konusu madde 700-1000 km/s lik hızlarla ivmelenir. Yüklü parçacıklardan oluşmuş

olan bu güneş maddesi yolu üzerindeki gezegenlere ve uzay araçlarına çarpmak üzere hızla gezegenlerarası ortama yayılır. Koronal kütle atımları genellikle bağımsız gelişen olaylar olmakla birlikte zaman zaman da flerler sırasında gözlenirler.

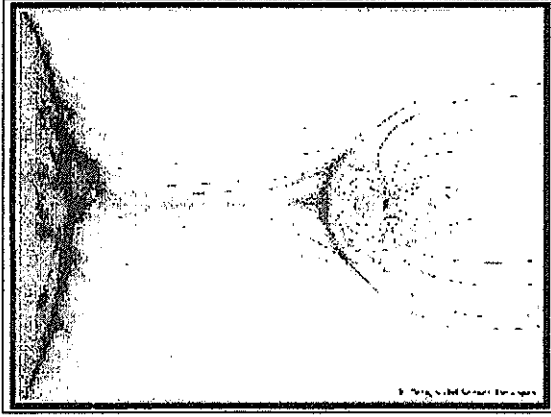
**DÜZENLİ OLARAK GÖZLENEN BU GÜNEŞ OLAYLARI YAKIN UZAY ÇEVREMİZİ VE GEZEGENİMİZİ ETKİLEMEKTEDİR.**

## Güneşin Dünyamıza Etkileri

Güneşle gezegenler arasında kalan bölge gezegenlerarası ortam adıyla anılmaktadır. Bu ortam çoğunlukla mükemmel bir boşluk gibi düşünülse de güneş rüzgarının etkisi altında oldukça çalkantılı bir bölgedir. Güneş rüzgarı gezegenlerarası ortamda saniyede 250-1000 km'ye ulaşan hızlarda akmaktadır. Güneş yüzeyi üzerinde büyük lekeler görülmeye, güneş flerlerinin, aktif prominansların, koronal deliklerin, koronal kütle

atımlarının sayısı artmaya başladığında güneş rüzgarının kimyasal bileşimi, yoğunluğu ve magnetik alan şiddeti artmaktadır. Gezegenler arasında akan güneş rüzgarıyla gezegenlerin magnetik alanları farklı biçimlerde etkileşmektedirler. Dünyanın magnetik alanı, bir mıknatıs çubuğunu demir tozlarının içine bıraktığımızda bu tozların aldığı biçime benzemektedir.

Dünyayı sarmalayan magnetik alan çizgileri güneş yönünde güneş rüzgarının etkisiyle bastırılmış, ters yönde ise gezegenlerarası ortama doğru uzanmıştır. Bu yapı Dünyamızın magnetosferini oluşturmaktadır. Van Allen radyasyon kuşakları ve atmosferin üst katmanlarından iyonosfer bu yapının içerisinde yer almaktadır. Güneşten gelen X-ışınlarının ve EUV



ışınlarının neden olduğu foto iyonizasyon sürekli olarak bu katmanda serbest elektronlar yaratmaktadır. Öte yandan Dünyanın magnetik alanı güneş rüzgarının magnetik alanının, yoğunluğunun ve hızının artışlarına da duyarlıdır. Güneş rüzgarındaki bu değişimlerde güneş aktivitesinin değişimlerine bağlıdır. Aktivitenin düşük olduğu yıllarda magnetosfer, gezegenlerarası ortamda güneşe doğru 10 dünya yarıçapı kadar

uzanmakta, oysa güneş aktivitesinin arttığı yıllarda güneş rüzgarının magnetosferi bastırmasıyla magnetosfer sıkışmakta bu mesafe ancak 6.6 dünya yarıçapı kadar olmaktadır.

Görüldüğü gibi magnetosfer dinamik bir yapıya sahiptir. Güneşten gelen güneş rüzgarıyla enerji kazanan magnetosferin içerisinde dinamizmi harekete geçiren süreçler başlamaktadır. Bu sürecin Dünya'da gözlenen sonucu magnetik fırtınalardır. Ayrıca güneş aktivitesinin değişimine bağımlı olarak kutup ışması (Aurora) ve proton olayları da gözlenen sonuçlardandır.

### Kutup Işması

Kutup ışması güneş aktivitesinin tetiklediği jeomagnetik fırtınalar Dünyada görüldüğü zaman ortaya çıkan dinamik ve olağanüstü bir görüntüdür. Güneş rüzgarı magnetosfere taşıdığı enerjiyle buradaki iyon ve elektronların gizil güçlerini arttırmaktadır. Hızlanan bu parçacıklar Dünya atmosferine kutup bölgelerine yakın yerlerden girmektedir.

Atmosferin ince ve yüksek bu katmanındaki atom ve moleküllere çarpan hızlanmış parçacıklar buradaki gazların farklı renklerde parlamasına yol açmaktadır. Kutup



ışmaları genellikle 60° ile 80° enlemleri arasında görülmektedirler. Magnetik fırtına eğer çok şiddetli ise kutup ışmasının ekvatora kadar da uzandığı görülmüştür. 1909 yılında meydana gelen çok şiddetli bir fırtına sırasında jeomagnetik ekvatorunda yer alan Singapur'da bile kutup ışması izlenmiştir. Görüldüğü gibi kutup ışması, izlenmesi insana keyif veren güzel bir doğa olayıdır ama şunu da unutmamak gerekir ki atmosferdeki bu

değişiklikler teknolojik sistemlerimizde büyük hasarlara yol açabilmektedir.

## Proton Olayları

Büyük güneş patlamalarının ardından 30 dakika içerisinde enerji yüklü protonlar Dünyaya ulaşmaktadır. Enerji yüklü parçacıkların (çoğunlukla protonlar) sağanağı altına giren magnetosfer bu parçacıkların bir kısmını yakalayarak daha da hızlanmalarına yol açmaktadır. Hızlanan bu protonlar atmosferin üst katmanlarına kadar sızmaktadır.

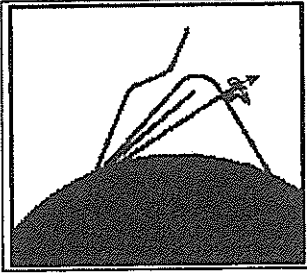
## Jeomagnetik Fırtınalar

Her büyük güneş patlamasının, aktif prominansın ya da koronal kütle atımının ardından güneş maddesi ve beraberindeki magnetik alanı yavaş hareket eden bir bulut gibi 1 ile 4 gün içerisinde Dünyaya gelmektedir. Bu yüklü plazma Dünya atmosferine çarparak jeomagnetik fırtınayı başlatmaktadır. Dünya üzerindeki magnetik alanda birdenbire olağanüstü bir değişim gözlenir. Jeomagnetik fırtına süresince güneş rüzgarının enerjisinin bir kısmı magnetosfere iletilmiştir. Magnetosferin enerjisindeki bu artış güneş rüzgarının geliş doğrultusuna ve şiddetine bağlı olarak Dünyanın magnetik alanındaki gözlenen ani değişimlere yol açmaktadır.

## GELİŞEN JEOMAGNETİK FIRTINALAR HANGİ SİSTEMLERİMİZİ ETKİLEMEKTEDİR

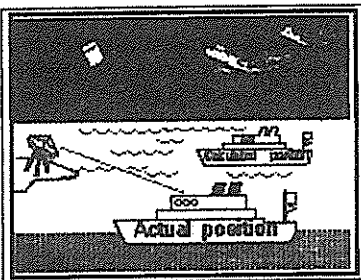
### Radyo haberleşmeleri

Uzun mesafeler arasında kullanılan haberleşme sistemlerinin büyük çoğunluğu radyo sinyallerini yansıtmak için iyonosferi kullanmaktadır. Radyo haberleşmeleri iyonosferde meydana gelen fırtınalardan bütün enlemlerde etkilenmektedir. Böyle bir durumda radyo frekanslarının bir bölümü iyonosferde soğurulmakta diğer bir bölümü de yansımaktadır. Bunun sonucunda radyo sinyalleri hiç beklenmedik doğrultularda yayılmakta veya şiddetleri hızlı bir biçimde bir azalıp bir artmaktadır. Bu olaylara neden olan güneş aktivitesinden en çok etkilenen gruplar kıtalar arası radyo yayını yapan radyolar, kıyı ile haberleşen gemiler, havaalanları ile haberleşen uçaklar ve amatör radyocular ve uydu operatörleridir. Askeri erken uyarı sistemleri de güneş aktivitesinden etkilenmektedir. Uzun mesafeli füzelerin fırlatılıp yönlendirilmesinde kullanılan radarlarda da iyonosferden yararlanılmaktadır. Magnetik fırtınalar sırasında ortaya çıkan parazitten bu sistemler çok etkilenmektedir. Denizaltıların magnetik özelliklerini algılayarak bunların yerlerini belirleyen sistemler de vardır. Denizaltılardan gelen bu sinyallerin algılanması da jeomagnetik fırtınalar sırasında bozulmaktadır.



### Deniz ulaşımını yönlendiren sistemler

LORAN ve OMEGA adlı uluslararası sistemlerin radyo dalgaları da güneş aktivitesinden etkilenmektedir. OMEGA haberleşme sisteminin dünyanın farklı bölgelerine yerleştirilmiş sekiz nakil istasyonu vardır. Uçaklar ve gemiler konumlarının belirlenmesinde bu nakil istasyonlarından gelen çok alçak frekansları kullanmaktadırlar. Jeomagnetik fırtınalar ve güneş olayları sırasında bu haberleşme sistemi, bilgi alan araçlara yerlerini belirlemede önemli hatalara yol açabilecek yanlış

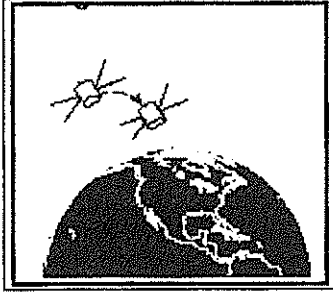


bilgiler verebilmektedir. Gelişen proton olayları ve jeomagnetik fırtınalar sırasında bu tehlikelere karşı hareket halindeki araçlar önceden uyarılırlarsa backup sistemlerini kullanarak sözkonusu yanlış bilgilenmeden kendilerini koruyabilmektedirler. Güneş aktivitesi iyonosferin yoğunluğunda ani değişimlere yol açtığı zaman ve konum belirlenmesinde kullanılan GPS (Global Positioning System) sinyalleri de bundan etkilenmektedir.

## Uydular

Güneş aktivitesi sırasında artan jeomagnetik fırtınalar ve morötesi ışınım Dünya atmosferinin üst katmanlarını ısıtmaktadır ve bunun sonucu bu katmanlar genişlemektedirler. 1000 km yükseklikte dönen uyduların bulunduğu bölgelere kadar yükselen ısınan hava bu yüksekliklerde atmosferin yoğunluğunun önemli oranda artmasına neden olmaktadır. Bu da uyduların hareketinin yavaşlamasına ve zamanla yörüngelerinde istenmeyen yükseklik kayıplarına yol açmaktadır. Ömürlerinin daha uzun olması bakımından uydular gerektiğinden daha yükseklerde yörüngeye oturtulurlar. Çünkü yukardaki nedenlerden dolayı zamanla yavaşlayarak atmosfere girip yanacaklardır.

Bu olayın en güzel örneklerinden biri Skylab'dir. O dönemde güneş aktivitesi beklenilenin üzerinde bir artış göstermiştir. Bu nedenle uzay laboratuvarı hesaplanandan çok daha önce atmosfere girerek parçalanmıştır. Bir başka örnek de Mart 1989'da gerçekleşmiştir, Amerikan donanmasına ait dört uydu büyük jeomagnetik fırtınanın etkisi altında bir hafta süreyle servis dışı kalmıştır.

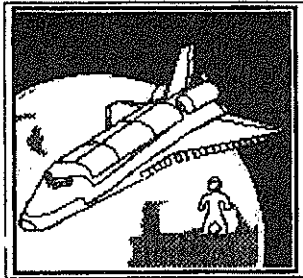


İlerleyen teknoloji uzay araçlarında kullanılan parçaların daha küçük imal edilmesini sağlamaktadır bu durum uygun koşulların yanı sıra uygun olmayan koşullar da

getirmektedir. Gitgide küçülen bu parçalar güneşten gelen enerji yüklü parçacıklardan daha çok etkilenmektedir. Bu parçacıklar uydulara yerleştirilmiş bilgisayarlardaki mikro yongalarda tahribatlar yaparak bilgisayarların yazılımlarında komutların değişmesine yol açabilmektedir. Uydu operatörlerinin karşılaştığı diğer bir problem de diferansiyel elektrik yüklenmesidir. Uyduların bulunduğu yörünge yüksekliklerinde iyonların ve elektronların hem sayısı, hem de enerjileri jeomagnetik fırtınalar sırasında artmaktadır. Uydu bu enerji yüklü ortamdan geçerken yüksek oranda elektrik yüklü parçacık yağmuru etkisi altında kalır ve bu elektrik yüklü parçacıklar uzay aracının farklı bölümlerinde diferansiyel elektrik yüklenmesine neden olmaktadır. Bunun sonucu bu bölümler arasında meydana gelen elektrik boşalmaları uydunun değişik parçalarında arklara yol açarak buralarda tahribatlara neden olabilmektedir.

## İnsanlar için radyasyon tehlikesi

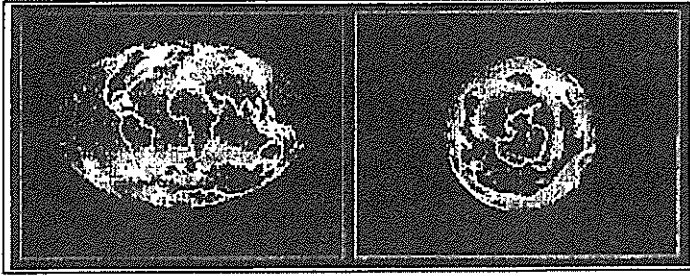
Şiddetli güneş patlamaları sırasında yayınlanan yüksek enerjili parçacıklar da, nükleer patlamaların ya da kazaların ardından yayınlanan radyasyon enerjisi kadar, insan yaşamı için tehlikelidir. Yeryüzünde yaşayanları bu tehlikeden magnetosfer ve arz atmosferi korumaktadır. Uzaydaki astronotlar her an sağlıklarını tehlikeye düşürecek düzeyde radyasyon tehlikesiyle karşı karşıya kalabilmektedirler. Radyasyon dozu olarak ölçülen yüksek enerjili parçacıkların hücrelere girmesi kromozomların ölmesine ve potansiyel kanser hastalıklarına



yol açmaktadır. Çok yüksek dozlar tehlikeyi daha da hızlandırmaktadır. Güneşten gelen ve 30 MeV dan daha yüksek enerjiye sahip protonlar çok tehlikelidir. 1989 Ekim'inde güneşte meydana gelen patlamalar bu denli tehlike yaratacak parçacıklar üretmişti. Eğer bu sırada sadece uzay elbiseleri ile Ay'da dolaşan astronotlar olsaydı yakalandıkları bu fırtınadan sağ olarak kurtulmaları mümkün olmayacaktı.

### İklim

Güneş, atmosfer için, hava akımlarını yönlendiren ısı üretim aracı gibidir. Uzun yıllar sabit bir enerji kaynağı olarak düşünülmüştür, fakat son yıllarda güneş sabiti ile ilgili yapılan duyarlı ölçümler 11 yıllık çevrim içinde güneş sabitinde % 0.2 ye varan değişimler olduğunu göstermiştir. Bu süreç içerisinde zaman zaman bu değerin % 0.5 lere çıktığı da görülmüştür. Atmosfer bilimciler güneş sabitinde gözlenen bu miktardaki değişimlerin bile iklim değişiklikleri için yeterli olduğunu söylemektedirler. Bitkilerin büyümesinin güneşin 11 yıllık leke ve 22 yıllık magnetik aktivite çevrimleriyle ilişkili olduğu gövdelerindeki halkalardan belirlenmektedir. Geçmiş 300 yıl göz önüne alınarak güneş aktivitesinin uzun dönemli değişimlerine bakıldığında 70-80 yıllık bir aktivite periyodundan söz edilebilmektedir. Teleskop kullanılarak güneş leke gözlemlerinin yapıldığı 17. ve 18. yüzyıllarda güneş lekelerinin çok az görüldüğü kayıtlara geçirilmiştir. Bu dönemde Avrupa da küçük buzul çağı yaşanmıştır. Bu durum

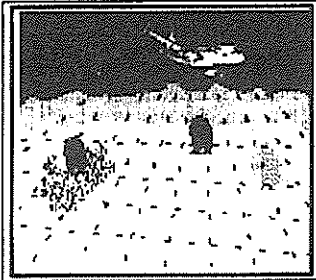


güneş iklim etkileşmesine işaret eden iyi bir örnektir. Öteyandan proton olayları sırasında, çok fazla sayıda enerji yüklü parçacık atmosferin orta katmanlarına kadar ulaşmaktadır. Bu parçacıklar atmosferin bu

katmanlarında moleküler iyonizasyona yol açmaktadırlar. Bunun sonucu ortaya çıkan yeni kimyasal bileşikler de atmosferdeki ozon miktarını azaltabilmektedir. Böylece yaşamımız için çok zararlı olan mor ötesi ışınım yer yüzüne artan oranda ulaşmaktadır. Güneşte meydana gelen 1982 yılındaki proton olayında ozon yoğunluğu geçici olarak % 70 oranında azalmıştır.

### Jeolojik araştırmalar

Yeraltı kaya yapısının belirlenmesinde jeologlar Dünyanın magnetik alanından yararlanmaktadır. Bu jeolojik ölçümler daha çok petrol, gaz ve mineral depoları bulmak için yapılmaktadır. Bu ölçümler sırasında doğru magnetik bulgular elde edebilmek için Dünya magnetik alanının en sakin olduğu dönemler tercih edilmektedir.

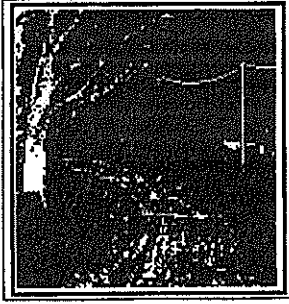


Bunun tersine bazı araştırmacılar da jeomagnetik fırtınalar sırasında çalışmayı seçmektedir. Bu olaylar sırasında yeraltı elektrik akımlarında meydana gelen değişiklikler buradaki mineral yapılarının ve petrolün görülmesini sağlamaktadır.

Bu araştırmacılar araştırmalarını jeomagnetik fırtınalarla ilgili öngörülere göre düzenlemektedirler.

## Elektrik Dağıtımı

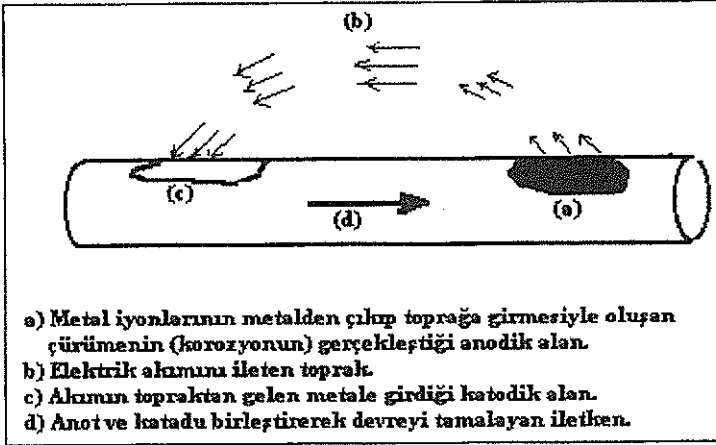
Uzun mesafelere elektrik dağıtan taşıyıcı elektrik hatlarının civarında hareket eden magnetik alanlar oluşursa bu iletkenlerin içerisindeki elektrik akımı indüklenmektedir.



Jeomagnetik fırtınalar bu olayın büyük ölçüde gerçekleşmesine neden olmaktadır. Elektrik dağıtım kuruluşları dağıtım sırasında tüketicilerine çok uzun iletim hatlarından alternatif akım göndermektedirler. Bu hatlarda jeomagnetik fırtınalar sırasında şebekeye zarar veren doğru akımlar meydana gelmektedir. Böyle bir nedenden dolayı 13 Mart 1989 Quebec, Kuzey Doğu Amerika ve İsveç’de uzun süreli elektrik kesintileri yaşanmıştır. Dünyanın bu bölgelerinde elektrik dağıtım firmaları jeomagnetik fırtına alarmlarını sürekli izleyerek olası arızaları en aza indirmeye çalışmaktadırlar.

## Petrol boru hatları

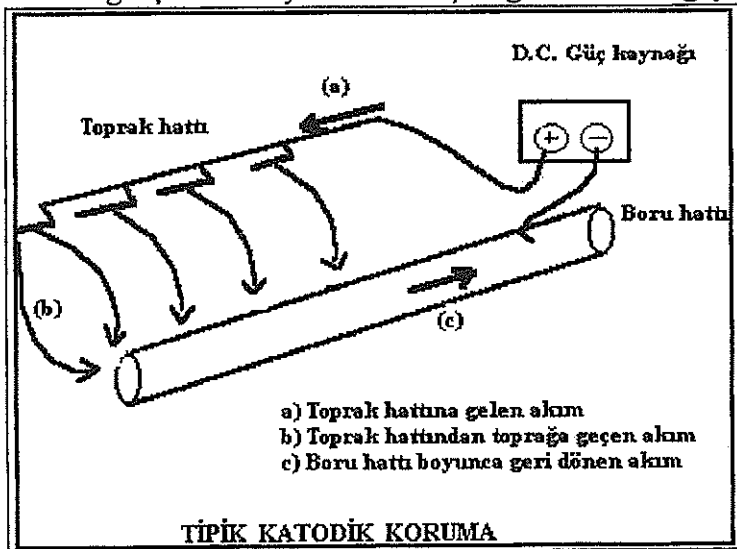
Metal yenimi (korozyonu) metal ve çevresi arasında gelişen elektrokimyasal bir tepkime olup metalin bozulmasına yol açar.



Şekilde görülen 4 şart bir araya geldiğinde metal yenimi başlamaktadır. Petrol veya doğal gaz boru hatlarının toprak içerisinde giden kısımlarında metal yeniminin başlaması için gerekli şartlar her zaman mevcuttur. Bunu önlemek için bu şartlardan hiç olmazsa birini ortadan

kaldırmak gerekmektedir. İlk önlem olarak boru hattı geçirgen olmayan polietilen bir kılıfla kaplanır. Bu da yeterli olmadığı için metal yeniminin başladığı anodik bölgeyi ortadan kaldırmak amacıyla şekilde görülen katodik koruma bütün hatta uygulanır.

Toprak hattı ile boru hattı arasında uygulanan gerilim sürekli olarak sabit tutulmaya çalışılır. Boru hatlarının güvenliğinden sorumlu kuruluşlar sürekli olarak jeomagnetik fırtına alarmlarını izlerler; zira jeomagnetik fırtınalar sırasında sabit tutulmaya çalışılan bu gerilimde hızlı değişimlere yol açan çalkantıların olduğu yapılan araştırmalarda tespit edilmiştir. Bu da katodik korumanın bozulmasına yol açmaktadır.



## Biyoloji

Giderek artan sayıda örnek, biyolojik sistemlerin jeomagnetik alandaki değişimlerden etkilendiğine dair işaretler taşımaktadır. Yapılan araştırmalarda fiziksel olarak stres altında bulunan bazı biyolojik sistemlerin jeomagnetik alandaki çalkantılara tepki gösterdiği sonucuna varılmıştır. Bu alandaki çalışmaların artması Uluslararası Radyo Bilim Birliği (URSI=International Union of Radio Science) içerisinde tıpta ve biyolojide elektromagnetik adı altında yeni bir komisyonun kurulmasına öncülük etmiştir. Güneşteki değişimlerin biyolojik sistemlerde bozulmalara yol açmasıyla ilgili belirtilerden biri de, göçmen kuşların göç sırasında yön bulma yeteneklerinin bozulmaya uğramasıdır. Güvercinlerin, yunusların ve balinaların sinir sistemlerinde yuvalanmış küçük magnetik mineral birimlerinden oluşmuş doğal pusulaları vardır. Yön belirlemede kullandıkları yöntemlerin belki en esaslı olanı değildir ama yapılan bir çok gözlemede göç eden güvercin gruplarından, geri dönüşler sırasında jeomagnetik fırtınaya yakalanmış olan gruplarda çok sayıda güvercinin geri dönmediği saptanmıştır.

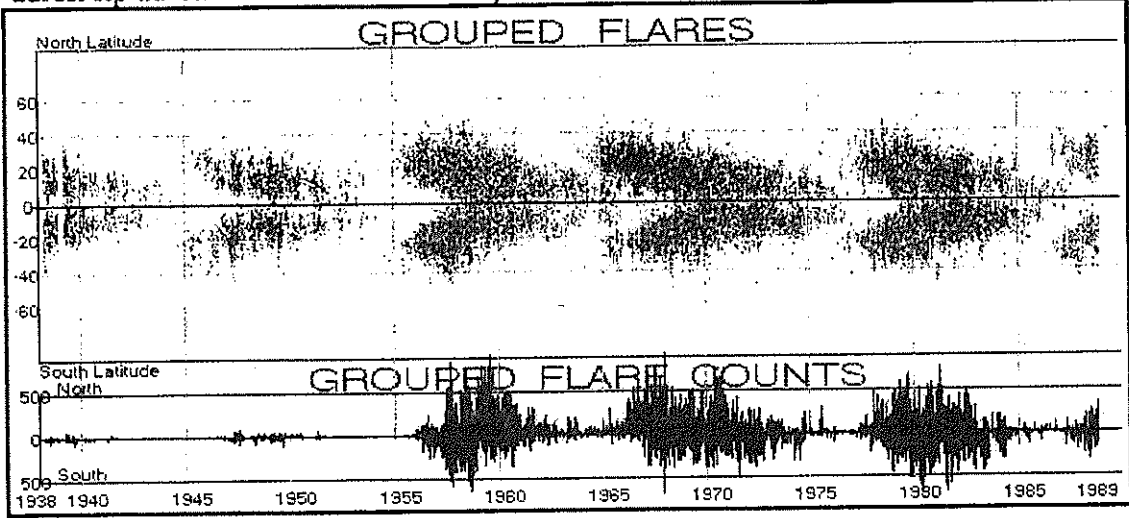
### **SİSTEMLERDEKİ BU BOZULMALARI ÖNLEMELİK İÇİN NE GİBİ ÖNLEMLER ALINMIŞTIR**

**Son 20-30 yıl içerisinde güneş patlamalarının, koronal kütle atımlarının ve magnetik fırtınaların insanı ve insanın etkinliklerini önemli oranda etkilediğinin farkına varılmıştır. Teknolojik sistemlere olan bağımlılığımız bu etkileşimin sonuçlarını giderek önemli kılmaktadır. Bu nedenle sağlık, güvenlik ve ticari nedenlerle uzay çevresi ile ilgili hizmet veren merkezlerin hizmet sürekliliği ve kalitelerinin geliştirilmesi dünyada vazgeçilmeyecek bilimsel etkinliklerden biri haline gelmiştir.**

## Sonuç

İnternet içerisinde bütün dünyaya bu konuda hizmet veren veri merkezleri A.B.D.'nde yoğunlaşmış bulunmaktadır. Bu kuruluşlardan biri A.B.D ulusal okyanus ve atmosfer dairesine (NOAA= National Oceanic and Atmospheric Administration) bağlı ulusal uydu çevresi veri ve haber servisidir (NESDIS= National Environmental Satellite, Data and Information Service). Diğer bir kuruluşta bütün dünyada yapılan güneş aktivitesi, aktivitenin dünyanın yakın çevresine etkileri ve atmosferdeki sonuçları ile ilgili bütün gözlemlerin toplandığı A.B.D ulusal jeofizik veri merkezi olup (NGDC= National Geophysical Data Center) uluslararası veri koordinasyonunu sağlayan bir merkezdir. NESDIS'in bir alt kuruluşu olan NGDC'nin amacı ulusların kendi bünyelerinde yaptıkları gözlemlerin entegrasyonunu sağlayarak, geniş bir kullanıcı grubuna hizmet veren veri tabanları hazırlamaktır. A.B.D ulusal bilim vakfı NSF (NSF=National Science Foundation) tarafından yürütülen dünya veri merkezi sistemi, bütün dünyadaki bilimsel araştırma kuruluşlarının birbirleriyle iletişimini sağlamaktadır. **Kandilli Rasathanesi ve İstanbul Üniversitesi yaptıkları leke ve fler gözlemlerini bu merkeze göndermektedirler. *Kandilli Rasathanesinin leke gözlemleri NGDC'nin bilgisayarlarından dünya veri ortamına aktarılmaktadır.*** Bu uluslararası bilgi değişimi sayesinde, bütün dünyadaki bilim adamları global veri tabanlarına erişme hakkına sahip olmaktadır. Dünya veri merkezine veri katkısında bulunan merkezler

üretilen verilerden hiç bir ücret karşılığı olmaksızın yararlanabilmektedirler. Bilimsel çevreler arasında gönüllü işbirliğinin sürdürüldüğü alanlardan biri de güneş aktivitesi ve jeomagnetik aktivite gözlemleridir. Bu veri merkezinde yıllık güneş aktivitesi, jeomagnetik aktivite ve iyonosferik aktivite endekslerini bulmak mümkündür. Bilimsel araştırmalarda güneş fizikçilerinin vazgeçemeyeceği bu merkez özellikle güneş aktivite çevrimleriyle ilgili araştırma yapan araştırmacıların sürekli izlemesi gereken bir yerdir. Merkezin hazırladığı verilere bir örnek aşağıda gösterilmiştir. Bu merkezin ftp adresi ftp adresleri bölümünde verilmiştir.



Güneş aktivitesiyle birlikte uzay çevremizin günlük hatta saatlik olarak izlendiği bir merkezde NOAA'nın 11 laboratuvarından biri olan uzay çevresi merkezidir (SEC= Space Environment Center). Aya gidiş sırasında uzay araçlarında meydana gelen bir patlama nedeniyle Apollo 13 mürettebatı dünyaya dönüşte çok tehlikeli bir yolculuk yapmak zorunda kalmıştı. Dünyayı çevreleyen radyasyon kuşağına geçiş sırasında en kritik anlarda SEC mürettebata verdiği hizmetle, verilen bu hizmetin böyle durumlarda hayati önem taşıdığını kanıtlamıştı. Tabii böylesi durumlarla her an karşılaşmamaktadır. Uzay çevremizin ve dünyanın güneş aktivitesindeki değişimlerden hangi durumlarda nasıl etkilendiği ayrıntılarıyla yukarıda anlatılmıştı. İşte bu merkez tıpkı meteorolojinin hazırladığı günlük hava tahmini raporları gibi uzay çevresiyle ilgili günlük hatta saatlik bültenler hazırlamaktadır. Güneş üzerinde meydana gelen değişim önce dünya ile güneş arasındaki uzayı etkilemekte, daha sonra zamanla atmosfere ulaşmakta, kimi zaman da üzerinde yaşadığımız kara parçalarına kadar erişmektedir. SEC, dünya üzerinde koordinasyonunu sağladığı gözlemlerinden topladığı günlük gözlemler, dünya çevresinde dolaşan uydularından topladığı anlık verilerle bütün bu değişimleri bünyesinde toplar ve gerekli zamanlarda ilgili çevreleri önceden uyarır. Toplanan bu verileri kullanarak sonraki günler için güneş aktivitesi ve dünyaya etkileriyle ilgili öngörü raporları hazırlamaktadır. Bu merkez anlık uydu gözlemlerini geliştirmek ve çeşitlendirmek için sürekli yenilenme içerisinde. Topladığı günlük veriler NGDC'nin hazırladığı aylık ve yıllık gözlem verilerinin tabanını teşkil etmektedir. Bu verilerin toplanmasına A.B.D. Ticaret Bakanlığı, Milli Güvenlik Bakanlığı, İç İşleri Bakanlığı, NASA, Milli Bilim Vakfı, Üniversiteler ve yaklaşık 100 ayrı ülke katkıda bulunmaktadır. SEC uydu gözlemlerindeki teknolojisinde sürekli yenilikler yapmaktadır. Uyduların dolaştığı ortamda enerji elektron, proton ve iyon ölçümleri yapan GOES-8 ve GOES-9 adlı uyduların enerji elektron ölçümleri üç ayrı enerji seviyesinde ölçüm yapacak duruma getirilmiştir. Bu gelişim daha önce büyük güneş flerleri sırasında doyuma uğrayan X-ışın detektörlerinin şimdi bu flerler sırasında



daha duyarlı bilgi göndermesini sağlayacaktır. Gerek sayısal olarak, gerek grafik ortamında bu uyduların gönderdiği verileri her beş dakikada bir yenilenmiş olarak Internet içerisinde 24 saat boyunca bu merkezden elde etmek mümkündür. Dünya ile güneş arasına güneşi sürekli olarak görebileceği bir yörüngeye yerleştirilen **WIND** adlı bir uydu ile güneş rüzgarı gözlemleri yapılmaktadır. Uydu öyle bir mesafeye yerleştirilmiştir ki güneş rüzgarındaki değişimleri yarım saat ile bir saat içerisinde dünyaya iletacaktır. Böylece jeomagnetik fırtınalara karşı erken önlem alabilme imkanı yaratılacaktır. Yeni bir uygulama ile dinamik **web** sayfalarıyla sürekli yenilenen bu verilere de Internet içerisinde Netscape gibi aracı bir programla erişmek mümkündür. Bu merkezin adresi, ftp adresleri bölümünde verilmiştir.

### **Bazı önemli Güneş Fiziksel veri merkezleri ve ftp adresleri**

#### **SEC ( SPACE ENVIRONMENT CENTER)**

ftp.sec.noaa.gov

IP 132.163.224.101

<http://www.sec.noaa.gov/>

#### **NGDC (NATIONAL GEOPHYSICAL DATA CENTER)**

ftp.ngdc.noaa.gov

IP 192.149.148.109

<http://www.ngdc.noaa.gov/>

#### **SDAC (SOLAR DATA ANALYSE CENTER)**

sdac.gsfc.nasa.gov

IP 128.183.57.156

<http://umbra.nascom.nasa.gov/>

#### **NSO (NATIONAL SOLAR OBSERVATORY)**

ftp.sunspot.noao.edu

IP 146.5.2.1

<http://www.sunspot.noao.edu/>

#### **Kitt Peak and Sac Peak (SOLAR OBSERVATORY)**

argo.tuc.noao.edu

IP 140.252.1.21

robur.tuc.noao.edu

IP 140.252.1.10

<http://www.noao.edu/kpno/>

#### **BigBear (SOLAR OBSERVATORY)**

suncub.bbso.caltech.edu

IP 192.76.121.2

<http://sundog.caltech.edu/www/>

**YOHKOY ( X-ray FULL DISK DAILY IMAGES)**

planet.crl.go.jp

IP 133.243.32.7

isass0.sollar.isas.ac.jp

IP 133.74.8.100

<http://pore1.space.lockheed.com/SXT/>

**HAWAII (SOLAR OBSERVATORY)**

koa.ifa.hawaii.edu

IP 128.171.167.1

<http://www.solar.ifa.hawaii.edu/>

**ULETH UNIVERSITY**

ftp.uleth.ca

IP 142.66.3.100

<http://holly.cc.uleth.ca/solar/index.html>

**Kaynaklar**

<http://bang.lanl.gov/solarsys/sun.htm>

<http://www.sec.noaa.gov>

<http://www.mgdc.noaa.gov>

Solar-Terrestrial Predictions-IV Proceedings of a Workshop at Ottawa, Canada May 18-22, 1992.

## BAZI ORTA DÖNEMLİ RS CV<sub>n</sub>'LERİN DÖNEM DEĞİŞİMİ

Fehmi EKMEKÇİ, Ferhat F. ÖZEREN, Berahitdin ALBAYRAK, Osman DEMİRCAN  
Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü 06100 Tandoğan-ANKARA  
E - mail : ekmekci@dione.astro.science.ankara.edu.tr

### ÖZET

Orta dönemli RS CV<sub>n</sub> türü sistemlerden RT Lac, SZ Psc ve WW Dra örten çift yıldızların gözlenen ve yayınlanmış minimum zamanlarının değerlendirilmesiyle O-C dönem değişim eğrileri elde edilmiştir. Bu O-C eğrileri sinüs eğrisi ile temsil edilerek, değişimin bir olası üçüncü cismin etkisinden olup olamayacağı irdelenmektedir.

**Anahtar kelimeler :** örten çiftler - dönem değişimi

### PERIOD VARIATIONS OF SOME INTERMEDIATE PERIOD RS CV<sub>n</sub> TYPE BINARIES

#### ABSTRACT

Long-term period variations of intermediate period RS CV<sub>n</sub> type binaries, RT Lac, SZ Psc and WW Dra, formed by using the observed and published times of eclipse minima. The analysis, based on the fitting sinusoidal curve, are concentrated on the light time effect due to additional object in the system, and the results have been examined for the existing of possible third body responsible for the long-term variations.

**Key words :** eclipsing binaries - period variations

### 1.GİRİŞ

Kromosferik etkin yıldızlar olarak bilinen RS CV<sub>n</sub> türü çift yıldızların dönemlerinde genel olarak hem artma ve hem de azalma yönünde değişimlerin olduğu görülmektedir ( Hall ve Kreiner 1980 ). Ayrık sistemler olan bu tür yıldızların bileşenlerinin kütle oranı 1 yöresindedir ve bileşenlerinden biri geç tayf türünden dev veya alt dev yıldızdır (Hall 1978). Bu özellikleri ile bu sistemlerdeki dönem değişimini, bileşenler arasındaki kütle aktarımı veya sistemden kütle kaybı ile açıklamak zor olmaktadır ( Hall 1990 ). De Campi ve Baliunas(1979), roket etkisi denilen, eşyönlü olmayan yıldız rüzgarları nedeniyle dönem değişimini modellemiştir. Hall ve Kreiner(1980) bu modeli 34 RS CV<sub>n</sub> türü çift yıldız için uygulamışlar. Düzenli bir şekilde meydana gelen dönem azalmasını yıldız rüzgarı aracılığıyla kütle kaybına bağlamışlar. Hem artma ve hem de azalma şeklinde iki yönlü değişimin olduğu sistemler için Güneş'teki gibi ancak daha büyük ölçekli manyetik çevrimin etkisi dikkate alınarak bir açıklama yapılmaktadır. Bu konudaki ayrıntılı tartışma Hall(1990) tarafından yapılmıştır. İki yönlü değişime neden olan diğer durumlar ise, eliptik yörüngedeki eksen dönmesi ve sistemde üçüncü bir cismin etkisidir.

Her ne kadar en uygun modelin manyetik çevrimin etkisini dikkate alan model olduğu pek çok çalışmada gösterilmekte ise de, gerçekte bunun çok iyi bir şekilde denetlenebilmesi için sağlıklı ve duyarlı ölçümlere dayanan yeter sayıda gözlem verisinin elde edilebilmesi gerekmektedir.

Bu çalışmada Hall ve Kreiner'in(1980) derledikleri verilerden de yararlanarak orta dönemli RS CVn türü sistemlerden RT Lac, SZ Psc ve WW Dra örten çift yıldızların dönem değişimleri, olası bir üçüncü cismin varlığı dikkate alınarak incelenmekte ve sonuçlar bu çerçevede irdelenmektedir.

## 2.MİNİMUM ZAMANLARI

Minimum zamanlarının toplanmasında yararlanılan kaynaklar, IBVS, BBSAG, BAV, IAPP ve ROCZNIK ASTR. yayınlarıdır. A. Ü. Gözlemevinde yapılan gözlemlerden saptanan minimum zamanları ile birlikte yayınlardan toplanan minimum zamanı verilerinin bir özeti Çizelge 1 de verilmektedir. Bu çizelgede  $n_{pe}$ ,  $n_{ph}$  ve  $n_v$ , sırasıyla fotoelektrik, fotoğrafik ve görsel minimum zamanlarının sayısını göstermektedir. RT Lac, SZ Psc ve WW Dra sistemlerine ilişkin tayf türü, kütle, görsel salt parlaklıklar, yörünge eğimi ve uzaklık değerleri Çizelge 2 de verilmektedir. Tutulmalar RT Lac sisteminde tam, SZ Psc ile WW Dra sistemlerinde ise parçalı olmaktadır.

Çizelge 1. Kullanılan minimum zamanları, dönem ve epoklar.

	RT Lac	SZ Psc	WW Dra
$n_{pe}$	31	6	3
$n_{ph}$	82	21	31
$n_v$	86	11	43
$n_{toplam}$	199	38	77
$T_0(2400000+)$	40382.891	42308.946	28020.3481
P (gün)	5.074015	3.965866	4.629617
$\bar{T}_0(2400000+)$	40382.84	42308.946	28020.3481
$\bar{P}$ (gün)	5.073985	3.9658663	4.6296166

Çizelge 2. RT Lac, SZ Psc ve WW Dra sistemlerinin CABS'dan alınan bazı parametreleri.

Katalog No	Yıldız	Tayf Türü	$m_{sıcak}$ ( $m_{\odot}$ )	$m_{soğuk}$ ( $m_{\odot}$ )	$M_v$ (sıcak/soğuk)	i (derece)	d (pc)
189	RT Lac	G5:+G9IV	0.78	1.66	2.9 / 3.4	89	205
202	SZ Psc	F8IV+K1IV	1.28	1.62	2.8 / 2.3	76	125
136	WW Dra	G2IV+K0IV	1.36	1.34	3.0 / 3.2	81.4	180

### 3. O-C GRAFİKLERİ

RT Lac için 199, SZ Psc için 38 ve WW Dra için 77 minimum zamanı olmak üzere toplam 314 minimum zamanı kullanarak O-C grafikleri oluşturuldu. Hesapla bulunan ilk C zamanları Hall ve Kreiner'in(1980) listeledikleri ışık elemanları kullanılarak elde edildi. Bu değerler Çizelge 1 de verilmektedir. Daha sonra O-C grafiklerinin sinüs biçimlerine göre bir ayarlama yaparak ortalama dönem ve epok değerleri kestirildi(Çizelge 1). Kestirilen bu ortalama dönem ve epok değerleri kullanılarak oluşturulan O-C grafikleri Şekil 1 de gösterilmektedir.

Şekil 1 deki O-C verilerine bir sinüsoidal değişimi veren fit işlemlerini uygulayarak olası bir üçüncü cisim etkisini gösteren kuramsal O-C eğrileri Şekil 1 de sürekli çizgi olarak gösterilmiştir. Yapılan fit sonuçlarına göre üçüncü cisme ilişkin kestirilen parametreler Çizelge 3 de listelenmektedir. Burada

- A : Genlik,
- $P_s$  : O-C değişiminin dönemi,
- $a_{12}$  : Çiftin üçlü sistemin ortak kütle merkezi etrafındaki yörüngesinin yarıçapı,
- $M_{12}$  : Çiftin CABS kataloğundan bulunan toplam kütlesi,
- $\Delta m$  : Üçüncü bileşen ile çiftin toplam parlaklığı arasındaki parlaklık farkı, ve
- $V_{max}$  : Çiftin üçlü sistemin ortak kütle merkezi etrafındaki maksimum yörünge hızıdır.

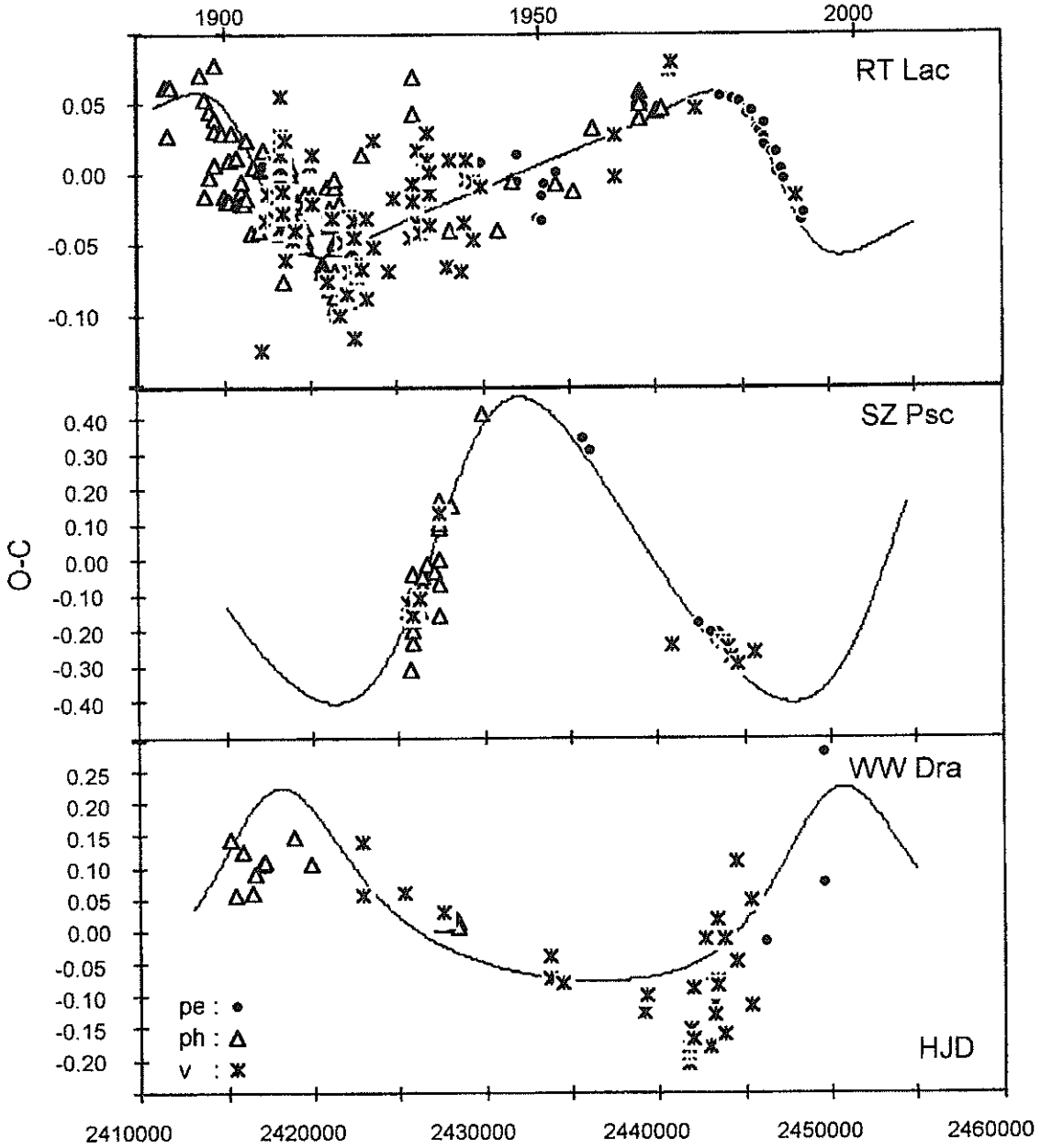
Çizelge 3. RT Lac, SZ Psc ve WW Dra sistemlerinde üçüncü cisim fit sonuçları.

	RT Lac	SZ Psc	WW Dra
A(Gün)	0.068	0.381	0.151
$P_s$ (Yıl)	82.28	73	89
$a_{12}$ (A.B.)	10.5	68	26.5
$f(m_3)$ ( $m_\odot$ )	0.17	55	2.25
$M_3(M_\odot)$	1.4	-	-
$M_{12}$	2.44	2.9	2.7
$\Delta m$	$0^m.9$	-	-
$V_{max}$ (km/s)	2.92	30	9.7

### 4.SONUÇ VE TARTIŞMA

Şekil 1 de dönemli değişim gösteren O-C eğrilerinin asimetric olduğu görülmektedir. Bu, eliptik yörüngedeki hareketin etkisini gösterebilir. Bu nedenle sistemde bulunan olası bir üçüncü cismin çekim etkisi varsayımı altında inceleme yapıldı. Bu incelemede üçüncü cismin

çiftin yörünge düzleminde bulunduğu ve kütesinin bir anakol yıldızının kütesine eşdeğer olduğu varsayıldı. Sonuçlar Çizelge 3 de verilmektedir. Şekil 1 den görüleceği gibi veriler en fazla sadece bir çevrimlik O-C değişimini içermektedir.



Şekil 1. RT Lac, SZ Psc ve WW Dra sistemlerinin O-C eğrileri. Fit sonuçları sürekli eğri ile gösterilmiştir.

SZ Psc ve WW Dra sistemlerindeki üçüncü bileşenin kütlesi çok büyük bulunmuştur. Böylesine kütleli üçüncü cismin özellikleri bu sistemler için üçüncü cismin çekimsel etkisi nedeniyle böyle bir dönem değişiminin anlamlı olmayacağını göstermektedir. Dolayısıyla SZ Psc ve WW Dra için elde edilen bu sonuçlar, üçüncü cisim etkisi yerine bileşenlerden en az birinin ( belki de ikisinin ) manyetik çevrim etkisi nedeniyle meydana gelecek değişimin test edilmesi gerektiğini göstermiştir. RT Lac sisteminde ise daha uygun sonuçlar elde edilmesine

rağmen ilk fotoğrafik verilerin duyarlılığının iyi olmaması ve ikinci çevrimi görece kadar kaliteli gözlem verilerinin olmayışı, üçüncü cismin etkisinin gerçekten olup olmadığını kesin bir şekilde görmemizi engellemektedir. Ne yazık ki dönemi 3 - 5 gün ve daha büyük olan örten çift yıldızların yayınlanan minimum zamanları kısa dönemli örten çiftlere göre çok az olmaktadır. Önümüzdeki yıllarda elde edilecek duyarlı minimum zamanı verileri bu bakımdan çok değerli olacaktır.

RS CVn türü olan başka sistemler için de bu çalışma sürdürülmektedir. Çalışma kapsamında olan tüm sistemler için hem üçüncü cisim etkisi ve hem de manyetik çevrim etkisi araştırılacaktır. Böylece, sonuçta hangi etkinin bu sistemlerde dönem değişimine katkıda bulunduğu olasılığının ortaya konabileceği düşünülmektedir.

## KAYNAKLAR

- De Campli, W. M. ve Baliunas, S. L., 1979, ApJ, 230, 815.  
Hall, D. S., 1978, AJ, 83, 1469.  
Hall, D. S., 1990, in Active Close Binaries, Ed. C. İbanoğlu, Kluwer Aca. Publ., p95.  
Hall, D. S. ve Kreiner, J. M., 1980, Acta A., 30, 387.  
Mayer, P., 1990, Bull. Astron. Inss. Czechosl., 41, 231.  
Strassmeier, K. G., Hall, D. S., Fekel, F. C. ve Scheck, M., 1993, A&AS, 100, 173.

## BAZI KISA DÖNEMLİ RS CV<sub>n</sub>'LERİN DÖNEM DEĞİŞİMİ

Ferhat F. ÖZEREN, Berahitdin ALBAYRAK, Fehmi EKMEKÇİ ve Osman DEMİRCAN  
Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü 06100 Tandoğan-ANKARA  
E - mail : ozeren@dione.astro.science.ankara.edu.tr

### ÖZET

Kısa dönemli RS CV<sub>n</sub> türü sistemlerden RT And, CG Cyg, SV Cam ve WY Cnc örten çift yıldızların gözlenen ve yayınlanmış minimum zamanlarının değerlendirilmesiyle O-C dönem değişim eğrileri elde edilmiştir. Bu O-C eğrileri sinüs eğrisi ile temsil edilerek, değişimin bir olası üçüncü cismin etkisinden olup olamayacağı irdelenmektedir.

**Anahtar kelimeler :** örten çiftler - dönem değişimi

### PERIOD VARIATIONS OF SOME SHORT PERIOD RS CV<sub>n</sub> TYPE BINARIES

#### ABSTRACT

Long-term period variations of short period RS CV<sub>n</sub> type binaries RT And, CG Cyg, SV Cam and WY Cnc, formed by using the observed and published times of eclipse minima. The analysis, based on the fitting sinusoidal curve, are concentrated on the light time effect due to additional object in the system, and the results have been examined for the existing of possible third body responsible for the long-term variations.

**Key words :** eclipsing binaries - period variations

### 1.GİRİŞ

Kromosferik etkin yıldızlar olarak bilinen RS CV<sub>n</sub> türü çift yıldızlarda dönem değişimleri ve bu değişimlere neden olan olayların bir özeti Özeren ve ark.(1996) ve Ekmekçi ve ark.(1996) tarafından verilmektedir. Özellikle bu tür yıldızların çoğunda görülen hem artma ve hem de azalma yönündeki dönem değişimine neden olan olaylardan Güneş'teki gibi ancak daha büyük ölçekli manyetik çevrim etkisinin en uygun olduğu görülmektedir. Bununla beraber bu modeli en iyi şekilde test edebilmek için çok sayıda, sağlıklı ve duyarlı ölçümler ile elde edilmiş gözlem verileri gerekmektedir.

Bu çalışmada Hall ve Kreiner'in(1980) derledikleri verilerden de yararlanarak kısa dönemli RS CV<sub>n</sub> türü sistemlerden RT And, CG Cyg, SV Cam ve WY Cnc örten çift



yıldızların dönem değişimleri, olası bir üçüncü cismin varlığı dikkate alınarak incelenmekte ve sonuçlar bu çerçevede irdelenmektedir.

## 2. MİNİMUM ZAMANLARI

Minimum zamanlarının toplanmasında yararlanılan kaynaklar, IBVS, BBSAG, BAV, IAPP ve ROCZNIK ASTR. yayınlarıdır. A. Ü. Gözleminde yapılan gözlemlerden saptanan minimum zamanları ile birlikte yayınlardan toplanan minimum zamanı verilerinin bir özeti Çizelge 1 de verilmektedir. Bu çizelgede  $n_{pe}$ ,  $n_{ph}$  ve  $n_v$ , sırasıyla fotoelektrik, fotoğrafik ve görsel minimum zamanlarının sayısını göstermektedir. RT And, CG Cyg, SV Cam ve WY Cnc sistemlerine ilişkin tayf türü, kütle, görsel salt parlaklıklar, yörünge eğimi ve uzaklık değerleri Çizelge 2 de verilmektedir. Tutulmalar RT And ve SV Cam sistemlerinde tam, CG Cyg ile WY Cnc sistemlerinde parçalı olmaktadır.

Çizelge 1. Kullanılan minimum zamanları, dönem ve epoklar.

	RT And	CG Cyg	SV Cam	WY Cnc
$n_{pe}$	119	40	129	21
$n_{ph}$	12	2	-	4
$n_v$	-	1	147	1
$n_{toplam}$	131	43	276	26
$T_0(2400000+)$	41141.888	44528.5351	34988.483	26352.3895
P (gün)	0.6289298	0.63114347	0.593071	0.82937121
$\bar{T}_0(2400000+)$	41141.8888	22967.4248	41212.763	26352.40467
$\bar{P}$ (gün)	0.6289313	0.63114347	0.5930718	0.82937034

Çizelge 2. RT And, CG Cyg, SV Cam ve WY Cnc sistemlerinin CABS'dan alınan bazı parametreleri.

Katalog No	Yıldız	Tayf Türü	$m_{sıcak}$ ( $m_{\odot}$ )	$m_{soğuk}$ ( $m_{\odot}$ )	$M_v$ (sıcak/soğuk)	i (derece)	d (pc)
201	RT And	F8V+K0V	1.5	0.99	5.5/3.9	88.9	95
177	CG Cyg	G9.5V+K3V	0.52	0.52	[5.8/6.65]	81.8	[ $\approx$ 63]
65	SV Cam	G2-3V+K4V	0.93	0.67	5.0/6.74	89.5	74
82	WY Cnc	G5V+M2	0.93	0.53	3.5/3.2	[ $\approx$ 90]	160

### 3. O-C GRAFİKLERİ

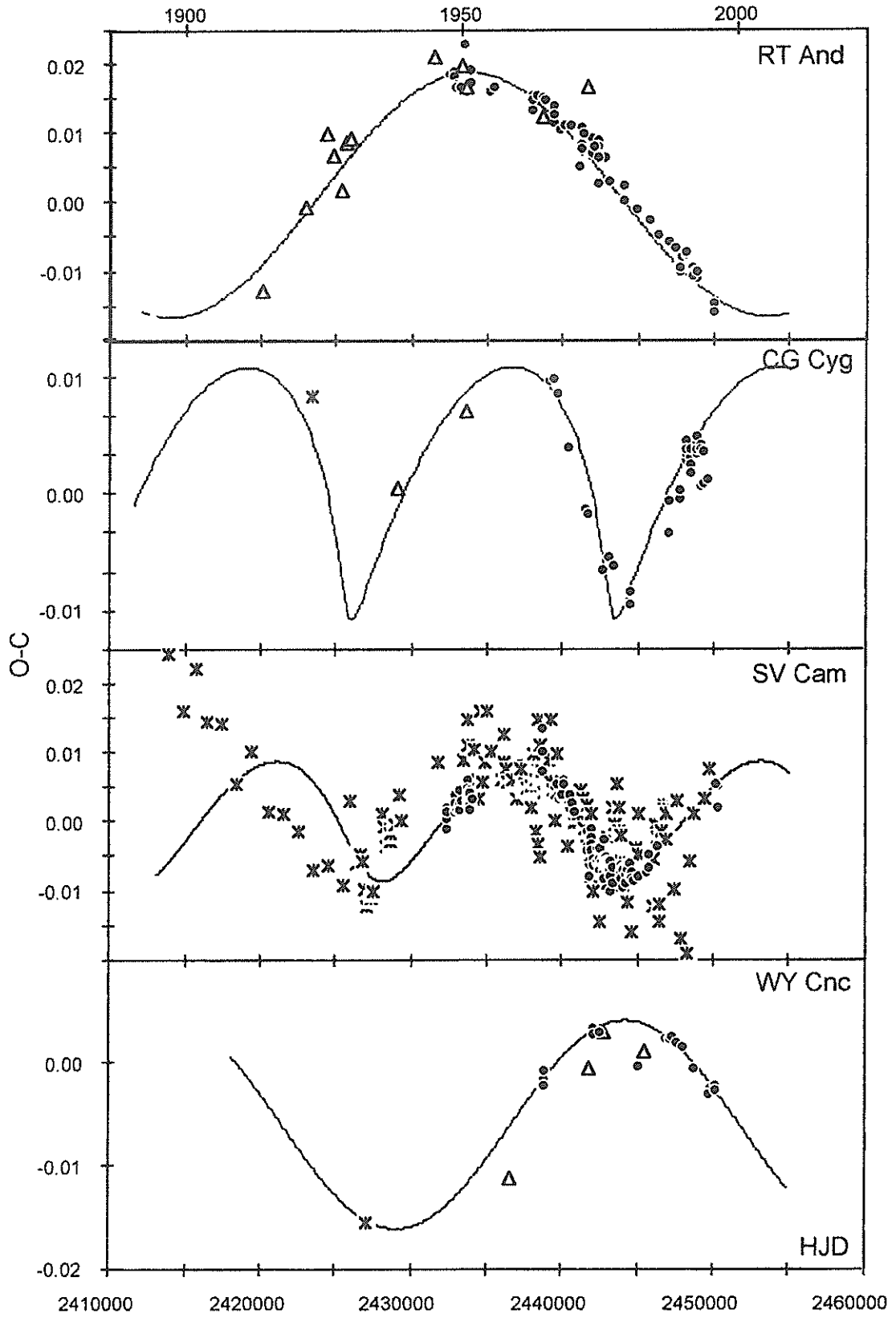
RT And için 131, CG Cyg için 43, SV Cam için 276 ve WY Cnc için 26 minimum zamanı olmak üzere toplam 476 minimum zamanı kullanarak O-C grafikleri oluşturuldu. Hesapla bulunan ilk C zamanları Hall ve Kreiner'in (1980) listeledikleri ışık elemanları kullanılarak elde edildi. Bu değerler Çizelge 1 de verilmektedir. Daha sonra O-C grafiklerinin sinüs biçimlerine göre bir ayarlama yaparak ortalama dönem ve epok değerleri kestirildi (Çizelge 1). Kestirilen bu ortalama dönem ve epok değerleri kullanılarak oluşturulan O-C grafikleri Şekil 1 de gösterilmektedir.

O-C verilerine bir sinüsoidal değişimi veren fit işlemlerini uygulayarak olası bir üçüncü cisim etkisini gösteren kuramsal O-C eğrileri Şekil 1 de sürekli çizgi olarak gösterilmiştir. Yapılan fit sonuçlarına göre üçüncü cisme ilişkin kestirilen parametreler Çizelge 3 de listelenmektedir. Burada;

- A : Genlik,
- $P_s$  : O-C değişiminin dönemi,
- $a_{12}$  : Çiftin üçlü sistemin ortak kütle merkezi etrafındaki yörüngesinin yarıçapı,
- $M_{12}$  : Çiftin CABS kataloğundan bulunan toplam kütlesi,
- $\Delta m$  : Üçüncü bileşen ile çiftin toplam parlaklığı arasındaki parlaklık farkı,
- $V_{max}$  : Çiftin üçlü sistemin ortak kütle merkezi etrafındaki maksimum yörünge hızıdır.

Çizelge 3. RT And, CG Cyg, SV Cam ve WY Cnc sistemlerinde üçüncü cisim fit sonuçları.

	RT And	CG Cyg	SV Cam	WY Cnc
A(Gün)	0.025	0.0058	0.0085	0.01
$P_s$ (Yıl)	108	48	44	83
$a_{12}$ (A.B.)	3.1	1.0	1.5	1.8
$f(m_3)$ ( $m_\odot$ )	0.0025	0.0004	0.0017	0.0008
$M_3(M_\odot)$	0.3	0.1	0.2	0.1
$M_{12}$	2.49	1.04	1.6	1.46
$\Delta m$	6 <sup>m</sup>	7 <sup>m</sup>	6 <sup>m</sup>	9 <sup>m</sup>
$V_{max}$ (km/s)	0.84	0.58	0.85	0.63



Şekil 1. RT And, CG Cyg, SV Cam ve WY Cnc sistemlerinin O-C eğrileri.

#### 4.SONUÇ VE TARTIŞMA

Şekil 1 de dönemli değişim gösteren O-C eğrilerinin asimetric olduğu görülmektedir. Bu, eliptik yörüngedeki hareketin etkisini gösterebilir. Bu nedenle sistemde bulunan olası bir üçüncü cismin çekim etkisi varsayımı altında inceleme yapıldı. Bu incelemede üçüncü cismin çiftin yörünge düzleminde bulunduğu ve kütesinin bir anakol yıldızının kütesine eşdeğer olduğu varsayıldı. Sonuçlar Çizelge 3 de verilmektedir. Şekil 1 den görüleceği gibi RT And ve WY Cnc durumunda veriler en fazla sadece bir çevrimlik O-C değişimini içermektedir. CG Cyg ve SV Cam için ise yaklaşık iki çevrimlik değişim sözkonusudur.

Çizelge 3 den de görüleceği gibi üçüncü cismin kütesine ilişkin elde edilen değerler çok küçüktür. Elde edilen yörünge hızları ( $V_{max}$ ) da çok küçüktür. Kütesi bu kadar küçük olan bir üçüncü cismin parlaklığı da çok sönük olacaktır. Bu sonuçlara göre elde edilen üçüncü cisim parlaklıkları o kadar sönüktür ki bunların diğer yollardan (örneğin gözlemsel) varlıklarının denetlenebilmesi çok zordur. Çünkü üçüncü cisim ile çift sistem arasındaki açısal ayrıklık bir yay saniyesinin kesri mertebesinde (ör: RT And için  $0''.33$ , CG Cyg için  $0''.19$ ). RT And ve WY Cnc de ikinci çevrimin bu sonucu nasıl etkileyebileceğini göstermesi açısından önemlidir. SV Cam da bir üçüncü cisim etkisini destekleyen bir sonuç vardır. Yayınlarda da bu sistemin üçüncü bileşeni rapor edilmiştir (Cellino ve ark., 1985). CG Cyg de her ne kadar yaklaşık iki çevrimlik veri dağılımı görülmekte ise de sonuçları SV Cam gibi destekleyecek sayıda değildir. Bu nedenle ek bir üçüncü çevrimi gösterecek veriler önem kazanmaktadır.

RS CVn türü olan başka sistemler için de bu çalışma sürdürülmektedir. Çalışma kapsamında olan tüm sistemler için hem üçüncü cisim etkisi ve hem de manyetik çevrim etkisi araştırılacaktır. Böylece, sonuçta hangi etkinin bu sistemlerde dönem değişimine katkıda bulunduğu olasılığının ortaya konabileceği düşünülmektedir.

#### KAYNAKLAR

- Cellino, A., Scaltriti, F. ve Busso, M., 1985, A&A, 144, 312.  
Ekmekçi, F., Özeren, F.F., Albayrak, B., Demircan, O., 1996, X. Ulusal Astronomi Kongresi, İST.  
Hall, D. S. ve Kreiner, J. M., 1980, Acta A., 30, 387.  
Mayer, P., 1990, Bull. Astron. Inss. Czechosl., 41, 231.  
Özeren, F.F., Albayrak, B., Ekmekçi, F., Demircan, O., 1996, in The Interaction of Stars with their Environment, Baskıda.  
Strassmeier, K. G., Hall, D. S., Fekel, F. C. ve Scheck, M., 1993, A&AS, 100, 173.

## OB ve WR-BİLEŞENLİ YAKIN ÇİFT YILDIZLAR

Osman DEMİRCAN  
Ankara Üniversitesi Gözlemevi, Fen Fakültesi,  
06100 Tandoğan, ANKARA  
E-Mail: demircan@dione.astro.science.ankara.edu.tr

### ÖZET

OB ve WR-türü büyük kütleli yıldızlar ( $M_{\text{zams}} \geq 8 M_{\odot}$ ) dev molekül bulutlarının yoğun bölgelerinde oluşurlar. Işınım güçlerinin oluşturduğu rüzgar ve sonunda SN patlaması ile çevrelerini çok uzaklara kadar etkilerler. Başlangıç kütlelerinin % 80-90'ını yıldızlar arası ortama atarlar. SN patlaması sonucu nötron yıldızı ve yıldızsal karadelikleri oluştururlar. Kataloglarda, en az bir bileşeni büyük kütleli olan 300 kadar yakın çift yıldız sistemi vardır. Çoğunun kütle oranı 1'e yakındır. Bu gözlemsel bulgu oluşum mekanizması ile ilgili olmalıdır. Işınım basıncı dikkate alınmadığı için büyük kütleli çift yıldızlarda Roche modeli geçerli olamaz. Bu konuşmada OB- ve WR-yıldızlarının ilginç yaşamları, çift yıldız oluşumunun çözülmemiş sorunları çerçevesinde özetlenmiştir.

### ABSTRACT

The OB- and WR-type massive stars ( $M_{\text{zams}} \geq 8 M_{\odot}$ ) form within the cores of giant molecular clouds. By the radiation driven wind and final SN explosion they interact with their environment to the large distances. 80-90 % of their initial masses are outflowed to the interstellar medium. By the final SN explosion they form neutron stars and stellar black holes. In the catalogues there are about 300 massive close binary star systems. Most of them have mass ratio close to unity. Such observational finding should be related with the formation mechanism. With no radiation pressure consideration, the Roche model should be invalid for the massive binaries. In the present talk the interesting lives of the OB- and WR-stars are summarized with in the context of unsolved problems of binarity.

## 1. GİRİŞ: Tanımlar

OB-yıldızlarıyla hernekadar O ve B- tayf türünden yıldızlar kastediliyorsa da, öncelikle büyük kütleli yıldızlar yani sonları nötron yıldızı (NS) veya karadelik (BH) olan  $8 < M/M_{\odot} < 85$  kütleli yıldızlar akla gelir. Bu yıldızlar HR diyagramının sol üst köşesinde yer alırlar. Diyagramın bu bölgesinde ışınım sınıfları birbirine girer. Örneğin O-süperdevleri O-anakol yıldızlarıyla aynı yerde bulunabilir. Bu nedenle bu bölgede farklı ışınım sınıfından yıldızların yarıçapları çok farklı değildir.

O-yıldızları : Tayflarında çok az soğurma çizgisi vardır. He II, N III, Si IV çizgileri gözlenir. Salma çizgileri çok olan ve N III, He II ve Ha'nın salma halinde olduğu O-yıldızlarına O f-yıldızları denir. O(f)-yıldızlarında He II ve Ha bazen salma bazen soğurma halinde olurken O((f)) yıldızlarında bu çizgiler soğurma halindedir.

B-yıldızları : He çizgileri güçlü, H çizgileri zayıftır. Si II, Si III, O II, Mg II çizgileri gözlenir.

OB-yıldızlarında hızlı dönme, konvektif overshooting ve yarı konveksiyonun sağladığı iç karışımın sonucu farklı elementler yüzeye çıkabilir. OBN ve OBC yıldızları bu şekilde oluşmaktadır. Çoğunun çevrelerinde kalın diskler oluşur ve tayf çizgilerinin bir çoğundan bu disk sorumludur. Ana koldan ayrıldıktan sonra kararsız hale gelen OB-yıldızlarının Be ve uzun dönemli mavi değişen (LBV) yıldızlarını oluşturduğu sanılmaktadır.

LBV-yıldızları : Hubble-Sandage değişenleri olarak bilinen büyük kütleli kararsız yıldızlardır. Işık değişimleri  $1^m$ (kadir)'den daha büyüktür. B0-B2 tayf türlerinde görünürler. Patlamalı biçimde kütle kaybederler. Örneğin h Car'ın 1840 patlamasında ışınım gücü  $10^7 L_{\odot}$ 'e yükselmiş ve tahminlere göre yıldız 2-3  $M_{\odot}$  kütle kaybetmiştir. P Cyg'nin de 1600 yıllarında böyle bir aşama geçiren mavi değişen yıldız olduğu bilinmektedir.

WR-yıldızları : Tayflarında yaygın He II, N III, N IV, N V, C III, C IV, O V, O VI salma çizgileri ve zayıf He I çizgileri gözlenen, madde kayıpları büyük olan ( $dm/dt > 10^{-4}-10^{-5} M_{\odot}/yıl$ ) büyük kütleli yıldızlardır. Yakın geçmişte çevrelerinde gaz zarfları keşfedilmiştir (Nicolau et al. 1993). Gaz zarfların genişleme hızından dinamik yaşları  $10^6$  yıl mertebesinde bulunmaktadır. Underhill (1991, 1993)'e göre henüz ana kola gelmekte olan bu yıldızlar Lamers (1993), Langer (1993), Humphreys (1993)'e göre kesinlikle H kabuklarını atmış, evrimleşmiş yıldızlardır. He, C, N ve O bollukları fazladır.

Burada sözü edilen O, Of, B, Be, LBV ve WR yıldızlarının evrim sürecinde birbirine bağlı oldukları düşünülmektedir. Bileşenleri bu yıldızlar olan çok sayıda çift yıldız bulunmaktadır. Bileşenler yeteri kadar birbirine yakınsa ( $R_1 + R_2 < 0.1a$ ) çekimsel ve ışımsal etkileşme sonucu dönemli ışık değişimi gösterirler, yörünge dönemleri de kısa olacağından yörünge hızları büyük olur ve sonuçta tayfsal olarak kolay saptanırlar. Işık değişimleri de fotometrik olarak saptanabilir. Yıldızların salt parametreleri yakın çift gözlemlerinin analizinden doğrudan bulunabildiği için bu yıldızlara ilişkin her görüşün test edilmesinde kullanılırlar. Bu konuşmada söz konusu büyük kütleli yıldızların oluşumları, çevreyle etkileşimleri, çok anlaşılamayan sorunlar vurgulanarak yakın çift yıldızlar çerçevesinde irdelenecektir.

## 2. OLUŞUMLARI

OB-yıldızları OB oymaklarının üyeleri olarak az sayıda gruplar halinde dev molekül bulutları (DMB)'nin yoğun bölgelerinde oluşurlar. Bir genç OB yıldızının bulunduğu yerde genellikle başka OB-yıldızları da bulunmaktadır. Çapları 100 pc'e kadar ulaşan DMB'ler  $5 \times 10^6 M_{\odot}$ 'lik kütle içerebilmektedir. Bu bulutların molekül yoğunlukları  $\text{cm}^3$  başına 10 ile  $10^6$  arasında değişir. Bu bulutların çapı 0.03 pc olan ve en az  $10 M_{\odot}$  kütle içeren yoğun bölgelerinde ( $n > 10^4 \text{ cm}^{-3}$ ) kırmızı öte ışınım yayıldığı ve kolay uyarılan birçok karmaşık molekülün radyo bölgede ışınım yaydığı gözlenmiştir. İşte bu bölgeler OB-yıldızlarının oluşum bölgeleridir. Bu bölgeler genellikle DMB'lerin kenarlarında gözlenir (belki de derinlerinden ışınım çıkmadığı için). DMB'lerin varlığı galakside yoğunluk dalga kuramıyla açıklanabilmektedir. OB-yıldızları DMB'nin o bölgede bir anlamda çökmesiyle oluşur. Işınım basıncı ve neden olduğu rüzgar bir noktadan sonra çökmeyi durdurur ve fazla ısıyla iyonize olan bölge ışınım yapmaya başlar. Bu ışınım yoğun ortamın dışından ancak kırmızı öte ve radyo bölgede gözlenebilir. OB-yıldızı oluşum bölgelerinde  $L @ 10^3 L_{\odot}$ 'lik IR kaynağı, 0.1 pc çaplı bir bölgede He II bölgesi, daha dışarda H I bölgesi ve öncelikle CO olmak üzere radyo bölgede birçok karmaşık molekül çizgileri gözlenir. H II bölgelerinde kuyruklu yıldız yapıları, merkezde disk yapısı ve dış bölgelerde  $10 < v < 50 \text{ km/sn}$  hızla genişleyen bipolar madde akımları gözlenmiştir. Oluşumda çevreyi etkileyen yoğun ışınımın kaynağı çekimsel çekme ve anakol öncesi deryum yanmasıdır. OB'lerin oluştuğu bölgelerde hız alanları birkaç  $\text{km/sn}$ 'yi geçmez. OB'lerde yoğun ışınımın neden olduğu asimetrik rüzgarla birkaç  $\text{km}$ 'lik uzay hızı  $10 \text{ km/sn}$  yöresine çıkar.

## 3. ÇEVREYLE ETKİLEŞİMİ

Yoğun molekül bulutu içinde yeni oluşan OB-yıldızının ışınım gücü arttıkça hızlı yıldız rüzgarı yoğunlaşır. Yoğun ışınım ve rüzgar etkisiyle çevredeki molekül bulutu iyonize edilip yayılmaya zorlanır. Böylece yoğun madde harekete geçirilerek dışa doğru yoğun ve yavaş rüzgar oluşturulur. Merkez yıldızdan rüzgarla madde kaybı  $dM/dt \sim 10^{-4} M_{\odot}/\text{yıl}$  mertebesindedir. Yayılma hızı  $10 < v < 50 \text{ km/sn}$  olan bu rüzgar  $10^6$  yılda  $10 < d < 20 \text{ pc}$  uzaklara kadar ulaşır ve önüne geldiği maddeyi bu sınırlara kadar süpürür. Böylece yıldızın çevresi molekül bulutlarından temizlenmiş olur. Örnek olarak 40 kadar O-yıldızının yeni oluşum bölgesi olan W49 bulutunda toplam rüzgarın  $10^6$  yılda çevreden  $40\,000 M_{\odot}$  'lik kütleyi temizleyeceği tahmin edilmektedir. Böylece OB-yıldızları oluştuktan sonra güçlü ışınım ve rüzgar etkileriyle doğdukları yuvayı dağıtmaktadırlar. OB'lerin oluşum döneminde disk yapılarının, genişleyen maddenin bipolar yapısının çift yıldız oluşumuyla ilişkili olup olamayacağı, daha doğrusu çift yıldız oluşumunun bu dönemdeki gözlemsel belirteçleri bilinmemektedir. Çift yıldız oluşumu bir şekilde yıldızlar arası çekimsel etkileşimle ve hızlı dönmeye ilişkili olabilir. 10-20 pc'e kadar uzanan bipolar rüzgar yapılarının hangi mekanizmayla oluştuğu da hala bilinmemektedir.

#### 4. BİRAZ İSTATİSTİK

OB-yıldızları bir süre sonra oluştukları bulutun dışına çıkarlar ve beraber oluştukları yıldız grubundan ayrılırlar. Bulut içinde kaldıkları süre toplam ömürlerinin % 15'i kadardır. Blaha ve Humphreys (1989) kataloğundaki 1650 OB-yıldızından 960'ı OB-oymağı üyesi, 690'ı alan yıldızdır. Yine bu 1650 OB-yıldızının 200 tanesi (yani %12'si) O-yıldızı, kalan %98'i B0, B1 ve B2 yıldızdır. 200 O-yıldızının 150'si (%75) OB-oymağı üyesidir (kalanı alan yıldızdır). Bir başka istatistiğe göre (Gies 1987) OB-lerin %70'i OB-oymağı üyesi, %21'i alan yıldız ve %9'u da kaçan yıldızdır. Bu yıldızlara ilerde tekrar değinilecektir. Toplam yıldızların sadece milyonda biri  $50 M_{\odot}$ 'den büyük kütleli olabilmektedir. Miller ve Scalo (1979)'nun gözlemsel başlangıç kütle fonksiyonuna göre  $3-50 M_{\odot}$  arasında her yıldız  $0.1-3 M_{\odot}$  arasında 35 düşmeli ve  $M < 3M_{\odot}$  olan yıldızların toplam kütlesi diğerlerinin 3 katı olmalı. Yeni oluşan OB-oymaklarındaki yıldız sayıları yakın zamana kadar bu istatistiğe uymuyordu. Örneğin Orion'da Trapezium kümesinde 20 tane  $M > 3 M_{\odot}$  yıldızına karış  $M < 3 M_{\odot}$  olan ~750 kadar yıldız olması gerekirken kümenin toplam üye sayısı ~100 kadar yıldız gözlenebiliyordu. Ancak 1990'larda gelişen IR görüntüleme tekniğiyle kümenin üye sayısı 550'lere çıkarılabildi. Germany vd. (1980) O-yıldızlarında çift olma oranını %36 bulmuştur. Aynı oran WR yıldızlarında ve gezegenimsi bulutsu çekirdeklerinde %40 bulunmuştur. Sönük bileşenleri görebilecek yeni tekniklerin uygulanmasıyla OB-yıldızlarında çift yıldız oranının daha yüksek çıkacağı beklenmektedir.

#### 5. EVRİMLE İLGİLİ SORUNLAR

Yıldızlarda evrimi yönlendiren iki temel parametre bilinir: Kütle ve kimyasal bolluk. Büyük kütleli yıldızlarda evrimi asıl yönlendiren iki olayın varlığı yeni yeni anlaşılmaktadır. Bu iki olay iç karışım ve kütle kaybıdır. Yakın geçmişte Rogers ve Inglesias (1992) tarafından yenilenen radyatif opasite katsayıları ile bu yıldızların iç yapıları ve evrimleri yeniden hesaplandı. Anakol çapları daha büyük, etkin sıcaklıkları daha düşük bulundu (bkz. Schaller vd. 1992). Kütle kaybı ışınım gücüne bağlı olduğundan çap ve sıcaklık değişince kütle kaybının da değişmesi gerekiyordu. Bu yıldızlarda kütle kaybının sabit olmaması gerekmektedir (Langer 1989). Işınımın oluşturacağı rüzgarın yeterli olamayacağı, sonuçta ölü yıldızların daha çok nötron yıldızı değil kara delik oluşturacağı anlaşılmaktadır. Ancak çok büyük kütle kayıplarıyla sonunda ölen yıldız karadelik yerine nötron yıldızı oluşturabilir. Her süpernova patlamasının sonucu nötron yıldızı oluşturuyorsa kütle kayıplarının çok büyük, dolayısı ile yıldız rüzgarının çok güçlü olması gerekmektedir. Güçlü rüzgarı oluşturan kaynağın ışınım basıncına ek olarak yıldızın üst katmanlarındaki kararsızlıklar ve/veya manyetik alan olması gerektiği düşünülmektedir. Bu yıldızlarda gözlemsel kütle kaybının  $10^{-7} < dM/dt < 10^{-3} M_{\odot}/yıl$  olduğu bilinmektedir. Işınım gücüne dolayısı ile kütleye bağlı kütle kaybının hangi evrim aşamasında ne kadar olduğu bilinmemektedir. Evrimi etkileyen diğer önemli olay iç karışım demiştik. Bu olay merkezde üretilen yeni maddenin üst katmanlara taşınması olayıdır. Söz konusu karışımın dönme, konvektif "overshooting", ve yarı konveksiyon olaylarıyla gerçekleştiği bilinmektedir. Disk ve jet oluşumunda da etkin olduğu sanılan dönme, bu yıldızlarda saniyede birkaç yüz km mertebesindedir. Yarı-konveksiyon kimyasal olarak homojen olmayan bölgeler arası oluşan



konveksiyondur. Konvektif "overshooting" ise iç konvektif hareketlerin radiatif bölge içine çok fazla girmesi olayıdır. Bu son olayın büyük kütleli yıldızlarda fazla etkin olmadığı gösterilmiştir (Zahn 1983). Gözlemsel olarak farklı kimyasal kompozisyon gösteren WN, WC, OBN ve OBC alt gruplarının yarı-konveksiyon etkisiyle oluştuğu bilinmektedir. OB-yıldızlarında He bolluğunun fazla olduğunu gösteren gözlemsel kanıtların bulunması (Schonberner vd. 1988, Herrero vd. 1992) bu yıldızlarda iç karışımın ne kadar etkin olduğunu göstermektedir. Kuramsal evrim hesaplarına göre karışım arttıkça ışınım gücü ve madde kaybı artmaktadır (Langer 1992). Bu gelişmeler OB-yıldızlarında M, He ve  $dM/dt$  sorunlarını büyük ölçüde çözmektedir. İç karışımı dikkate alınmadan yapılan evrim hesaplarının gerektirdiği yıldız kütleleri gözlemsel kütlelerden %100 kadar daha fazladır. Benzer şekilde "isokron"lardan bulunan yaşlarla dinamik yaşlarda çok büyük tutarsızlık içindedir. Büyük Magellan Bulutu'nda patlayan 1987 A süpernovasına ait gözlemler OB-yıldızı evriminde önemli bir gelişme sağlamıştır. Burada SN öncesi yıldızın mavi süperdev olduğu saptanmıştır. Halbuki daha önce kırmızı süperdevlerin SN olarak patladığına inanılıyor ve evrim hesapları bu görüşü destekliyordu. Yüksek bir iç karışımla merkezde H yanarken yüzey He oranı %25'ten %35'e çıkarılabilirse yıldızın kırmızı süperdevler bölgesinde fazla kalmadan hatta oraya hiç uğramadan mavi süperdevler bölgesinde SN olarak patladığı gösterilebilmiştir (Langer 1991). Bu fazla karışımın yüksek ışınım gücü ve fazla kütle kaybına yol açtığı da unutulmamalıdır. Böylece büyük kütleli yıldızlarda evrim sorunlarının iç karışım ile çözülebileceği anlaşılmış fakat henüz sorunlar tümüyle çözümlenememiştir.

Çift yıldız evrimine gelince, bileşenler anakolda birbirine yeterince yakınsa ( $R1+R2^{3.0.1a}$ ) evrim sürecinde tek yıldızların evrim sorunlarına ek olarak madde aktarımı sorunuda eklenir. Bu durumda (i) kütle oranı değişir, (ii) bileşenler arası uzaklık ve yörünge dönemi değişir, (iii) karış bileşenin etrafında disk veya zarf oluşur, (iv) aktarılan maddenin önemli bir kısmı (%80 kadar) sistemi terk edebilir, (v) sistem etrafında ortak zarf oluşabilir ve sistemin zarf içinde hareketi yörüngenin hızla küçülmesine ve hatta iki yıldızın iç içe girmesine neden olur, (vi) akan maddenin kırbaç etkisiyle karşı bileşenin dönme hızı artar, hatta bu yıldızın manyetik nötron yıldızı olması halinde milisaniye pulsarı oluşur. Çift yıldızlar astronomisinde henüz iyi anlaşılmamış olan tüm bu süreçler açık birer araştırma alanıdır.

## 6. UZAY HIZLARI, KAÇAN OB-YILDIZLARI

Büyük kütleli yıldız oluşum bölgelerinin uzay hızları saniyede bir iki km'yi geçmezken gözlenen OB-yıldızlarının ortalama uzay hızları 10 km/s, WR yıldızlarınınki ise 50 km/s yöresindedir. Aynı ortalama hızlar WR+OB çift yıldızları için 10-15 km/s, WR+NS çift yıldızları için 30-50 km/s dir (bkz. Selam ve Demircan 1995). Kabul edilen görüşe göre başlangıçta uzay hızı 1-2 km/s olan OB yıldızı OB oymağı içindeki çekimsel etkileşmeler sonucu 10 km/s'ye kadar hızlanır. Bu hızla OB yıldızları ömürleri boyunca birkaç pc yol alabilir, yani oluştukları molekül bulutunun dışına çıkamazlar. Gözlemler OB yıldızlarının ömürlerinin sadece %15 ini bulut içinde geçirdiğini, bu süre içinde de güçlü rüzgarla 10 pc uzaklara kadar yoğun bulut maddesini süpürüp çevrelerini temizlediklerini göstermektedir. WR yıldızlarının uzay hızlarının biraz büyük görünmesi tayfsal ölçüm zorluğu nedeniyle yanıltıcı olabilir. Çünkü bu yıldızların atmosferlerinde turbulans hızı bile 20-30km/s yöresindedir. Uzay hızı fazlalığı nedeniyle

WR'lerin galaktik diskteki dağılımı da OB'lere göre daha yaygın bir bant oluşturur. WR'lerin uzay hızları gerçekse bunda asimetrik rüzgarın roket etkisi rol oynamalıdır. Rüzgarla momentum kaybını

$$d(mv)/dt = b (dM/dt) V_{\text{rüzgar}}$$

şeklinde yazabiliriz.  $M_0$  ilk kütleyi,  $M_f$  son kütleyi ve  $V$  son kütlelinin uzay hızını gösterirse yukarıdaki ifade

$$V = b V_{\text{rüzgar}} (M_0 - M_f) / M_f$$

şekline dönüşür. Burada  $b$  yıldızı hızlandırmada kullanılan kesirsel simetri dışı momentum kaybıdır (roket etkisini yaratan momentum). Örnek olarak  $M_0=35M_Q$ ,  $M_f=10M_Q$  ve  $V_f=1000$  km/s olan bir WR yıldızı dikkate alırsak yukarıdaki formülden  $v@50$  km/s= $2500b$  ve  $b=0.02$  buluruz. Benzer yoldan  $M_0=(35+25)M_Q$ ,  $M_f=(10+25)M_Q$  olan sistemin asimetrik rüzgar etkisi ile  $b=0.02$  olarak son uzay hızını tahmin etmek istersek  $V=714b@14$  km/s bulunur.

OB-yıldızların bir kısmında uzay hızı ortalamanın çok üzerindedir.  $30 < v < 200$  km/s olan bu yıldızlara kaçan yıldızlar denir. Gies ve Bolton (1986) ve Gies (1987) kaçan yıldızların kümede çekimsel etkileşme sonucu küme dışına fırlatılan yıldızlar olduğunu iddia ederken Blaauw (1961, 1993) bu yıldızların çift yıldızlarda bileşenlerden birinin asimetrik SN olarak patlaması sonucu uzaya fırlatılan diğer bileşenler olduğunu iddia etmektedir. Blaauw modeline göre, çift yıldız bileşeni oldukları için bütün kaçan yıldızlar hızlı dönmeli ve SN patlaması sırasında yörünge parçalanmamışsa bazı kaçan yıldızlar (OB+NS) çift yıldızlar olarak gözlenebilmeli. Her iki öngörü için gözlemsel kanıtlar Blaauw'yu haklı gösterirken veri yetersizliği sonucun henüz kesin olmadığını ortaya koymaktadır.

## 7. ÇEVREYLE ETKİLEŞİM II

OB-yıldızları için başlangıç kütlelerinin  $8M_Q$  ile  $85M_Q$  arasında bulunduğunu belirtmiştik. Burada özellikle üst sınır oldukça belirsizdir. Bu yıldızların oluşumunda daha anakola gelmeden ışınım basıncı ve güçlü rüzgarla üzerlerine düşen maddeyi durdurup geri püskürttüklerini, toplam  $1000 M_Q$  kadar maddeyi 10 pc ötelere kadar süpürdüklerini de not etmiştik. Oluşan yıldızdan rüzgar ve ışınım basıncı oluşmasa bu  $\sim 1000 M_Q$ 'lik madde bir noktaya çökerek OB yıldızlarının olduğu yerlerde dev karadelikler oluştururdu. Bu oluşumu engelleyen OB yıldızlarının ışınım basıncı ve güçlü rüzgarlarıdır. Çok uzaklara kadar süpürülen madde ve yıldızdan çıkan rüzgar merkez yıldızın nükleer reaksiyon ile işlediği maddeleri fazla içermez. İç karışım ne kadar fazla ise yıldızın son dönemlerinde LBV ve WR-evrelerinde rüzgar o kadar yeni işlenmiş ağır elementlerden oluşan madde taşıyabilir. Rüzgarla kütle kaybı öyle fazladır ki WR-evresinin sonlarında yıldız kütlesi  $(8-85)M_Q$ 'ten  $(4-15)M_Q$  arasında bir değere düşer. Sonuçta yıldız SN II olarak patladığında merkezde  $(1-10)M_Q$ 'lik bir nötron yıldızı veya karadelik kalır. Yıldızın bunun dışındaki tüm kütlesi  $(10\ 000-15\ 000)$  km/s'lik hızla uzaya saçılır. Böylece bir OB yıldızının rüzgar ve SN patlamalarıyla ölmeden önce uzaya saçtığı toplam madde yıldızın anakol kütlelerinin  $\%(80-90)$ 'ını oluşturur. Ölü yıldız kütlesi anakol kütlelerinin

sadece %10'u mertebesindedir. Yıldızın özellikle SN patlaması sırasında uzaya saçtığı madde merkezinde ürettiği ağır elementlerden oluşan maddedir. Bu yolla yıldızlar arası maddenin ağır element bolluğu gittikçe artar. Galaksilerin kimyasal evrimi böyle gerçekleşir. Uygun fiziksel koşullarda yaşamın gerçekleşmesinde öncelikle ağır element bolluğunun fazla olmasını gerektirdiğine göre evrendeki yaşam merkezleri varlıklarını temelde OB-yıldızlarının işlevine borçludur. OB-yıldızlarının yakın çift yıldız olması halinde bu işlevlerin çok daha etkin olduğu bilinmektedir.

## 8. TARTIŞMA ve SONUÇLAR

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

Optik bölgedeki gözlemsel verilere göre OB-bileşenli yakın çift yıldızların kütle oranlarının bire yakın olması (bkz. Demircan vd 1995) bu sistemlerin oluşum mekanizmalarıyla ilgili olmalıdır. Kırmızı öte ve radyo bölge gözlemlerinde disk yapılarının ve jet benzeri "bipolar" madde akımlarının nasıl oluştuğu, çift yıldız oluşumu ile nasıl bağlantılı oldukları bilinmemektedir. Başka kanıtların da gösterdiğine göre OB-bileşenli çift yıldızlarda kütle oranının bire yakın olması gözlemsel bir seçim etkisi değildir. Büyük kütleli çift yıldızlar özel bir mekanizma ile aşağı yukarı eşit kütleli yıldızlardan oluşsa bile standart modellere göre büyük kütleli bileşen Roche lobunu doldurup diğerine kütle aktaracak ve sistemlerin kütle oranları Algol'lerde olduğu gibi hızla değişerek birden uzak bir yere yığılım gösterecektir. Büyük kütleli yakın çift yıldızlarda böyle bir belirti gözlenmemektedir. Örneğin Hilditch ve Bell (1987)'in derleme makalesindeki 31 büyük kütleli sistemin çoğunda bileşen yıldızlar birbirine değen veya değmeye yakın konumda oldukları halde kütle oranları hep bire yakındır. Bu sistemlerde büyük olasılıkla bileşenler arası madde aktarımı yoktur. Işınım basıncı ve karşılıklı rüzgar, maddenin bir yandan bir yana akmasını engellemekte sistem uzaya madde kaybetmekte ama kütle oranı değişmemektedir. Bu durumda OB-bileşenli sistemler için Roche modeli de geçerli değildir. Sistem kütle oranı fazla değişmeden uzaya büyük oranda kütle kaybederse bu kütle sistemi sarar ve sistem ortak zarf evresi geçirir. Ortak zarf evresinde yörünge döneminin hızla küçülmesi gerekir. Sonuçta bileşen yıldızlar birbirine yaklaşır ve büyük kütleli değen çift yıldızlar oluşur. AO Cas, TU Mus, V382 Cyg, LY Aur, V348 Car ve CQ Cep gibi büyük kütleli (fakat kütle oranları bire yakın olan) değen çift yıldızlar bu şekilde oluşmuş olmalı. Büyük kütleli çift yıldızlarla ilgili tüm bu öngörüler detaylı gözlemlerle denetlenmeyi beklemektedir.

## 9. KAYNAKLAR

- Blaauw 1961 BAN 15, 265.  
Blaauw 1993 in Massive Stars, eds. Cassinelli JP., Churchwell EB., ASP Con. Ser. p.207.  
Blaha C, Humphreys R.M. 1989 AJ 89, 1598.  
Demircan O, Özdemir S. Allahverdiev AO., Guseinov OH. 1995 Observatory 115, 202.  
Germany CD, Conti PS, Massey P 1980 ApJ 242, 1063.  
Gies DR, Bolton CT 1986 ApJS 61, 419.  
Gies DR. 1987 ApJS 64, 545.  
Herrero A, Kudritzki R.P., Vilches JM., Kunze D., Butler K., Haser S. 1992 A&A 261, 209.  
Hilditch RW, Bell SA. 1987 MN 229, 529.  
Humphreys R.M., 1993 in Massive Stars Cassinelli JP., ASP Con. Ser. p.179.  
Lamers H.J. 1993 in Massive Stars, eds. Cassinelli JP., ASP Con. Ser.  
Langer N. 1993 in Massive Stars, eds. Cassinelli JP., ASP Con. Ser. p.159.  
Langer N 1989 A&A 220, 135.  
Langer N 1991 A&A 252, 669.  
Langer N 1992 in Inside the stars, ed. Weiss W.W.  
Miller GE, Scalo JM 1979 ApJS 41, 513.  
Nicolan CE, Niemala V., Benaglia P. 1993 in Massive Stars, eds. Cassinelli JP., Churchwell EB., ASP Con. Ser. p. 286.  
Rogers FJ., Inglesias CA. 1992 ApJS 79, 507.  
Schaller G., Schaerer D., Meynet G., Maeder A. 1992 A&AS 96, 269.  
Schonberner D., Herrero A, Butler K, Becker S, Eber F, Kudritzki RP. Simon K.P. 1988 A&A 197, 209.  
Selam SO, Demircan O 1995 in The Lives of the neutron stars, eds. Alpar A. Kızıloğlu Ü. Paradij VJ, Kluwer Publ.  
Underhill AB. 1991 Ap J 383, 729.  
Underhill AB. 1993 in Massive Stars, eds. Cassinelli JP., ASP Con. Ser. p.242.  
Zahn JP. 1983 in Astrophysical Processes in upper MS stars, eds. Hauck B, Maeder A., 13th SAAS Fee Course.

## ÇİFT YILDIZLARDA EKSEN DÖNMESİ : FT Ori

*Cafer İBANOĞLU, E. Renan PEKÜNLÜ, Varol KESKİN*

*Ege Üniversitesi Fen Fakültesi  
Astronomi ve uzay Bilimleri Bölümü  
35100 Bornova - İZMİR*

### ÖZET

Yörünge basıklığı en büyük olan örten çift yıldızlardan birisi olan FT Ori'nin şimdiye kadar elde edilen minimum zamanları derlenerek analiz edilmiştir. Eksen dönme dönemi  $484.73 \pm 0.53$  yıl, enberinin boylamındaki çevrim başına değişimin ise  $0.006406 \pm 7 \times 10^{-6}$  °/çevrim olarak hesaplanmıştır. Buna göre bileşen yıldızlardaki yoğunluk dağılımını gösteren iç yapı sabiti  $k_2 = 0.004577$ 'dir. Aynı kütle ve sıcaklıktaki yıldızların kuramsal iç yapı sabitleri ise 0.003402 olup gözlenen değerden %30 daha küçüktür. Eksen dönme döneminin kuramsal değeri ise 623 yıl dolayında olup gözlemlerle bulunan dönemden %30 daha uzundur. Kuramsal gelişim modelleri merkezi yoğunlaşmayı daha yüksek almaktadır.

**Anahtar kelimeler:** örten çift yıldızlar, eksen dönmesi, yıldız:FT Ori

### SUMMARY

The times of minima obtained so far of the highly eccentric eclipsing binary FT Ori are taken from literature and were analyzed. The period of apsidal revolution is found to be  $484.73 \pm 0.53$  years and the change in the longitude of the periastron to be  $0.006406 \pm 7 \times 10^{-6}$  °/cycle. The  $k_2$  constant which indicates the density distribution inside the components is 0.004577. The theoretical models give this constant 30 per cent smaller than observed as 0.003402 for the stars of same mass and effective temperatures. Therefore, the period of apsidal motion expected from theory is 623 years, which is 30 per cent longer than the observed one. Stellar evolutionary models with core overshooting and mass loss give higher density distribution toward the centers of the main sequence stars.

**Key words:** eclipsing binaries, apsidal motion, star: FT Ori

### 1. Giriş

Basık yörüngeli çift yıldızların çoğunda yörünge yarı - büyük ekseninin gökyüzündeki yönelimini zamanla değiştirdiği bilinmektedir. Enberinin boylamındaki değişme olarak da bilinen eksen dönmesinin asıl nedeni bileşen yıldızların karşılıklı çekimiyle kendi eksenleri çevresindeki hızlı dönmelerinden dolayı küresel yapıdan ayrılmış olmalarıdır. Genel görelilikten kaynaklanan eksen dönmesi az da olsa buna bir katkıda bulunur. Çifti oluşturan yıldızların fiziksel özellikleri ve yörüngeye ilişkin öğeler ışık ve dikine hız eğrilerinin analiziyle bulunabilir. Bu gözlem verilerinin duyarlığı yörüngeye ve yıldızlara ilişkin öğelerin güven sınırlarını belirler. Bu verilere eksen

dönmesinden elde edilen veriler de eklendiğinde bileşen yıldızların içlerindeki kütle dağılımını ortaya çıkarma olanağı doğar.

Eksen dönmesi alanında yapılan çalışmaların amacı yıldızların iç bölgelerine deneysel olarak bakabilmektir. Basık yörüngelerde dolanan bileşenleri olan çift yıldızlarda dinamik tedirginliklerin enberinin boylamında doğurduğu değişimler tutulma gözlemleriyle hemen ayırdedilebilir. Bir yıldız, bileşeni tarafından uygulanan kuvvete kendi içindeki yoğunluk dağılımına bağlı olarak karşılık verir. Temel çekim parametreleri biliniyorsa önemli bilgilere ulaşılabilir. Bu bilgileri çıkarmak için uygulanan yöntem, gözlemlerle bulunan eksen dönme miktarlarının, kuramsal modellerin verdiği iç yapı sabiti  $k_2$  yi kullanarak hesaplananlar ile karşılaştırılmasına dayanır. Gelişim modelleri, yıldız anakol boyunca geliştikçe  $k_2$  değerinin azalacağını gösterir. Başka bir deyişle, yıldızın zarfi genişledikçe merkeze doğru yoğunlaşma artmaktadır.

Çoğu çift yıldızda eksen dönmesi çalışmalarından bulunan kütle dağılımı ile yıldız yapı ve gelişim kuramından bulunan kütle dağılımı uyuşmaktadır. Ancak, büyük kütleli, birbirinden oldukça uzak ve yarıçapları çok küçük bileşenleri olan çift yıldızların bir kısmında bu uyuşma görülmez. Bunlar genellikle Genel Görelilikten kaynaklanan eksen dönmesinin klasik bozucu etkilerden kaynaklanan eksen dönmesine denk veya ondan daha büyük olduğu saptanan yıldızlarda görülmektedir. Bu yıldızlar çok büyük çekim alanlarında Genel Göreliliğin testine olanak da sağlarlar. Büyük kütleli yıldızlarda eksen dönme miktarının kuramsal değeri, Merkür yörüngesinin enberi ilerlemesi olan  $43'' \text{ yüzyıl}^{-1}$  den yüzlerce kat daha büyüktür. Ancak büyük kütleli bileşenlerden oluşan kimi çift yıldızlarda gözlenen eksen dönme miktarları Genel Görelilik ve klasik etkilerden beklenenden daha küçüktür. Bu aykırılık son yıllarda birçok araştırmanın konusu olmasına karşın sorun henüz çözülememiştir.

## 2. FT Ori'de Eksen Dönmesi

Ayrık bir çift yıldız dizgesi olan FT Ori oldukça parlak bir yıldız olmasına karşın çok az araştırılan yıldızların başında gelmektedir. Yörünge dönemi  $3.15 \text{ gün}$  olan çiftin bileşenleri dışmerkezliği  $0.4$  olan oldukça basık bir yörüngede dolanırlar. Bileşenlerin geometrik ve fiziksel öğeleri *Cristaldi (1970)* tarafından hesaplanmıştır. Yörünge yarı büyük ekseninin dönme dönemi *Gronbech (1974)* tarafından  $520 \pm 100 \text{ yıl}$  olarak bulunmuştur. Bu değer kullanılarak bileşenlerdeki yoğunluk dağılımını gösteren iç yapı sabiti  $0.0046$  olarak bulunmuştur.

Kaynak taraması yapılarak, FT Ori' nin şimdiye dek elde edilen tüm minimum zamanları toplanmış, bunlara bizim elde ettiklerimiz de eklenmiştir. Böylece, derin baş minimuma karşılık gelen 33, sıg yan minimuma karşılık gelen 16 minimum zamanı eksen dönmesi analizinde kullanılmıştır. Bu minimum zamanlarının,

$$\text{Min } I = \text{JD}_{\odot} 2426 381. 4797 + 3^8 .1504050 E \quad (1)$$

ile hesaplanan minimum zamanlarından farkları alınarak O - C değerleri elde edilmiştir.

Bu  $O - C$  değerleri,  $E$  sayılarına göre işaretlendiğinde yan minimuma karşılık gelenler azalırken, baş minimuma karşılık gelenlerin büyüdüğü görülmektedir (Şekil 1). Böyle bir değişim örten çift yıldızlardaki eksen dönmesinin en güvenilir kanıtıdır.

Bileşen yıldızları birleştiren yörünge yarı büyük eksen devinimi gösteriyorsa, öngörülen minimum zamanları,

$$T_j = T_0 + P_s E + (j-1) \frac{P_a}{2} + (2j-3) \frac{e P_a}{2\pi} (1 + \operatorname{cosec}^2 i) \cos \omega + \frac{e^2 P_a}{4\pi} \left( \frac{3}{2} + \cot^2 i \operatorname{cosec}^2 i + 2 \cot^2 i \right) \sin 2\omega + \dots \quad (2)$$

olmalıdır (Wolf, 1994). Burada,  $P_s$  = yıldız dönemi ;  $i$  , yörünge eğikliği ;  $e$ , yörünge dışmerkezliği ;  $\omega$  , enberi boylamıdır.  $j = 1$  ve  $2$  sırasıyla baş ve yan minimumları gösterir. Enberi boylamının zamanla,  $\omega = \dot{\omega} E + \omega_0$  şeklinde değiştiği düşünülmektedir. Enberinin boylamında her çevrimde oluşan derece birimindeki değişim  $\dot{\omega}$  ile gösterilmektedir. Öte yandan, yıldız dönemi ile anomalistik dönem arasında,

$$P_s = P_a (1 - \dot{\omega} / 360) \quad (3)$$

bağıntısı vardır. Buna göre eksen dönme dönemi,

$$U = 360^\circ P_a / \dot{\omega} \quad (4)$$

olur. Baş ve yan minimumlardan oluşan 49 minimum zamanı (2) bağıntısıyla temsil edilerek  $T_0$  ,  $P_s$  ,  $\dot{\omega}$  ,  $\omega_0$  değerleri doğrusal en küçük kareler yöntemiyle hesaplatılmıştır. Yörünge dışmerkezliği ve eğikliği *Cristaldi* (1970) den alınmıştır. Bulunan değerler Çizelge 1 de yanılılarıyla birlikte verilmiştir.

Çizelge 1. FT Ori' nin eksen dönmesine ilişkin öğeler.

Öge	Değer	Yanılı	Birim
$T_0$	2426381.4797	0.0121	
$P_s$	3.1504050	$7 \times 10^{-7}$	gün
$P_a$	3.1504611	$7 \times 10^{-7}$	gün
$\dot{\omega}$	0.006406	$7 \times 10^{-6}$	$^\circ$ / çevrim
$\omega_0$	$15^\circ.20$	$0^\circ.05$	
$U$	484.73	0.53	yıl

Bulunan bu değerler kullanılarak hesaplanan  $O - C$  değerleri Şekil 1 de gözlemlerle karşılaştırılmaktadır. Hesaplanan  $O - C$  değerleri sürekli çizgilerle gösterilmiştir.

İç yapı sabitlerinin hesaplanmasında *Kopal (1978)* tarafından verilen,

$$\bar{k}_{2, \text{göl}} = \frac{I}{c_{21} + c_{22}} \frac{P_a}{U} = \frac{I}{c_{21} + c_{22}} \frac{\dot{\omega}}{360} \quad (5)$$

bağıntısı kullanılmıştır. Burada  $c_{21}$  sabiti bileşenlerin kütleleri, kendi eksenleri çevresindeki dönme hızları ve yörünge dışmerkezliğine bağlıdır. Bileşen yıldızlar ve yörüngeye ilişkin öğeler *Çizelge 2* de verilmiştir.

*Çizelge 2. FT Ori' nin bileşenleri ve yörüngeye ilişkin öğeler.*

Öge	Bileşen 1	Bileşen 2
Yörünge eğikliği ( $i$ )		88°5
Yörünge dışmerkezliği ( $e$ )		0.4046
Kütle	2.5 $M_{\odot}$	2.3 $M_{\odot}$
Yarıçap	0.124	0.118
$c_{21}$	0.001771	0.001593

Öte yandan, eksen dönmesine Genel Görelilikten kaynaklanan katkı ise,

$$\dot{\omega}_{rel} = 5.45 \times 10^{-4} \frac{I}{1-e^2} \left( \frac{m_1 + m_2}{P} \right)^{2/3} \quad (6)$$

olup yıldızların kütlesi, yörünge dışmerkezliği ve döneme bağlıdır. Bu öğeler bilindiğine göre (6) bağıntısından,

$$\dot{\omega}_{rel} = 0.000863 \text{ } ^{\circ} / \text{çevrim}$$

bulunur. Gözlenen değerlerden bu değer çıkartıldığında geriye yıldızların küresel bakışıklığını yitirmelerinden kaynaklanan etki kalır. Buna göre,

$$\begin{aligned} \dot{\omega}_{kla} &= 0.006406 - 0.000863 \\ &= 0.005543 \text{ } ^{\circ} / \text{ç evrim} \end{aligned}$$



dir. Bileşenlerdeki yoğunluk dağılımı da,

$$\bar{k}_{2,gözl} = \frac{I}{c_{21} + c_{22}} \frac{\dot{\omega}}{360^{\circ}}$$

olduğundan,

$$\bar{k}_{2,gözl} = 0.004577$$

buluruz. Ortalama yoğunluk dağılımı daha önce *Gronbech* tarafından 0.0046 olarak bulunmuştu. Eksen dönme dönemi olarak bizim hesapladığımız değer, *Gronbech* tarafından verilen 520 yıldan %7 daha kısadır.

### 3. Kuramsal Değerler ve Sonuçlar

İkinci minimumdaki kayma miktarı,

$$(t_2 - t_1) - 1/2 P_a = eP_a/\pi (1 + \text{cosec}^2 i) \cos(\omega_0 + E\omega) \quad (8)$$

bağıntısıyla bulunabilir (*Tsesevich*, 1973).  $\omega_{rel} = 0.000863$  bulunmuştu. (8) denkleminde  $\omega$ 'nin bu değeri konularak genel görelilik nedeniyle iki minimum zamanı arasındaki zaman farkının çevrim sayısına bağlı olarak nasıl değişeceği hesaplanmıştır.

Bileşenlerin kuramsal iç yapı sabitleri *Claret ve Gimenez* (1991)'in konvektif fırlatma ve kütle kaybını da göz önüne alan gelişim modellerinden alınmıştır. Bileşenler anakol A0 ve A3 tayf türü olarak sınıflandırıldığına göre etkin sıcaklıkları sırasıyla 9600 ve 8750 K olmalıdır. Kütle ve sıcaklık değerleri göz önüne alınarak gelişim modellerinden  $k_2$ (kuramsal) = 0.003402 bulunmuştur. Enberinin boylamındaki değişme (7) bağıntısından  $\omega_{kla}$ (kuramsal) = 0.00412 olarak elde edilmiştir. Genel görelilik ve klasik terimlere karşılık gelen enberinin boylamındaki değişmeler (8) bağıntısıyla hesaplanarak Şekil 2 de gözlenen değişimle karşılaştırılmaktadır. Gözlemlenilen değer kuramsal olarak bulunan değerden %30 dolayında daha büyüktür. Kuramsal modeller merkeze doğru yoğunlaşmayı daha yüksek göstermektedir. Enberinin boylamının kuramsal değişimine göre eksen dönme döneminin 623 yıl dolayında olması gerekmektedir.

*Bu çalışmayı destekleyen E.Ü araştırma Fon Saymanlığı'na içten teşekkürlerimizi sunarız.*

***Kaynaklar***

Cristaldi, S.: 1970, Astron. Astrophys. 5,228

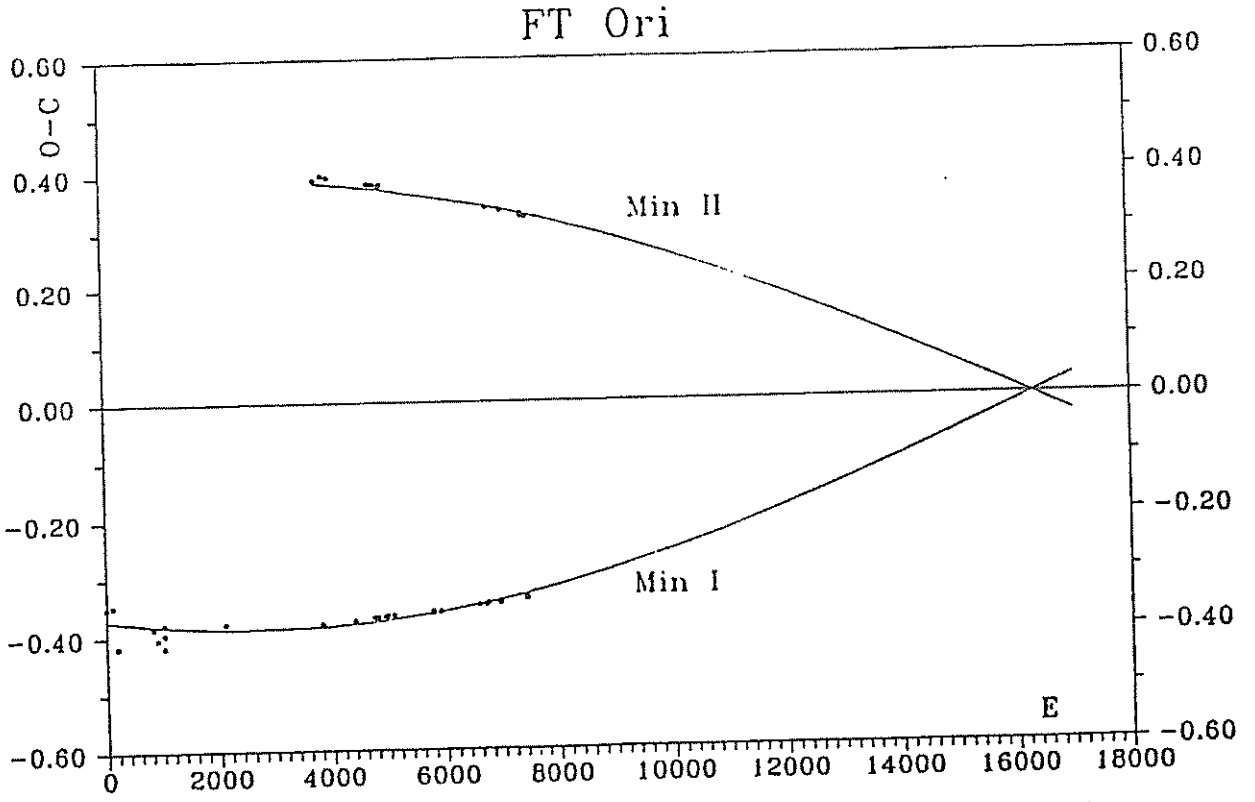
Gronbech, B.: 1974, Astron. Astrophys. 37, 435

Wolf, M.: 1974, Astron. Astrophys. 286, 875

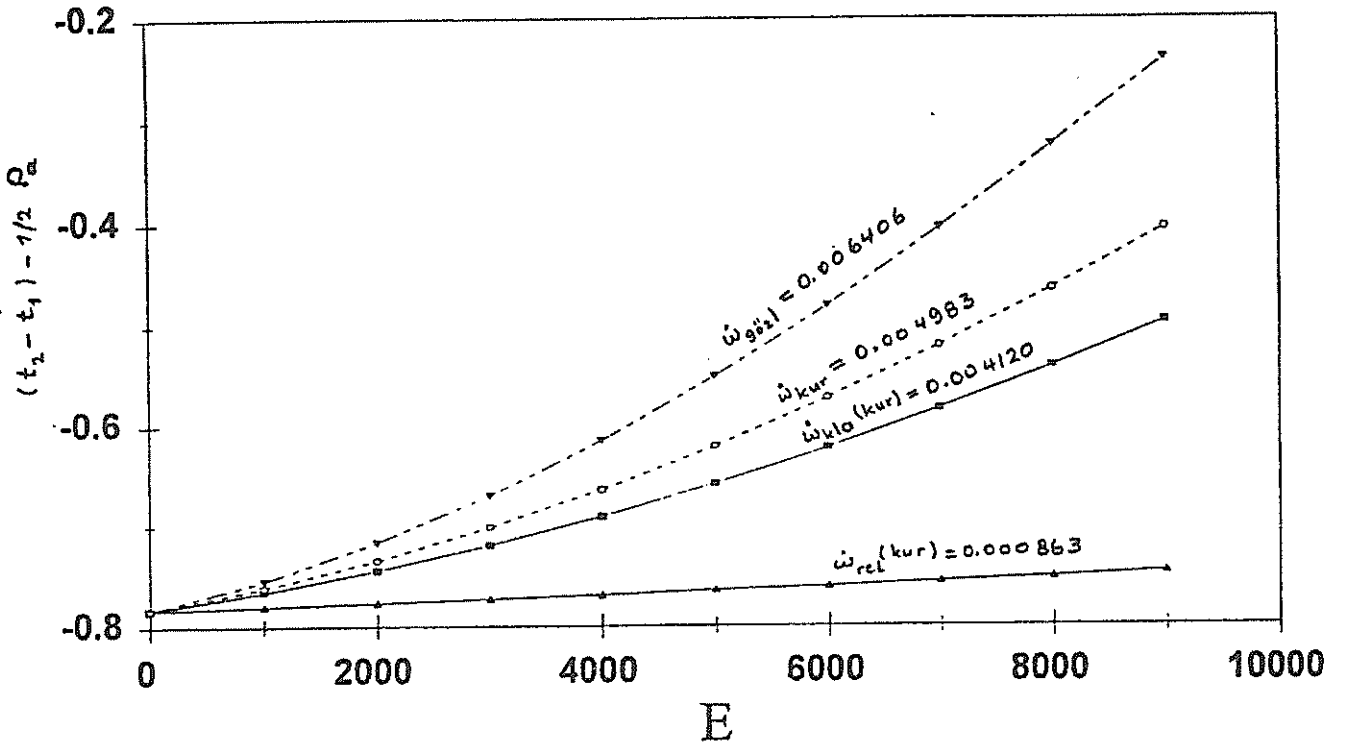
Kopal, Z.: 1978, Dynamics of Close Binary Systems, Dordrecht, Reidel

Tsesevich, : 1973, Eclipsing Variable Stars, 281.

Claret, A., Gimenez, A.: 1991, Astron. Astrophys. Suppl. Ser. 87, 507



Şekil 1. Baş ve yan minimum zamanlarının çevrim sayısına göre değişimi. Noktalar gözlemleri, sürekli çizgi de hesaplanan değişimi gösterir.



Şekil 2. Yan minimumun baş minimuma göre yer değiştirmesi.

## EG Cep Örtlen Çift Yıldızının Fotometrik Analizi

Ahmet ERDEM, Ömür GÜLMEN, Cengiz SEZER,  
Ömer Lütfi DEĞİRMENÇİ, Ahmet DEVLEN

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

### Özet

EG Cep örtlen çift yıldızının Ege Üniversitesi Gözlemevinde B ve V renklerinde elde edilen fotoelektrik ışık eğrileri Wilson-Devinney yöntemiyle çözümlenmiştir. Çözüm sonuçlarına göre çift, yoldaşı Roche lobunu doldurmuş yarı-ayrık bir sistemdir. Sistemin dönem sorunu incelenmiş ve dönemin arttığı bulunmuştur.

**Anahtar Kelimeler:** Örtlen çift yıldızlar, fotoelektrik fotometri, fotometrik analiz.

### Photometric Analysis of the Eclipsing Binary Star EG Cep

#### Abstract

Photoelectric light curves of the eclipsing binary EG Cep were obtained at the Ege University Observatory and analyzed by the method of Wilson-Devinney. According to the results of solutions, the system is a semi-detached binary and the secondary component fills its Roche lobe. The period problem of the system was investigated and it is found that the period is increasing.

**Keywords:** Eclipsing binaries, photoelectric photometry, photometric analysis.

#### I. Giriş

EG Cep (BD +76°790 = HD 194089 = BV 200,  $m_{pg}=9^m.1$ , tayf türü: A3) yıldızının 0.54 gün dönemli bir örtlen çift olduğu 1958 yılında Strohmeier tarafından bulunmuştur. Daha sonra fotoelektrik olarak gözlenerek  $\beta$  Lyrae tipi bir ışık eğrisine sahip olduğu ortaya konmuştur (Geyer, 1961). Baş ve ikinci minimum derinlikleri,

sırasıyla  $\sim 1^m.0$  ve  $\sim 0^m.3$  dir. Bu yıldız Geyer (1961), Cochran (Wood, 1971), Van der Wall ve arkadaşları (1972), Kaluzny ve Semeniuk (1984) tarafından fotoelektrik olarak gözlenmiştir. Kaluzny ve Semeniuk elde ettikleri ışık eğrilerine Wilson-Devinney yöntemini uygulayarak EG Cep örten çiftinin geometrik ve fiziksel parametrelerini belirlemişler ve sistemin hemen hemen değen bir çift olduğunu vurgulamışlardır. Sistem, son zamanlarda bir çok araştırmacı tarafından gözlenerek, çok sayıda minimum zamanı verilmiştir. Kaluzny ve Semeniuk, çiftin yörünge dönemini de incelemişler ve yalnızca fotoelektrik baş minimum zamanlarını kullanarak ve parabolik bir dönem değişimini kabul ederek,

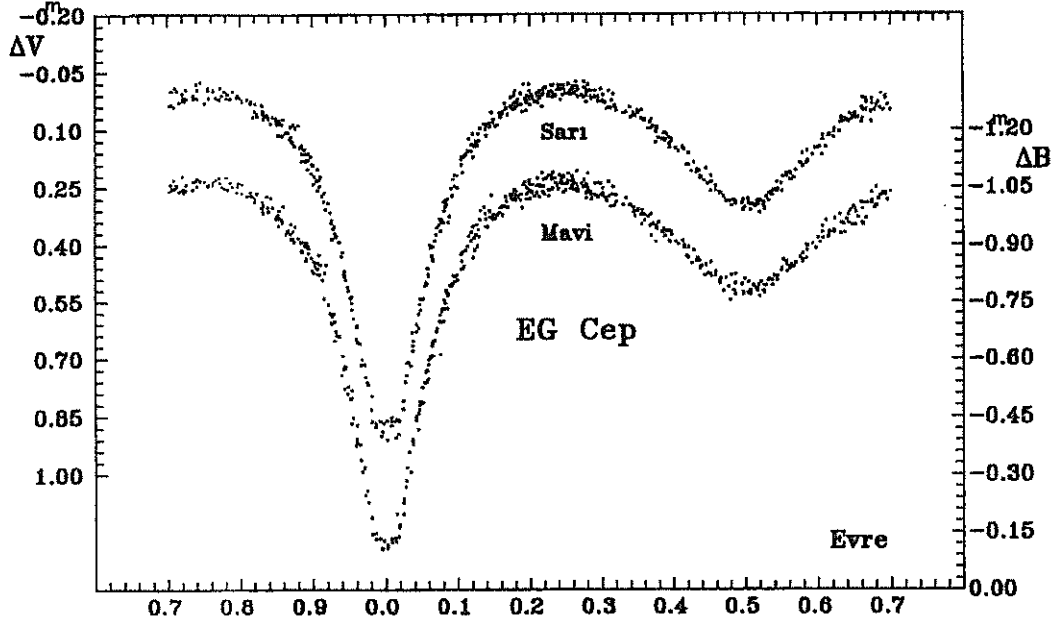
$$\text{Hel Min I JD} = 2445580.5484 + 0^s.54462296^{\circ}E + 0^s.820 \cdot 10^{-10} \cdot E^2 \\ \pm 12 \quad \pm 87$$

biçiminde ikinci mertebeden terim içeren ışık öğelerini vermişlerdir. Wolf ve Diethelm (1992), ışık öğelerini yeniden hesaplamışlar, ikinci dereceden terim içeren öğelerin daha uygun olduğunu ve dönemin yavaşça arttığını belirlemişlerdir.

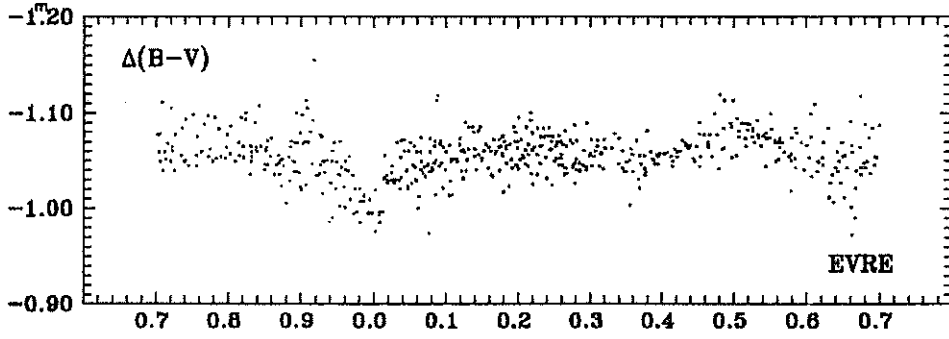
## II. Materyal ve Metod

EG Cep örten çift yıldızı, Ege Üniversitesi Gözlemevinde 1991-1992 gözlem sezonlarında fotoelektrik olarak gözlenmiş, B ve V renklerinin herbirinde 550 şer nokta ile ışık eğrileri elde edilmiştir. Gözlemlerde 48 cm lik Cassegrain teleskobu ve ona bağlı EMI 9781 A fotokatlandırıcı tübü kullanılmıştır. Mukayese yıldızı olarak BD +76°0791, denet yıldızı olarak da BD +76°0789 yıldızları seçilmiştir. Gözlemler süresince mukayese yıldızının parlaklığının değişmediği saptanmıştır. Mukayese yıldızının gözlemlerinden her gözlem gecesi için B ve V renklerinde ayrı ayrı sönükleştirme katsayıları hesaplanarak atmosfer sönükleştirme düzeltmeleri yapılmış ve gözlemler Güneş merkezine indirgenmiştir. Tüm gözlemleri temsil eden ışık ve renk eğrileri sırasıyla Şekil 1 ve Şekil 2 de görülmektedir.

Işık eğrileri tipik  $\beta$  Lyrae türündendir. Şekil 1, daha önceki gözlemcilerin belirttiği gibi, her iki minimumda da sabit ışıklı evre göstermektedir. Ancak, yan minimumdaki tutulma süresinin baş minimumdaki tutulma süresinden daha büyük olduğu görülmektedir. Öte yandan sistemin Şekil 2 deki  $\Delta(B-V)$  görelî renk eğrisine



**Şekil 1.** EG Cep'in 1991-1992 gözlem dönemlerinde elde edilen B ve V renklerindeki ışık eğrileri.



**Şekil 2.** EG Cep'in 1991-1992 gözlem dönemlerinde elde edilen  $\Delta(B-V)$  görelî renk eğrisi.

bakıldığında birinci minimumda  $\Delta(B-V)$  azalmakta, dolayısıyla bir kızılşma meydana gelmektedir. İkinci minimumda ise sistemin ışığı az da olsa bir miktar mavileşme göstermektedir. Baş minimumdaki belirgin kızılşma, yoldaşın baş yıldız göre daha geri tayf türünden olduğunu, fotometrik olarak, göstermektedir.

Yakın çiftlerin ışık eğrisi çözümlerinde en başarılı ve en çok kullanılan yöntemlerden birisi Wilson-Devinney (1971) yöntemidir. Yöntemin 1992 tarihine kadar yapılan tüm düzenleme ve gelişmeleri içeren en yeni biçimi Wilson (1992) dan sağlanmış ve çözümlerde kullanılmıştır. Yöntem, örten çift sistemine ilişkin geometrik ve fiziksel parametreleri diferensiyel düzeltme yoluyla hesaplar. Bu yönteme göre yıldızların yüzeyleri eşpotansiyelli kabul edilir. Kuramsal ışık eğrisi; yörünge eğikliği ( $i$ ), yörünge dışmerkezliği ( $e$ ), enberi argumanı ( $\omega$ ), kütle oranı ( $q=m_c/m_h$ ), yüzey potansiyelleri ( $\Omega_{h,c}$ ), akı ağırlıklı ortalama yüzey sıcaklıkları ( $T_{h,c}$ ), normalize edilmemiş tek renk ışıtmaları ( $L_{h,c}$ ), lineer kenar kararım katsayıları ( $\chi_{h,c}$ ), çekim kararım üsleri ( $g_{h,c}$ ) ve bolometrik albedolar ( $A_{h,c}$ ) parametrelerinin fonksiyonu olarak hesaplanır ve gözlemlerle en iyi uyuşmayı sağlayacak parametreler ard ardına yaklaşımlar (iterasyon) ile bulunur. Burada  $h$  ve  $c$  indisleri sırasıyla sıcak (hotter) ve soğuk (cooler) bileşenler için kullanılmıştır.

### III. Bulgular

#### (i) Dönem Değişimi

Gözlemler boyunca elde edilen altı baş ve dört yan minimum zamanına literatürden bulunabilen görsel, fotografik ve fotoelektrik minimum zamanları da katılarak ağırlıklı en küçük kareler yöntemiyle ışık öğeleri yeniden hesaplanmış ve Erdem ve arkadaşları (1993) tarafından yayınlanmıştır. O-C değişimi bir parabol eğrisi olup ikinci dereceden terim içeren yeni ışık öğeleri şöyledir:

$$\text{Hel Min I JD} = 2442594.3842 + 0^s.54462206E + 0^s.473 \cdot 10^{-10} \cdot E^2.$$

$\pm 4 \qquad \qquad \pm 5 \qquad \qquad \pm 35$

Bu öğelere göre sistemin yörünge dönemi artmaktadır. Dönemdeki artış miktarı  $0.55 \pm 0.04$  saniye/yüzyıl olarak hesaplanmıştır. Şekil 1 deki evreler, ikinci dereceden terim içeren yukarıdaki bağıntı kullanılarak hesaplanmıştır. Şekil 1 de görüldüğü gibi Min I tam sıfır evreye oturmaktadır.

## (ii) Işık Eğrilerinin Çözümü

EG Cep'in fotometrik analizi için çalıştırılan Wilson-Devinney programında (Wilson, 1992), B ve V renk bölgelerinin herbirindeki 550 gözlem noktasından oluşturulan 59 normal nokta kullanıldı. Wilson-Devinney programında örten çift yıldızlara uygulanabilen sekiz ayrı MODE vardır. Bunlar, çift yıldızın fiziksel ve geometriksel özelliklerine bağlı olarak kullanılır. Örneğin MODE 2 ayrık çiftlere, MODE 4 birinci bileşeni, ve MODE 5 ikinci bileşeni Roche lobunu doldurmuş yarı-ayrık çiftlere, MODE 6 ise her iki bileşeni de Roche lobunu doldurmuş değen çiftlere uygulanmaktadır. Çözümlerde, EG Cep için ikinci bileşeni Roche lobunu doldurmuş yarı-ayrık çift sistemi tanımı yapıldığından dolayı, MODE 5 seçildi.

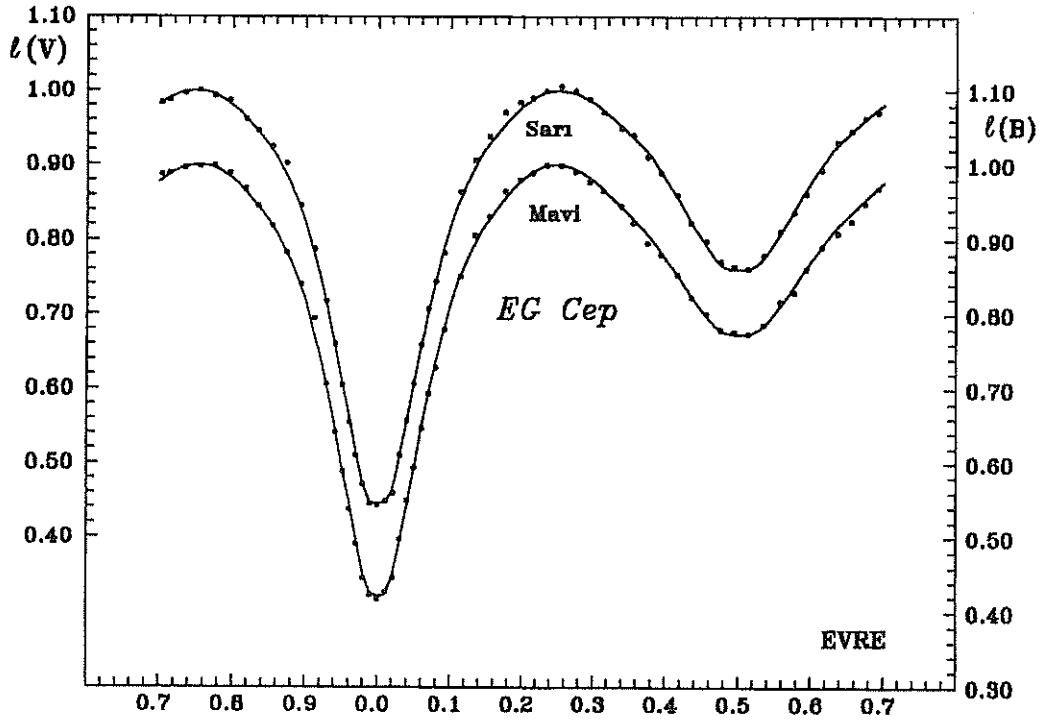
HD kataloğunda EG Cep'in tayf türü A3 olarak verilmektedir. Bu tayf türüne karşılık gelen etkin sıcaklık, Popper (1980) in çalışmasından 8560 K olarak bulundu. Bu değer, EG Cep'in ışık eğrilerinin çözümünde, sistemin baş yıldızının akı ağırlıklı ortalama yüzey sıcaklığı olarak alındı. Kenar kararırma katsayıları ise Al-Naimiy (1978) den seçildi. Çekim kararırma üsleri ve bolometrik albedolar seçilirken, bileşenlerin sıcaklıkları gözönüne alınarak, başyıldızın radyatif ve yoldaşın ise konvektif atmosferlere sahip oldukları kabul edilmiştir (bkz. Lucy, 1967; Rucinski, 1969). Bu parametreler, çözümlerin iterasyonu süresince sabit tutulmuştur.

Wilson-Devinney yöntemi Roche geometrisini kullandığından çözümler kütle oranına çok duyarlıdır. EG Cep için literatürde spektroskopik bir kütle oranı verilmemektedir. Ancak Kaluzny ve Semeniuk (1984) çalışmalarında fotometrik q-taraması yapmışlar ve kesin olmamakla birlikte q kütle oranı için 0.5 değerini vermişlerdir. Bu yüzden çalışmamızda EG Cep'in kütle oranına başlangıç değeri olarak 0.5 seçilmiştir. Böylece EG Cep'in fotometrik analizi için seçilen Wilson-Devinney yöntemi (1992 versiyonu), karacisim ışınımı, lineer kosinüslü kenar kararırma ve basit yansıma yasalarının geçerliği varsayımı altında, B ve V ışık eğrilerinin hem ayrı ayrı hem de ortak çözümlerini elde etmek için çalıştırıldı. Elde edilen sonuçlar Çizelge I de, kuramsal eğrilerin normal gözlem noktalarıyla karşılaştırılması da Şekil 3 ve Şekil 4 te verilmektedir. Şekillerden görüldüğü gibi kuramsal eğriler ve gözlemler çok iyi uyumaktadır.

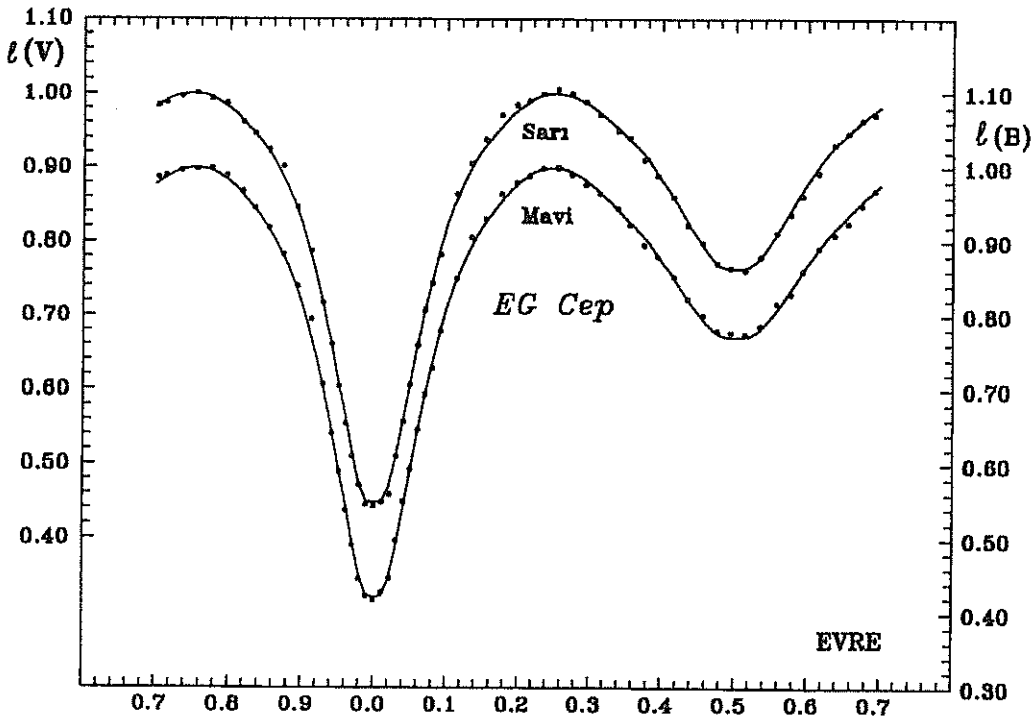


Çizelge I. EG Cep için Wilson-Devinney yöntemi ile elde edilen sonuçlar.

Parametre	B	V	B&V
i	85°.04 ±5	85°.13 ±2	85°.2 ±1
$\chi_h$	0.639	0.505	0.639 (B), 0.505 (V)
$\chi_c$	0.882	0.710	0.882 (B), 0.710 (V)
$A_h$	1.0	1.0	1.0
$A_c$	0.5	0.5	0.5
$g_h$	1.0	1.0	1.0
$g_c$	0.32	0.32	0.32
$T_h$	8560 K	8560 K	8560 K
$T_c$	5527 K ±34	5559 K ±22	5544 K ±21
$\Omega_h$	2.8816 ±47	2.8881 ±41	2.8813 ±36
$\Omega_c$	2.8482	2.8678	2.8544
q	0.486 ±2	0.496 ±2	0.489 ±2
$L_h/(L_h+L_c)$	0.942 ±3	0.910 ±2	0.941 (B), 0.911 (V) ±2 ±2
$L_c/(L_h+L_c)$	0.058	0.090	0.059 (B), 0.089 (V)
$r_h$ (pole)	0.4111	0.4116	0.4117
$r_h$ (point)	0.5212	0.5309	0.5261
$r_h$ (side)	0.4357	0.4365	0.4364
$r_h$ (back)	0.4615	0.4631	0.4626
$r_c$ (pole)	0.2975	0.2991	0.2980
$r_c$ (point)	0.4263	0.4284	0.4270
$r_c$ (side)	0.3105	0.3122	0.3110
$r_c$ (back)	0.3430	0.3447	0.3435
$\Sigma W(O-C)^2$	0.0029	0.0020	0.0052



Şekil 3. EG Cep örten çift sisteminin Wilson-Devinney yöntemi ile B ve V renklerinde yapılan bağımsız çözümlerden elde edilen kuramsal eğrilerin normal gözlem noktalarıyla karşılaştırılması.

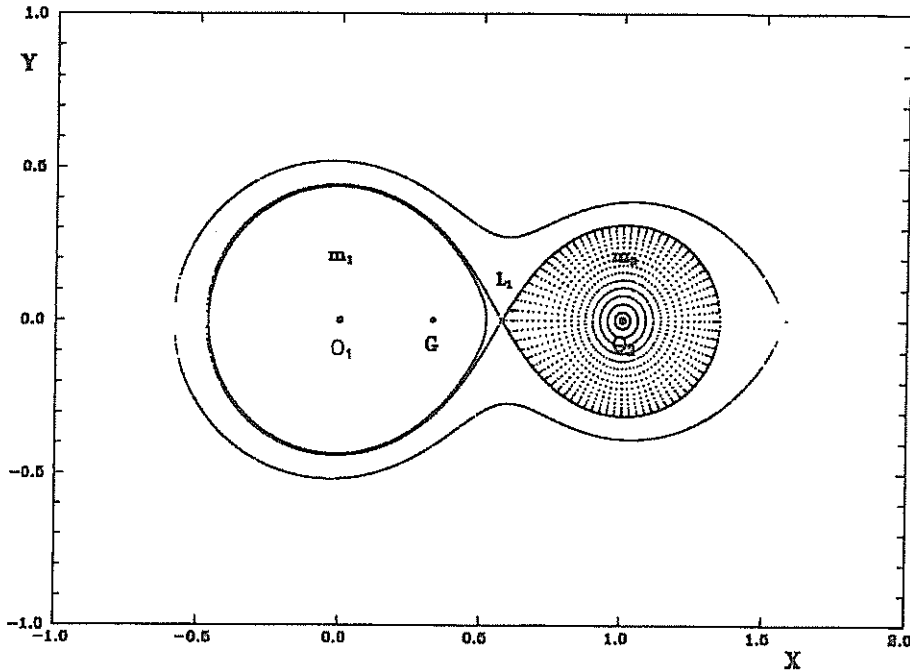


Şekil 4. EG Cep örten çift sisteminin Wilson-Devinney yöntemi ile B ve V renklerinde yapılan ortak çözümlerden elde edilen kuramsal eğrilerin normal gözlem noktalarıyla karşılaştırılması.

#### IV. Tartışma ve Sonuç

Bu çalışmada EG Cep örten çift yıldızının yörünge döneminin parabolik karakterde değiştiği bulunmuştur. Sistemin yörünge dönemi sorununu inceleyen önceki yazarlara göre parabolik değişimi doğuran neden sistemde yoldaştan baş yıldıza yapılan kütle atımıdır. Bu varsayımdan hareketle bu çalışmada gözlemlenilen dönem değişimi  $\frac{\dot{P}}{P} = 1.17 \cdot 10^{-7} \text{ yıl}^{-1}$  için ikinci bileşenin kütle kaybetme hızı  $\sim 1 \cdot 10^{-7} m_{\odot} \text{ yıl}^{-1}$  olarak hesaplanmıştır.

Sistemin fotometrik analizi Wilson-Devinney programının 1992 versiyonu kullanılarak yapılmıştır. Elde edilen sonuçlara göre sistemin Roche geometrisi de hesaplanmış ve Şekil 5 te çizilmiştir. Bu konfigürasyonda ikinci bileşen kendi Roche lobunu tamamen doldururken birinci bileşen ise kendi Roche lobunu %99.1 oranında doldurmuştur. Böylece sistem her ne kadar yarı-ayrık ise de değen sistem olmaya çok yakın konumda gözükmektedir. Ayrıca ikinci bileşenin sıcaklığının birinci bileşeninkinden çok daha küçük olduğu bulunmuştur. İkinci bileşenin anakol yıldızı olduğu varsayılırsa, onun sıcaklık değeri Popper (1980) e göre G6-G7 tayf türlerine karşı gelmektedir. Sistemin tayfsal analizi yapılmadığı için salt öğelerin hesaplanmasına girilmemiştir.



Şekil 5. EG Cep'in,  $q=0.489$  için, Roche Modeli konfigürasyonu.

### **Kaynaklar**

Al-Naimiy, H.M.: 1978, *Astrophys. & Space Sci.*, **53**, 181.

Erdem, A., Kılınç, B., Değirmenci, Ö.L., Gülmen, Ö., Sezer, C., and Güdür, N.: 1993, IAU IBVS, No.3915.

Geyer, E.: 1961, *Z. Astrophys.*, **51**, 79.

Kaluzny, J., and Semeniuk, I.: 1984, *Acta Astron.*, **34**, 433.

Lucy, L.B.: 1967, *Z. Astrophys.*, **65**, 89.

Popper, D.M.: 1980, *Ann. Rev. Astron. Astrophys.*, **18**, 115.

Rucinski, S.M.: 1969, *Acta Astron.*, **19**, 245.

Strohmeier, W.: 1958, *Kl. Veröff. Bamberg*, **21**, 22.

Van der Wall, P.B., Nagel, C., Voordes, H.R., and de Boer, K.S.: 1972, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.*, **6**, 131.

Wilson, R.E., and Devinney, E.J.: 1971, *Astrophys. J.*, **166**, 605.

Wilson, R.E.: 1992, private communication.

Wolf, M., and Diethelm, R.: 1992, *Acta Astron.*, **42**, 363.

Wood, D.B.: 1971, *Astron. J.*, **76**, 701.

# WZ Cygni Örtün Çift Sisteminin Yeni Işık Eğrisi ve Fotometrik Analizi

Zekeriya Müyesseröglü

A.Ü.F.F. Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 06100 Tandoğan, Ankara  
E-mail : muyes@dione.astro.science.ankara.edu.tr

**Özet.**  $\beta$  Lyrae türü örtün değişen olan WZ Cyg, Ankara Üniversitesi Gözlemevinde, B ve V bandlarında dört gece gözlemlendi. Gözlemlerden iki yeni minimum zamanı elde edildi ve efemeris düzeltildi. Gözlemlerin Wilson-Devinney programı ile yapılan analizinden, bileşenlerin kendi Roche şişimlerini hemen hemen doldurmakta oldukları görüldü.

**Anahtar Kelimeler:** etkileşen çiftyıldızlar,  $\beta$  Lyrae türü ışık eğrisi, fotometrik çözüm

## New Light Curves and Photometric Analysis of the Eclipsing Binary System WZ Cygni

**Abstract.** The photoelectric B and V observations of the  $\beta$  Lyrae-type eclipsing binary WZ Cyg were made on four nights at the Ankara University Observatory. Two new epochs of minimum light were determined and improved ephemeris is given. Analysis of the observations with the Wilson-Devinney program shows that the components almost filling their Roche lobes.

**Key words:** interacting binaries,  $\beta$  Lyrae-type light curve, photometric solution

### 1. Giriş

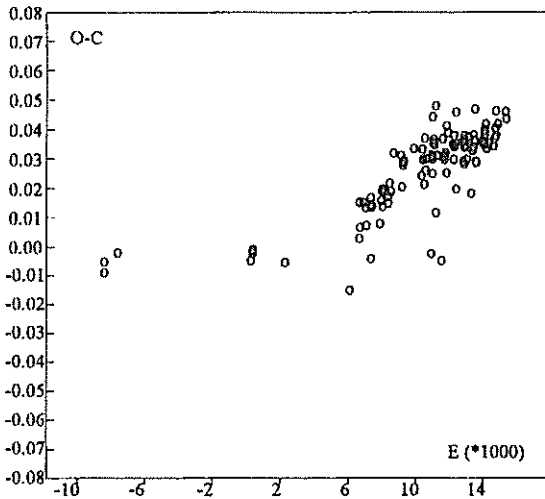
WZ Cyg (BD+38° 4262) örtün çift sistemi 0<sup>d</sup>.58446 dönemli  $\beta$  Lyrae türü ışık eğrisine sahiptir. GCVS'de sistemin maksimum ve minimum parlaklıkları 10<sup>m</sup>.5 ve 11<sup>m</sup>.5 olarak verilmektedir. Bu örtün çift, fotometrik olarak ilk kez Shapley (1915) ve Nijland (1923) tarafından gözlemlendi, ancak uzun süre ihmal edildi (Koch ve ark., 1979). Shapley maksimum ışık düzeyleri arasında asimetri olduğunu gördü. Kurzemniece (1950) tarafından fotoğrafik, Hanzl (1991) ve Rovithis ve ark (1996) tarafından da fotoelektrik minimum zamanları yayınlandı. Brancewicz ve Dworak (1980), değen olarak sınıfladığı sistemin ana ve yoldaş bileşenleri için kütle ve yarıçapları sırasıyla, 1.81M<sub>☉</sub>, 0.90M<sub>☉</sub> ve 2.05R<sub>☉</sub>, 1.52R<sub>☉</sub> olarak verdi. Ancak aynı çalışmada verilen bileşenler arası uzaklık gözönüne alındığında (a=4.11R<sub>☉</sub>) ikinci bileşen Roche şişimi içinde iken ana bileşen kendi şişimini aşmış görülmektedir. WZ Cyg, değen sistemlerin evriminin araştırılmasında, değmeye yakın sistemlerin önemi açısından Shaw (1990, 1994) tarafından dikkat çekilen bir örtün çiftidir. Ana bileşenin tayf türü olarak, literatürde A0 dan K0' a kadar çeşitli değerlerle karşılaşılmıştır, ağırlık FOV üzerindedir. Yukarıda söz edilen çeşitli çalışmalarda sistemin uzaklığı 260 ile 714 pc olarak verilmektedir.

## 2. Gözlemler

WZ Cyg, Ankara Üniversitesi Gözlemevi'nde 1995 yılında 4 gece (18/19, 20/21 Temmuz ve 8/9, 12/13 Ağustos), standart UBV sistemine yakın B ve V filtrelerinde gözlemlendi. 30 cm Maksutov teleskobu ve ona bağlı SSP5-A fotometre başlığı ile yapılan gözlemlerden her bir bantta 418 veri elde edildi. Sırasıyla, mukayese ve denet yıldızları olarak seçilen BD+38° 4264 ile BD+38° 4266 gözlemlerinden mukayesede herhangi bir değişime rastlanmadı. Işık eğrilerinin fark hataları B'de 0.020, V'de 0.030 olarak hesaplandı. Mukayese yıldızından hesaplanan birinci derece atmosfer sönmüleme katsayıları kullanılarak değişen-mukayese farkları hesaplandı ve gözlem zamanları Güneş merkezine indirildi. Elde edilen ışık eğrilerinden, Kwee ve van Woerden (1956) yöntemi bulunan iki tane yeni minimum zamanı Çizelge-1'dedir. Burada son sütun, Khoplov (1985) (GCVS)'de verilen  $T_0 = 2440825.475$  ve  $P=0.^d5844659$  ışık elemanları ile olan farkı göstermektedir.

Çizelge-1

Hel JD 2440000+	Olası Hata	Min. Türü	E	O-C
9917.4720	±0.0004	I	15556	0.04543
9938.5103	±0.0003	I	15592	0.04299



Şekil-1. WZ Cyg için O-C

WZ Cyg'nin toplanan minimum zamanlarının çoğu BBSAG'da yayınlanmış görsel gözlemlerdir (10 tane fotoelektrik, 3 tane fotoğrafik ve 97 tane görsel). Bu gözlemler ve GCVS'de verilen ışık elemanları ile oluşturulan O-C grafiği Şekil-2'de verildi. Işık elemanları (en azından 1980 Eylül den sonrası için kullanılmak üzere)

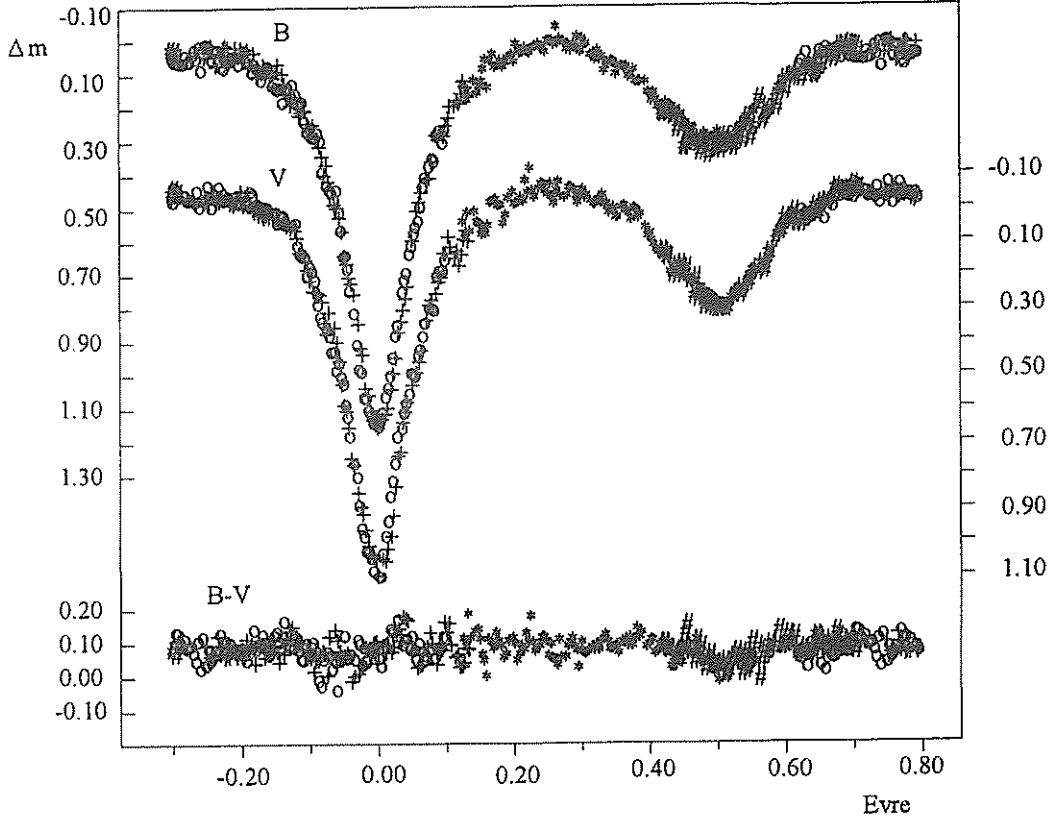
$$\text{HJD Min I} = 2440825.4613 + 0.58446953 * E$$

$$\pm 83 \quad \pm 33$$

şeklinde lineer olarak düzeltildi ve yeni gözlemler buna göre evrelendirildi. 1995 yılında elde edilen ışık ve renk eğrileri Şekil-2'de

görülmektedir.

Işık eğrilerinin maksimumlarındaki simetri, birinci maksimumun B filtresinde  $0^m.012$  daha parlak, V filtresinde  $0^m.006$  daha sönük olarak kendini göstermektedir (birinci maksimum ana minimumu takip eden toplam sistem parlaklığıdır). Ayrıca ikinci minimumda hızlı bir iniş kolu ve daha yavaş yayvan bir çıkış kolu ile bir asimetri de hissedilmektedir.



Şekil-2. WZ Cyg'nin ışık ve renk eğrileri (farklı semboller gözlem gecelerini göstermektedir).

### 3. Fotometrik Çözümler

Örten çiftin fotometrik çözümünü yapmak için, Wilson-Devinney (WD) programının geliştirilmiş 1983 sürümü kullanıldı. Bunun için, I. minimum civarında daha sık olmak üzere, B ve V ışık eğrilerinin herbirinden 50'şer normal nokta elde edildi. Ana bileşenin tayf türü F0V alınarak sıcaklığı 7240 °K olarak tayin edildi (Zombeck, 1990). Al-Naimiy (1978)'den lineer kenar kararım katsayıları B için  $x_1=0.756$ ,  $x_2=0.927$ ; V için  $x_1=0.590$  ve  $x_2=0.734$  belirlendi. Bileşenlerin yansıma ve çekim kararım sabitleri  $A_1=1.0$ ,  $A_2=0.5$ ,  $g_1=1.00$  ve  $g_2=0.32$  olarak kuramsal değerler kabul edildi. Sistemin elde edilmiş bir dikine hız eğrisi olmadığından WD' de sadece B ve V gözlemleri eşzamanlı olarak hesaba katıldı. Bazı parametreler arasında tam bir korelasyonun olması nedeniyle, serbest bırakılacak parametreler alt takımlara ayrılarak her biri için ayrı ayrı iterasyon işlemi uygulandı (Wilson ve Biermann, 1976).

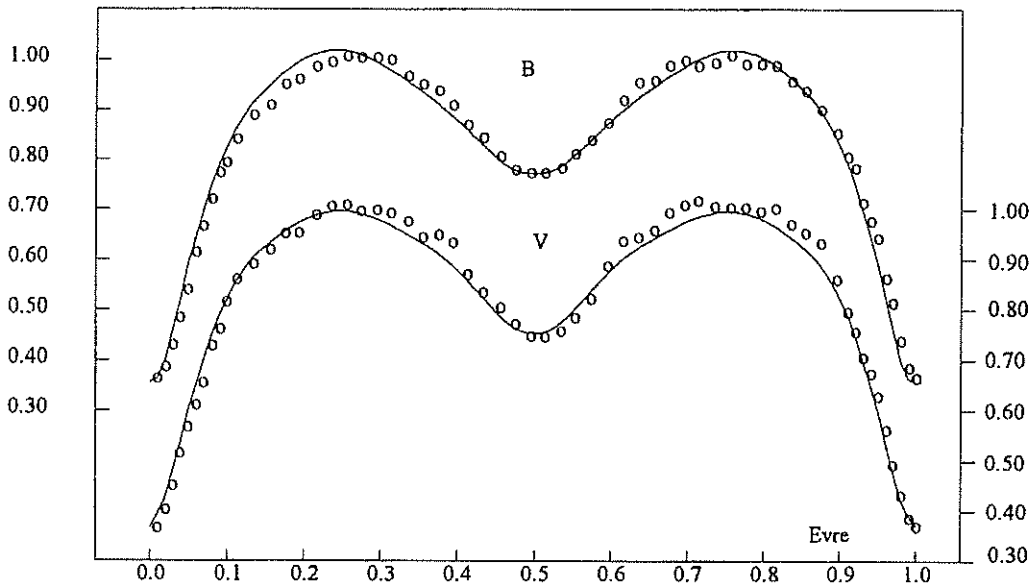
WZ Cyg örten çiftinin ışık eğrisinin  $\beta$  Lyr türü olması, sistemin yarı-ayrık olabileceğinin göstergesidir. Çözümlere ikinci bileşenin Roche şişimini doldurduğu düşüncesi ile (mode 5) başlandı, ancak bir kaç ardışık yineleme sonra hesaplar ayrık yapıya doğru götürdü. Ayrıca Brancewicz ve Dworak (1980)'ın önerdiği gibi sistemin degen olabileceği varsayımdan yola çıkıldığında, kuramsal değerlerin gözlemleri doğru olarak temsil etmediği görüldü (Lucy ve Wilson 1979 bileşen sıcaklıkları çok farklı olan degen sistemlerin varlığını ortaya koymuşlardır). Ayrık çift çözümleri için (mode 2 ile) yapılan parametre aramaları sırasında gözlemlerle daha uyumlu sonuçlar elde edildi. Kuramsal çözüm değerleri (olası hataları ile beraber) Çizelge-2'de sunuldu.

Burada sistemin ayrık olmasına karşın her iki bileşenin de kendi Roche şişimlerine çok yakın oldukları görülmektedir. Gözlemsel normal noktalar ile kuramsal eğri de Şekil-3'dedir.

Çizelge-2

Parametre	Bileşen 1		Bileşen 2	
	Değer	Olası hata	Değer	Olası hata
T (°K)	7240		4647	±42
A	1.0		0.5	
g	1.00		0.32	
$x_B$	0.756		0.927	
$x_V$	0.590		0.734	
$\Omega$	3.071	±0.007	3.076	±0.011
$L_1/(L_1+L_2)_B$	0.937	±0.051	0.063	
$L_1/(L_1+L_2)_V$	0.885	±0.065	0.115	
$r_{pole}$	0.3939	±0.0002	0.3002	±0.0004
$r_{point}$	0.4896	±0.0014	0.3739	±0.0018
$r_{side}$	0.4154	±0.0003	0.3122	±0.0005
$r_{back}$	0.4406	±0.0005	0.3391	±0.0008

$i$ (°)	86.2	±0.6
$q=m_2/m_1$	0.5715	±0.0038
$\Omega_{iç}$	3.0108	
$\Omega_{dış}$	2.6745	
$\Sigma$	0.0061	



Şekil-3. WZ Cyg için normal ve kuramsal ışık eğrileri. İçi boş yuvarlaklar gözlemsel normal noktaları, düz çizgi ise kuramsal eğriyi temsil etmektedir.



#### 4. Tartışma ve Sonuç

WZ Cyg örten değişen sistemi değmeye oldukça yakındır. Yarıçap belirlenmesinde yapılacak çok küçük bir hata sistemi değen olarak gösterecektir. Aynı tür ışık eğrisine sahip KR Cyg'de de benzer durum görüldü (Müyesseroğlu, 1994). Değen ve değmeye yakın çiftler için yapılan çalışmada, Selam ve Demircan (1994) tarafından verilen k-q bağıntısı  $k=0.76$ 'a karşın 0.56 kütle oranı vermektedir.

Şekil-3'de ikinci minimum kollarında gözlemler ile kuramsal eğri arasında fark görülmektedir, ikinci bileşen için yansıma katsayısı 0.5 den biraz büyük bir değeri kabul edildiğinde fark ortadan kalkmaktadır.

Elde edilen göreceli değerlerden yararlanarak Güneş birimlerinde mutlak boyutlar bulundu (Çizelge-3). Birinci bileşenin kütle, yarıçap ve mutlak bolometrik parlaklıkları Harmanec (1988) bağıntılarından bulundu. İkinci bileşen için tayf türü, sıcaklığına göre, K3-5 olarak tahmin edildi. Demircan ve Kahraman (1991)'de verilen kütle-parlaklık ve kütle-yarıçap bağıntılarına göre ikinci bileşenin yarıçapı kütlelerine göre daha büyüktür. Ana bileşen için hesaplanan  $M_{1V}=2^m.7$  mutlak parlaklığına göre sistemin uzaklığı 260-270 pc civarındadır.

Çizelge-3

	Bil. 1	Bil. 2
Kütle ( $M_{\odot}$ )	1.58	0.90
Yarıçap ( $R_{\odot}$ )	1.63	1.24
Işınım Gücü ( $L_{\odot}$ )	6.59	0.65

#### Kaynaklar:

- Al-Naimiy, H. M., 1978, *Astrophys. and Space Sci.*, **53**, 181  
Brancewicz, H. K., Dworak, T. Z., 1980, *Acta Astronomica*, **30**, 501  
Demircan, O., Kahraman, G., 1991, *Astrophys. and Space Sci.*, **181**, 313  
Hanzl, D., 1991, *IBVS*, No. 3615  
Harmanec, P., 1988, *Bull. Astron. Inst. Czechosl.*, **39**, 329  
Khopolov, P. N., 1985, *General Catalogue of Variable Stars*, 4th edition, Moscow  
Koch, R. H., Wood, F. B., Florkowski, D. R., Oliver, J. P., 1979, *IBVS*, No. 1709  
Kurzemniece, I., 1950, *Trudy Inst. Fiz. i Mat. AN Latv. SSR (Astronomy)*, vyp.2, 123  
Kwee, K. K., van Woerden, H., 1956, *Bull. Astr. Neth.*, **12**, 237  
Lucy, L. B., Wilson, R. E., 1979, *ApJ*, **231**, 502  
Müyesseroğlu, Z., 1994, *Yakın çiftyıldızlarda Yörünge elemanları Çözümü için Wilson-Devinney Yönteminin Uygulanması*, (doktora tezi)  
Nijland, A. A., 1923, *Recherches Astronomiques de l'Observatoire D'utrecht*, No.9  
Rovithis, D., Rovithis-Livaniou, H., Kranidiotis, A., 1996, *IBVS*, No. 4309  
Selam, S. O., Demircan, O., 1994, *Mem. S. A. It.*, **65**, 405  
Shapley, H., 1915, *ontr. from the Princeton Univ. Obs.*, No.3  
Shaw, J. S., 1990, in *Active Close Binaries*, ed. C. İbanoğlu, Kluwer, p.241  
Shaw, J. S., 1994, *Mem. S. A. It.*, **65**, 95  
Wilson, R. E., Biermann, P., 1976, *Astron. Astrophys.*, **48**, 349  
Zombeck, M. V., 1990, *Handbook of Space Astronomy and Astrophysics*, second edition, Cambridge

## BO CVn'nun Işık Eğrisi ve Yörünge Analizi

Berahitdin ALBAYRAK ve Zekeriya MÜYESSEROĞLU

A. Ü. Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü  
06100 Tandoğan-Ankara  
E-mail : albayrak@dione.astro.science.ankara.edu.tr

**Özet:** Bu çalışmada, W UMa türü çift yıldız olan BO Canum Venaticorum'un Mayıs-Temmuz 1992 tarihleri arasında yapılan gözlemleri sunulmuştur. Bu gözlemler, Wilson-Devinney (1983 sürümü) programı ile analiz edilerek sistemin değen olduğu belirlendi. Ayrıca fotometrik kütle oranı  $q \sim 0.21$  olarak bulundu. BO CVn sisteminin örten-değişen olduğunun daha yeni belirlenmiş olmasından dolayı dönem değişimini inceleyebilmek için gözlenmiş yeterli minimum zamanı yoktur.

**Anahtar kelimeler:** Değen çift yıldızlar - W UMa türü sistem - ışık eğrileri - photometric analiz - temel parametreler - BO CVn

### Light Curve and Orbital Analysis of BO CVn

**Abstract:** We present new observation of the W UMa type binary star BO Canum Venaticorum made between 1992 May and July. Analysis of the observation with the at 1983 improved version of the Wilson-Devinney program shows that the system is contact. The results show that for BO CVn, the photometric mass ratio is  $q \sim 0.21$ . There is not enough minimum times for report of period variation because the system is new.

**Key words:** Contact binaries - W UMa type system - light curves - photometric analysis - fundamental parameters - individual: BO CVn

### 1. Giriş

BO CVn'nin ışık değişimi ilk kez 1980 yılında Oja (1989) tarafından Galaktik Kuzey Kutup bölgesindeki yıldızların fotoelektrik UBV gözlemleri sırasında keşfedildi. Oja (1989) 1980, 1981, 1983 ve 1987 yıllarında yaptığı fotoelektrik gözlemler sonucunda BO CVn sisteminin ilk ışık eğrisini elde ederek yörünge dönemini ( $P=0^d.5174597$ ) belirledi. Ayrıca bu çalışmada, sistemin FO tayf türünden W UMa türü örten değişen olabileceği de belirtilmektedir. BD+41° 2447 olarak anılan bu sistem değişen yıldızların isimlendirilmesinde BO CVn olarak adlandırıldı (Kazarovets and Samus 1990). BO CVn sistemi ile ilgili geçen zaman süresince literatürde yer alan bir başka çalışma bulunmamaktadır. Bu durum dikkate alındığında BO CVn, üzerinde çalışılmamış yeni bir çift yıldız olarak ele alınmaktadır.

## 2. Gözlemler ve Işık Eğrisi

BO CVn çift yıldız sistemi A. Ü. Gözlemevinde Mayıs-Temmuz 1992 tarihleri arasında 12 gece fotoelektrik olarak gözlemlendi. Gözlemler 30 cm'lik Maksutov-Cassegrain teleskobu ve ona bağlı SSP5-A fotometre başlığı (Hamamatsu R1414 fotokatlandırıcı) ile yapılmıştır. Standart UBV süzgeçlerine yakın bantlarda yapılan gözlemlerden; "değişen-mukayese" anlamında 806'şer tane diferansiyel nokta elde edildi. Gözlemlerde mukayese ve denet yıldızları olarak sırasıyla BD +41° 2450 ve BD +41° 2452 yıldızları kullanıldı. Tek bir gözlemin standart hatası U, B ve V bantlarında sırasıyla 0.018, 0.019 ve 0.017 olarak elde edildi. Işık ve renk eğrileri Şekil 1'de görülmektedir. Işık eğrisi, Oja (1989) tarafından verilen ışık elemanları:

$$\text{HJD minI} = 2446895.455 + 0^d .5174597E$$

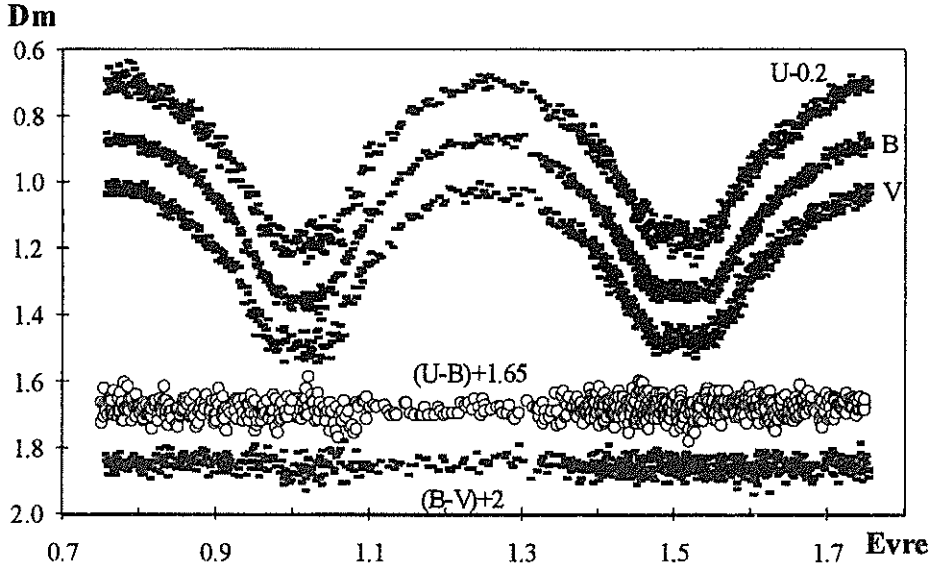
kullanılarak evrelendirilmiştir.

Bu yeni ışık eğrisinde de BO CVn sisteminin W UMa türü bir örtünme çift olduğu görülmektedir. Oja (1989) da olduğu gibi bizim ışık eğrimizde de birinci minimum ikinci minimumdan  $\sim 0.02$  kadar daha derindir. Işık eğrilerinin minimum derinlikleri,  $\Delta_{\text{min}} = \text{min1} - \text{min2}$ ,  $\Delta_{\text{max}} = \text{max1} - \text{max2}$ ,  $D1 = \text{min1} - \text{max1}$  ve  $D2 = \text{min2} - \text{max2}$  farkları cinsinden Çizelge 1'de verilmiştir (max1: birinci minimumun ardından gelen maximumdur).

Çizelge-1

	U	B	V
D1	0.48	0.49	0.47
D2	0.46	0.46	0.46
$\Delta_{\text{min}}$	0.02	0.03	0.02
$\Delta_{\text{max}}$	0.00	0.00	0.01

Şekil 1'deki ışık eğrisinde de görüldüğü gibi birinci minimumda daha büyük olan bileşen örtülmektedir, yani bir "transit" minimumudur. Bu, sistemin A alt-türü W UMa olabileceğini gösterir (Binnendijk 1970). Ayrıca düz ve daha sığ olan ikinci minimum bir "occultation" ile oluşmaktadır. İkinci minimumun tam örtme sonucu oluşması, ana bileşenin tayf türünü belirlememize yardımcı oldu. Bu minimumda sadece sıcak bileşenin standart B-V rengi  $0^m.31$  (standartta dönüşüm katsayısı =1.033 (Müyyesseroğlu 1992) ve  $B-V_{\text{muk}} = 0^m.41$  (Oja 1989) değerleri kullanıldı) olarak elde edildi. Bu değer, baş yıldızın bir anakol yıldızı olabileceği varsayımı ile Zombeck (1990)'e göre FO tayf türüne karşılık gelmektedir.



Şekil 1. BO CVn'nin 1992 yılına ait ışık ve renk eğrileri

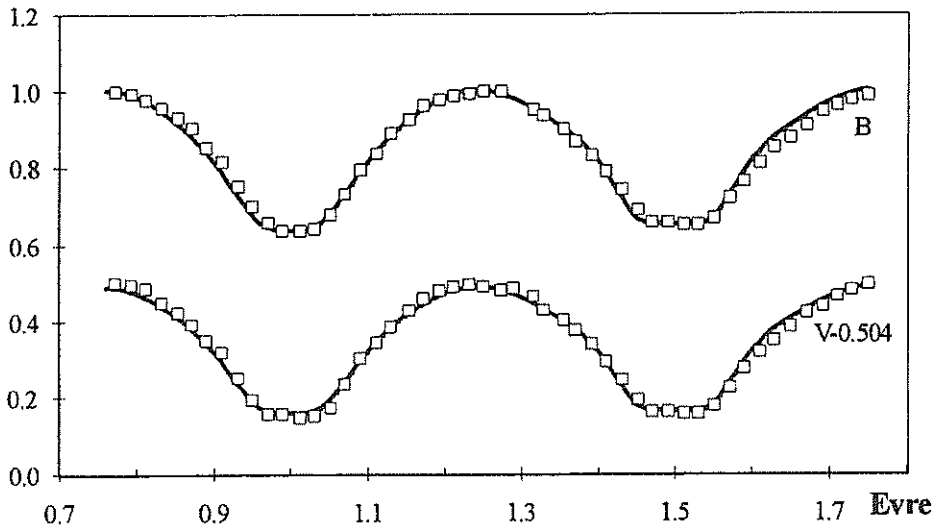
### 3. Yörünge Analizi

B( $\sim 4300\text{\AA}$ ) ve V( $\sim 5500\text{\AA}$ ) bandlarında gözlenen ışık eğrilerinden, 0.02 evre aralıklı sırasıyla 49 ve 50 tane normal nokta oluşturuldu. Çözüm aşamasında başlangıç verileri olarak Bradstreet (1993)'in Binary Maker (ver.2.0) programından yararlanıldı. FO tayf türündeki ana bileşenin sıcaklığı  $7240\text{ }^\circ\text{K}$  olarak Zombeck (1990)'den alındı. Binary Maker'de bu noktalara en iyi uyan kuramsal eğri, A türü W UMa değen sistemlerinin ortalama parametre değerleri ( $q$ ,  $T$ , vb.) kullanılarak, görsel olarak elde edildi. Bu parametreler Wilson-Devinney'in (WD) diferansiyel düzeltme programı için başlangıç değerleri olarak alındı.

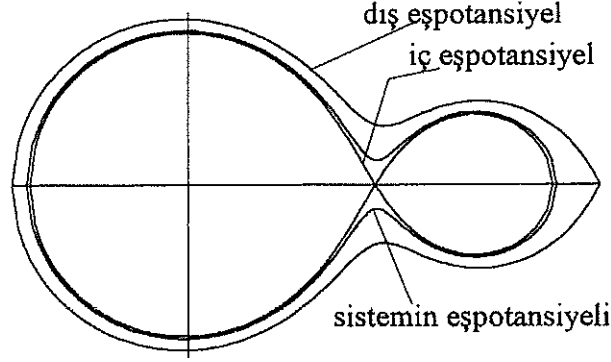
Sistemin bileşenleri için WD'nin geliştirilmiş sürümünde (Wilson and Devinney 1971, Wilson 1979) kenar kararım katsayıları Al-Naimiy (1978)'den  $x_{1B}=x_{2B}=0.76$ ,  $x_{1V}=x_{2V}=0.59$ , yansıma ve çekim kararım katsayıları radyatif atmosfer için  $A_1=A_2=1.0$ ,  $g_1=g_2=1.0$  olarak sabit alındı. Ardışık çözümler sırasında birinci bileşenin sıcaklığı  $T_1=7240\text{ }^\circ\text{K}$ 'de sabit tutuldu. WD analiz programının değen çiftler için olan MODE:3 seçeneği kullanıldı ancak bu mode'da tüm parametreler aynı anda serbest bırakılmadı ( $i$ - $T_1$ ;  $q$ - $L_1$ ;  $\Omega_1$  şeklinde oluşturulan üç grup sırasıyla serbest bırakıldı) (Wilson and Bierman 1976). WD diferansiyel düzeltme programında B ve V bandlarında elde edilen gözlemsel normal noktalar eşzamanlı olarak çözüme alındı. Yaklaşık 100 ardışık yineleme sonunda elde edilen parametreler olası hataları ile birlikte Çizelge 2'de verilmiştir. Bu parametreler ile elde edilen kuramsal ışık eğrileri, gözlemsel normal verilerle birlikte Şekil 2'de, bunlara uyan sistemin geometrik yapısı da Şekil 3'de sunulmuştur.

Çizelge-2

Parametre	Değer	Olası hata
$i$	$87^{\circ}.54$	0.26
$g_1=g_2$	1.0	-
$A_1=A_2$	1.0	-
$x_1=x_2(B)$	0.756	-
$x_1=x_2(V)$	0.59	-
$T_1$	7240	-
$T_2$	7151	10 °K
$q$	0.205	0.001
$\Omega_1=\Omega_2$	2.221	0.006
$L_1/(L_1+L_2)(B)$	0.805	0.017
$L_1/(L_1+L_2)(V)$	0.793	0.016
$r_1(\text{pole})$	0.4910	0.0002
$r_1(\text{side})$	0.5356	0.0004
$r_1(\text{back})$	0.5602	0.0006
$r_2(\text{pole})$	0.2411	0.0014
$r_2(\text{side})$	0.2517	0.0017
$r_2(\text{back})$	0.2902	0.0036
$\Sigma(\text{fark}^2)$	0.0082	-



Şekil 2. BO CV'nın kuramsal ve gözlemsel ışık eğrileri (Sürekli çizgi kuramsal, kare semboller ise normal verilerdir)



Şekil 3. BO CVn'nin geometrik yapısı

#### 4. Tartışma ve Sonuç

Işık eğrisi çözümünde, sistemin W alt-türü W UMa değen çiftlerin parametreleri ile de kuramsal olarak temsil edilip edilemeyeceği Binary Maker ile araştırıldı. İkinci minimumun "occultation" olması nedeniyle böyle bir çözüm olamayacağı görüldü. Şekil 2'den görüleceği gibi kuramsal ve gözlemsel eğri arasındaki uyum oldukça iyidir. Ancak, ikinci minimum çıkış kolunda gözlemsel noktalar kuramsala göre daha düşüktür.

Harmanec(1988)'in kütle-sıcaklık, yarıçap-sıcaklık ve bolometrik parlaklık-sıcaklık bağıntıları kullanılarak BO CVn çift sisteminin bileşenlerine ait salt parametreler ve sistemin uzaklığı hesaplanarak Çizelge 3'de sunulmuştur. Canis Venaticorum (CVn) takım yıldızının galaktik enleminin  $b=80^\circ$  olması ve renk-renk diyagramında BO CVn sistemine ilişkin kızarma etkisinin olmamasından dolayı uzaklık hesabında yıldızlar arası ortamın etkisi dikkate alınmamıştır.

Bu çalışmada, tayf türü ve sistemin türü dışında diğer elemanları bilinmeyen yeni keşfedilmiş BO CVn'nin, modern sentetik ışık eğrisi analiz yöntemi kullanılarak, fotometrik çözümü ile salt ve görel parametreleri elde edilmiştir. BO CVn'nin minimum zamanı gözlemleri şu sıralar çok az olduğundan dönem değişimi değeri hakkında birşeyler söylemek olanaksızdır. Bu nedenle, sistemin düzenli aralıklarla gözlenmesi gelecek için iyi bir veri birikimi sağlayacaktır.

Çizelge-3

Parametre	1. bileşen	2. bileşen
$M(M_\odot)$	1.58	0.32
$R(R_\odot)$	1.63	0.80
$L(L_\odot)$	6.59	1.52
$M_{1bol}$	$\sim 2^m.70$	-
$M_{1V}$	$\sim 2^m.78$	-
$a(R_\odot)$	$\sim 3.09$	
$d(pc)$	$\sim 275$	

**Kaynaklar:**

- Al-Naimiy, H. N., 1978, *Astrophysics and Space science*, 53, 181.  
Binendijk, L., 1970, *Vistas in Astron.*, 12,217.  
Harmanec, P., 1988, *Bull. Astron. Inst. Czechosl.*, 39, 329.  
Bradstreet, D. H., 1993, *Binary Maker ver.2.0*, Contact Software.  
Kazarovets, E. V. and Samus, N. N. 1990, *Inform. Bull. Var. Stars*, 3530, 1.  
Müyesseroğlu, Z. 1992, (sözlü görüşme).  
Oja, T., 1989, *Inform. Bull. Var. Stars*, 3288, 1-3.  
Wilson, R. E., and Devinney, J. E., 1971, *Ap. J.*, 166, 606.  
Wilson, R. E., and Bierman, P., 1976, *Astron. Astrophys.*, 48, 349.  
Wilson, R. E., 1979, *Ap. J.*, 234, 1054.  
Zombeck, M. V., 1990, *Handbook of Space Astronomy and Astrophysics*  
(second edition).

## 44i Boo Çift Sisteminde Işık ve Dönem Değişimi

Birol GÜROL<sup>1</sup> ve İ. Ethem DERMAN<sup>2</sup>  
Ankara Üniversitesi Fen Fakültesi  
Astronomi ve Uzay Bil. Böl.  
06100 - Tandoğan / ANKARA

**1. Özet:** Bu çalışmada 44i Boo sisteminin 1989-1996 yılları arasında elde edilen ışık eğrileri yıllara bağlı olarak incelenmiş ve gözlemlerin yapıldığı zaman aralığında ışık eğrilerinde hem evreye göre hemde seviye olarak değişimin meydana geldiği görülmüştür. Literatürden toplanan periyod değerlerinin değişiminden yoldaş yıldızın yılda  $1,9 \cdot 10^{-7} m_{\odot}$  miktarında kütle kaybettiği ortaya çıkmıştır. (O-C) analizinden sistemin 1950 yıllarında bize en yakın konumda bulunması ve teorik (O-C) eğrisi ile gözlemsel (O-C)'nin birbirini desteklememesi nedeniyle bu üçlü sistemin yörüngesine ait parametlerde bilgi eksikliğinin bulunduğu düşünülmektedir. (O-C) fit'inden kalan artıkların yaklaşık 53 yıllık bir dönemli değişim göstermesi bu sistemde dördüncü bir cismin bulunabileceğini göstermektedir. Şayet böyle bir cisim varsa bu cismin kütle fonksiyonu yaklaşık  $0.0036 m_{\odot}$  olabileceği ortaya çıkmıştır.

**Anahtar Kelimeler:** 44i Boo, Çift Yıldız, Işık değişimi, Dönem değişimi, Işık-zaman değişimi.

**Abstract:** In this work we obtain the light curves of 44i Boo which was observed between 1989 and 1996. In this observing period the light curves of the 44i Boo show changes both in phase and light levels. From the period values found in the literature shows a period increase which attributed to the secondary star's mass loss about  $1,9 \cdot 10^{-7} m_{\odot}$  per year. The (O-C) curve of the 44i Boo system shows that it was situated at minimum distance from the earth at 1950's. The theoretical and observed light time curve of the triple system which was found in the literature differs to each other which was attributed to the miss-identified astrometric parameters or to the formula that the theoretical light time curves calculated. After the raw fits to the (O-C) curve the residuals shows a additional sinisoidal change with a period near 53 year. With these residuals the calculated mass of the fourth component or another form of mass function can be found about  $0.0036 m_{\odot}$ .

**Key Words:** 44i Boo, Double star, Light change, Period change, Light-time effect.

### 2. Giriş:

İlk defa 1781 yılında Herschel (1790) tarafından görsel çift yıldız olarak keşfedilen bu sistem, 1926 yıllarında Shilt (1926) tarafından sönmük bileşeninin de W UMa türü bir çift yıldız olabileceği ortaya konmuştur. 44iBoo BC (BD+48°2259=HD133640=HR5618) sisteminin bu özelliğinin keşfinden sonra sistemin fotografik, fotoelektrik ve tayfsal birçok incelemesi yapılmıştır.

ADS9494 (P~225 yıl) olarak bilinen 44i Boo ABC üçlü sisteminin astrometrik yörünge çözümünün (Strand, 1937; Heintz, 1978a; Hill, 1989) bulunması ve dönem değişiminin ışık-zaman etkisinden kaynaklandığının bilinmesi nedeniyle oldukça ilgi çekici bir sistem olmuştur. Ayrıca bu üçlü sistemin Yer'e en yakın (~13 pc) W UMa türü sistem olması, bu sistemin önemini daha da artırmaktadır.

Hill (1989), ADS9494 sisteminin tayfsal ve (O-C) incelemesini yapmış ve bu üçlü sistem için yörünge çözümleri ve fiziksel parametreleri elde etmiştir. (O-C) analizi neticesinde iki adet büyük (1966 ve 1974 yıllarında  $\Delta P/P \sim 6,6 \cdot 10^{-6}$  ve  $\sim 9,1 \cdot 10^{-6}$  boyutlarında) ve iki adet

<sup>1</sup>e-mail: gurol@dione.astro.science.ankara.edu.tr

<sup>2</sup>derman@science.ankara.edu.tr



küçük (1932 ve 1947 yıllarında) dönem değişimlerinin meydana geldiğini belirtmiştir. Oprescu ve ark. (1989, 1991) çalışmalarında 1977 ile 1978 ve 1986 ile 1987 yıllarında ani dönem değişimlerinin ortaya çıktığını ve yakın bir zamanda yeni bir dönem değişiminin daha gerçekleşebileceğini belirtmişlerdir.

Bergeat ve ark. (1972), 44i Boo sisteminin ışık eğrilerinde aktif ve sakin dönemli değişimlerin meydana geldiğini ileri sürmüş ve bu sistem için aktif dönemin yaklaşık 3 yıl, sakin dönemin ise yaklaşık 7 yıl kadar sürdüğünü ileri sürülmüştür. Sistemin 1980 yıllarında sakin ve 1988 yıllarında ise aktif evrede bulunduğu belirtilmiştir.

### 3. Gözlemler:

Bu çalışma 1989, 1990, 1991, 1992, 1993, 1995 ve 1996 yılları arasında (toplam 7 yıl) Ankara Üniversitesi Gözlemevinde mevcut olan 30cm çaplı Maksutov türü teleskop ve buna bağlı EMI9789QB fotokatlandırıcısı (1992 yılına kadar) ve SSP5-A fotokatlandırıcısı kullanılarak yapılmıştır. Gözlemler U, B ve V bandlarında olmak üzere toplam üç bantta yapılmıştır.

Gözlemlerde Mukayese yıldızı olarak BD+50°2126 ve Denet yıldızı olarak BD+55°1730 yıldızları kullanılmıştır. Bütün gözlemler bilinen yöntemler kullanılarak hesaplanan atmosferik sönmüleme katsayıları yardımıyla atmosfer dışına indirgenmiş (Hardie, 1959) ve Güneş merkezine indirgeme işlemleri yapılmıştır. Işık eğrilerinin grafike edilmesinde kullanılan ışık elemanları 1992 yılı ve öncesi için

$$T_0=2448744.8180+0^d.26781848 \cdot E$$

ve 1992 yılı sonrası için

$$T_0=2449944.3826+0^d.26781848 \cdot E$$

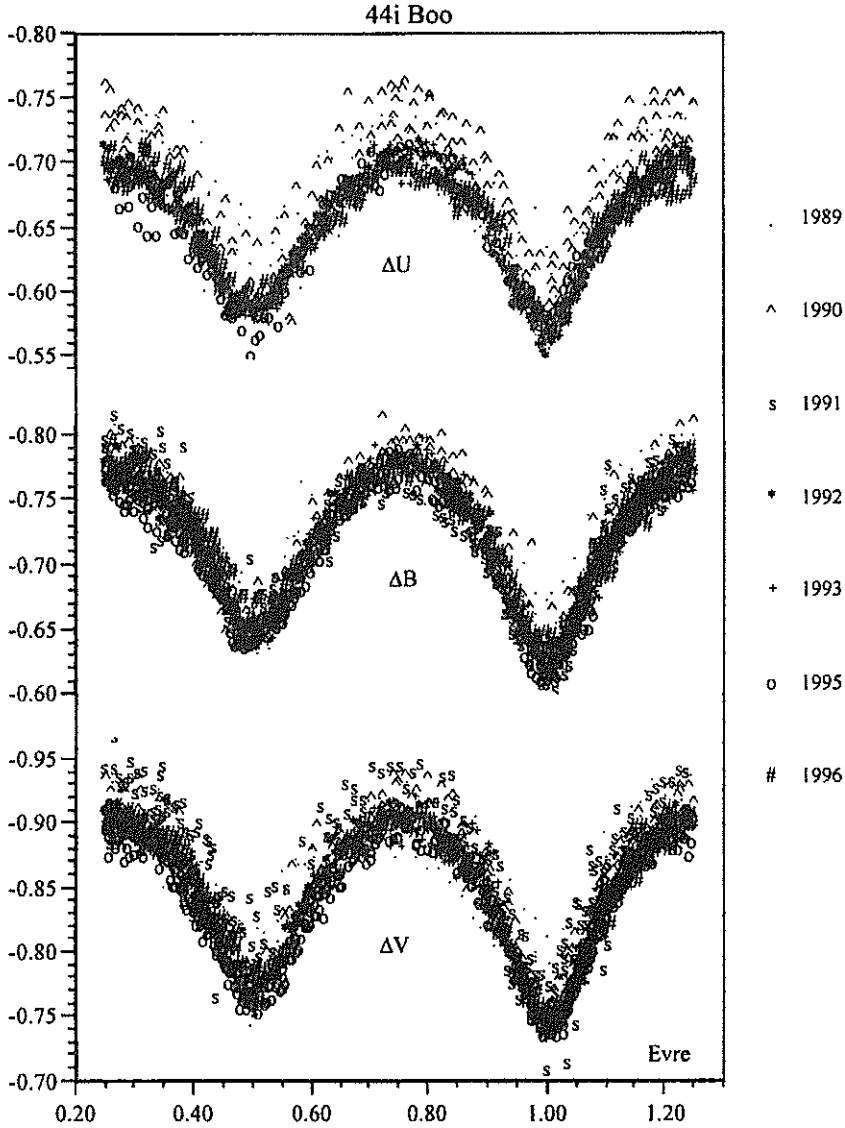
kullanılmıştır. Işık-zaman etkisinden dolayı 44i Boo sisteminin ışık eğrilerindeki minimumların konumlarının değişmektedir bu nedenle bütün gözlemleri aynı grafik üzerinde gösterebilmek amacıyla iki farklı ışık elemanı kullanılmıştır. Şekil 1'de bu etki ışık eğrisinin evreye göre hafifçe genişlemesine neden olmuştur. Ayrıca 44i Boo sisteminin ışık değişimindeki genliğin 0<sup>m</sup>.15 kadar küçük olması nedeniyle ışık eğrilerinde saçılmaların fazla olduğu görülmektedir.

Tablo 1'de 1989-1996 yılları arasında yapılan gözlemlere ait bilgiler verilmiştir. Bu bilgiler sırasıyla gözlem yapılan gece sayısı, gözlenen nokta sayısı ve gözlem yapılan bantlardır. Ayrıca burada verilmeyen 1994 yılına ait minimum zamanı elde etmek için gözlenen bir gecelik bir gözlem de mevcuttur.

Tablo 1.

Yıl	Gece.Say.	Nokta.Say	Band
1989	8	214	UBV
1990	7	202	UBV
1991	7	215	BV
1992	3	188	UBV
1993	7	279	UBV
1995	5	381	UBV
1996	6	292	UBV

Şekil 1'de verilen ışık eğrilerinden, eski yıllara ait gözlemlerde saçılmaların fazla olduğu dikkati çekmektedir. Gözlemlerdeki bu saçılmaların temel sebebi 1992 yılından önce gözlemlerimizde kullandığımız EMI9789QB fotokatlandırıcısının arızası nedeniyledir. Tablo 2'de denet yıldızının farklı bandlardaki ortalama atmosfer dışına indirgenmiş parlaklık değerleri ve bunların standart hatası verilmiştir. Denet yıldızının gözlem yapılan yıllarda gözlem nokta sayısı son kolonda verilmiştir. 1996 yılında denet yıldızı gözlenmemiştir.



Şekil 1. 1989-96 yılları arasında A.Ü. Gözlemevinde 44i Boo sisteminin U, B ve V bandlarında gözlenen ışık eğrileri.

Tablo 2'den de açık bir şekilde görülebileceği gibi 1992 yılına kadar olan gözlemlerdeki denet yıldızına ait parlaklıkları için elde edilen standart hata değerinin son yıllarda elde edilen standart hata değerlerinden daha büyük değerlere sahip olduğu açık bir şekilde görülmektedir. Bu nedenle eski gözlemlerimizi ışık eğrilerinin analizinde kullanmamak daha doğru olacaktır.

Tablo 2

Yıl	Band	Ortalama Parl.	Standard Hata	Gözlem Sayısı
1989	U	0.612	$\pm 0.045$	8
	B	0.058	$\pm 0.020$	
	V	-0.383	$\pm 0.013$	
1990	U	0.631	$\pm 0.046$	11
	B	0.066	$\pm 0.028$	
	V	-0.386	$\pm 0.018$	
1991	U	-	-	17
	B	0.021	$\pm 0.072$	
	V	-0.410	$\pm 0.034$	
1992	U	0.656	$\pm 0.015$	28
	B	0.057	$\pm 0.013$	
	V	-0.356	$\pm 0.015$	
1993	U	0.658	$\pm 0.017$	49
	B	0.053	$\pm 0.012$	
	V	-0.359	$\pm 0.009$	
1995	U	0.653	$\pm 0.029$	5
	B	0.042	$\pm 0.016$	
	V	-0.361	$\pm 0.010$	

#### 4. Işık eğrilerinin yıllara göre değişimi

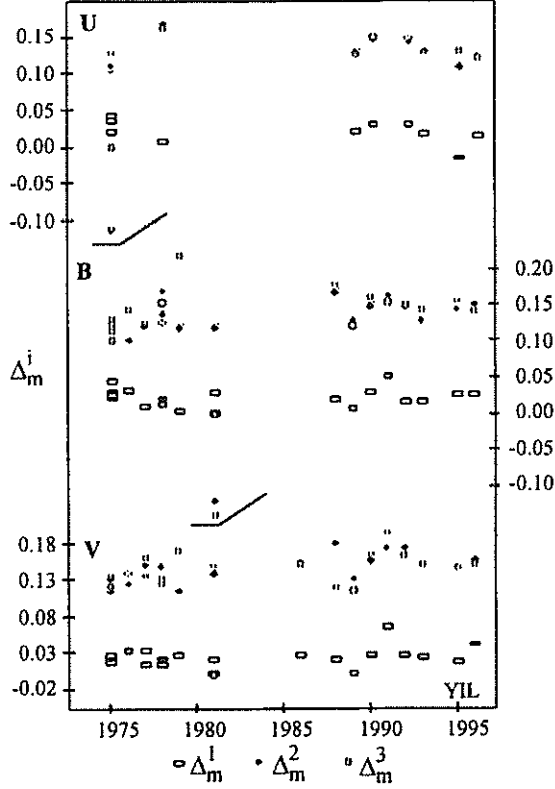
Şekil 1'den de görülebileceği gibi ışık eğrilerinin değişim gösterdiğini doğrulayacak ilk sonuç minimumlarının sürekli olarak kaymasıdır. 44i Boo sisteminin ışık eğrilerinde yıllık bir değişimin olup olmadığını incelemek için Schmidt ve Schrick (1957)'in vermiş oldukları karakteristik parametrelerin (bu parametrelerin açıklaması Tablo 3'ün sonunda verilmiştir) değişimine bakmak yararlı olacaktır. Gözlemlerin 0.02 evre aralıklarında alınan ortalama noktalara göre hesaplanan karakteristik parametreler Tablo 3'de verilmiştir.

Tablo 3. 44i Boo sistemi için hesaplanan karakteristik parametreler.

Yıl	Band	$\Delta_m^1$	$\Delta_m^2$	$\Delta_m^3$
1989	B	0.015	0.208	0.147
	V	0.002	0.153	0.129
	U	0.019	0.128	0.136
1990	B	0.020	0.158	0.166
	V	0.026	0.159	0.163
	U	0.028	0.147	0.149
1991	B	0.032	0.177	0.153
	V	0.039	0.196	0.204
1992	B	0.021	0.153	0.151
	V	0.033	0.179	0.173
	U	0.028	0.143	0.148
1993	B	0.005	0.131	0.139
	V	0.037	0.164	0.169
	U	0.016	0.131	0.127
1995	B	0.023	0.153	0.163
	V	0.021	0.152	0.158
	U	-0.017	0.108	0.132
1996	B	0.022	0.143	0.144
	V	0.035	0.161	0.163
	U	0.016	0.122	0.121

Not:  $\Delta_m^1$ : 1. minimum ile 2. minimum arasındaki fark,  $\Delta_m^2$ : 1. minimum ile 1. maksimum arasındaki fark ve  $\Delta_m^3$ : 1. minimum ile 2. maksimum arasındaki farktır.

Şekil 2'de Tablo 3'de verilen değerlerle birlikte literatürden (Geseling, 1977; Duerbeck, 1978; Rovithis ve ark., 1981; Hopp ve ark., 1981; Hamid, 1988; Al-Naimiy, 1989; Harvig ve ark., 1990) toplanan diğer karakteristik parametrelerin farklı bandlara göre grafiği görülmektedir.



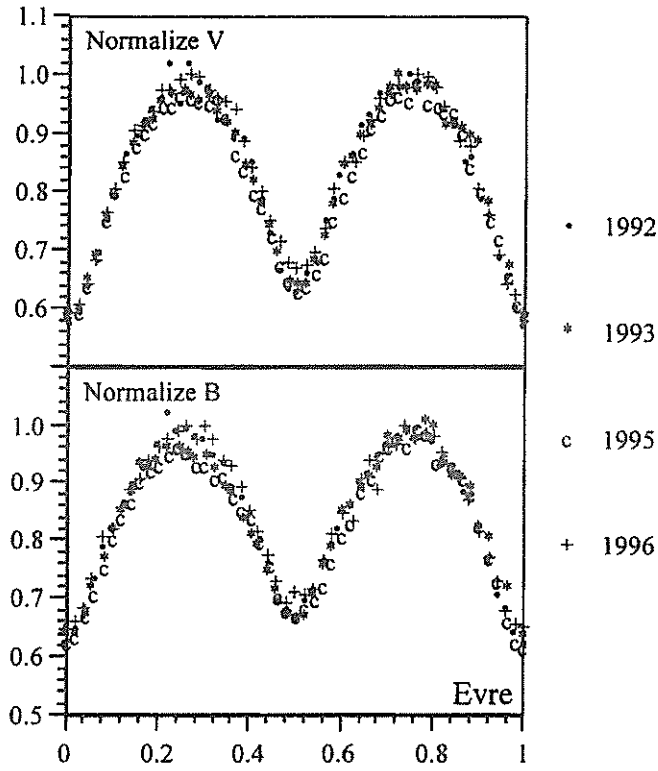
Şekil 2. Δm değerlerinin yıllara göre değişimi.

Bergeat ve ark. (1972) 1988 yılında 44i Boo sisteminin aktif evrede olacağı ve bu aktif evrenin yaklaşık 3 yıl süreceği belirtilmişti. Şekil 2'den 1991 yılı yöresinde 44i Boo sisteminin ışık eğrisinde bir değişimin bulunduğu dikkati çekiyor fakat bu yıllardaki gözlemlerimizin iyi olmaması nedeniyle bu sonucu kesinleştirmek mümkün değildir. Daha sonraki yıllar gözönüne alındığında değişimlerin fazla olmadığı görülmektedir.

1992-96 yılları arasındaki gözlemler (V ve B bantlarında) 1996 yılına ait 0.25 evresine normalize edilmiş ve Şekil 3'de gösterilmiştir. Bu normalize işlemi yapılırken üçüncü ışığın etkisi elimine edilmiştir (Demircan ve ark. 1993). Şekil 3'den de görülebileceği gibi normalize edilmiş ışık eğrilerinde seviye farklılıkları ortaya çıkmaktadır. Sisteme ait üçüncü cismin kesinlikle değişen olmadığı konusunda bilgiler mevcuttur (Duerbeck, 1978). Fakat daha önce bu sistem ile ilgili araştırma yapan Eggen (1948), tutulma göstermeyen üçüncü cismin

$$I = 1.0000 - 0.0383 \sin \theta - 0.0296 \cos \theta - 0.2302 \cos^2 \theta$$

şeklinde değişim gösterdiğini belirtmiştir. 44i Boo ile üçüncü cisim arasındaki açısal uzaklığın bu tarihlerde <math>2''.5</math> kadar olması bu cisimden kaynaklanan etkinin ölçülmesini güçleştirmektedir. Bu konuda 1930'lu yıllarda yapılan gözlemlerde üçüncü ışık etkisinin bulunmadığının belirtilmesine rağmen (Popper, 1943; Binnendijk, 1967) son yıllarda yapılan incelemelerde (McLean, 1981; McLean ve Hilditch, 1983) daha önce yapılan gözlemlerde de azda olsa üçüncü ışığın etkisinin bulunduğunu belirtmişlerdir. Bu durumda 44i Boo sisteminin ışık eğrilerinde meydana gelen bu düzensizlik üçüncü cisimden kaynaklanabilir.



Şekil 3. 1996 yılı 0.25 evresine normalize edilmiş V ve B renklerindeki ışık eğrilerinin yıllara göre değişimi.

Şekil 3'de U bandında elde edilen normalize ışık eğrisi bu bandda saçılmanın fazla olması nedeni ile verilmemiştir. Aynı şekilde normalize edilmiş ışık eğrilerinde çeşitli düzensizliklerin bulunduğu açık bir şekilde görülmektedir. Şekil 2'de görülen  $\Delta m$  değerlerinin son yıllarda düzenli bir davranış göstermesi nedeniyle buradan sistemin parlaklığının değiştiği sonucuna varmak mümkündür. Normalize işlemi yapılırken üçüncü ışık etkisi elimine edildiğinden, Şekil 3'de görülen değişimlerin 44i Boo sisteminin parlaklığının değişmesinden kaynaklandığı sonucunu çıkarmak mümkündür. Dolayısıyla 44i Boo sisteminde ışık değişiminin olduğu doğrudur fakat bu değişimlerin hangi yıllarda aktif hangi yıllarda sakin evrede bulunduğu konusunu açıklığa kavuşturmak için daha uzun yıllar gözlenmesi gerekmektedir.

### 5. Dönem değişimi ve sonuçları.

Tablo 4'de 44i Boo üçlü sistemi için Hill ve ark.(1989)'nın literatürden topladıkları ışık eğrilerinin ve tayfsal incelemeleri sonucunda buldukları parametreler bilgi olması açısından verilmiştir.

Tablo 4. 44i Boo üçlü sistemine ait parametreler.

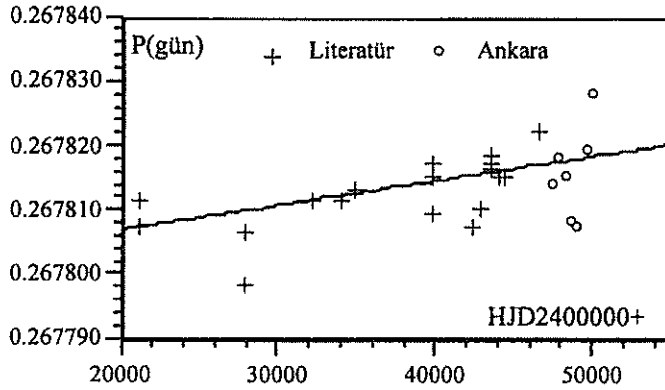
Parametre	Baş yıldız	Yoldaş yıldız	3. cisim
$\langle r \rangle$	0.43	0.33	0.63
$\langle R/R_{\odot} \rangle$	0.85	0.65	1.26
$\langle Te(^{\circ}K) \rangle$	5800	5345	6100
$m/m_{\odot}$	0.98	0.55	1.06
Mbol	5.06	6.00	3.99
Mv	5.20	6.20	4.07
Sistem			
$i(^{\circ})$		73.8	
$Mv(A+B+C)$		3.63	
Mv gözlenen	$p=0''.080$	4.28	
	$p=0''.073$	4.08	

Gözlemlerin yapıldığı yıllara ait en iyi P (dönem) değerlerini elde etmek amacıyla İ.E.Derman tarafından programlanan dönem analiz programı kullanılmıştır. Bu program, ışık eğrilerini çeşitli dönem değerlerine göre evrendirerek en küçük fark kareleri toplamını (ki kare:  $\chi^2$ ) elde etme yöntemine göre çalışmaktadır. Elde edilen  $\chi^2$  değerleri kullanılan P değerine göre grafike edildikten sonra bu eğriden geçirilen ikinci dereceden en iyi eğri yardımıyla gözlemlere ait dönem değerleri kolaylıkla hesaplanabilmektedir.

Bu çalışmada elde edilen çeşitli yıllara ait P değerleri Tablo 5'de verilmiştir. Ayrıca Şekil 4'de literatürden toplanan P değerleri birlikte hesapladığımız P değerlerinin HJD'ye göre değişimi gösterilmiştir. Dikkat edilirse dönemde küçükte olsa bir artma görülmektedir.

Tablo 5.

Yıl	P(gün)
1989	0.26781437
1990	0.26781827
1991	0.26781521
1992	0.26780769
1993	0.26780738
1995	0.26781865
1996	0.26782772



Şekil 4. Literatürden elde edilen P (dönem) değerlerinin HJD değerlerine göre değişimi

Şekil 4'de görülen noktalardan geçen en iyi doğrunun denklemi aşağıda verilmiştir.

$$P(\text{gün}) = 3.27146 \cdot 10^{-10} \cdot \text{HJD} + 0.267800759$$

$$\pm 9.88330 \cdot 10^{-11} \quad \pm 0.0000040$$

Dönem değişiminin eğimini kullanarak,

$$\frac{dP}{dt} = 3.27146 \cdot 10^{-10} [\text{gün/gün}] = 1.1949 \cdot 10^{-7} [\text{gün/yıl}]$$

$$\frac{dP}{dt} [\text{gün/yıl}] \cdot \frac{1}{P(\text{gün})} = \frac{1.1949 \cdot 10^{-7}}{0.2678159} = 4.4616 \cdot 10^{-7} \frac{\Delta P}{P} [\text{yıl}^{-1}]$$

Kütle kaybeden yıldızın yoldaş yıldız olması durumu ve sistemde açısal momentum kaybının olmaması durumunda kullanılan denklemi (bak. formül 1) ve Hill ve ark.(1989) tarafından verilen baş yıldız ve yoldaş yıldızın kütlelerini kullanılması durumunda ( $m_1=0.98m_\odot$  ve  $m_2=0.55m_\odot$ )

$$\frac{\Delta P}{P} = 3 \left( \frac{m_1}{m_2} - 1 \right) \frac{\Delta m_1}{m_1} \quad (1)$$

$$\Delta m_1 = 1.8642 \cdot 10^{-7} m_\odot \text{yıl}^{-1}$$

değeri elde edilir. Bu miktarda bir kütle atımı normal çift yıldızlardaki kütle atım miktarına çok yakındır.

## 6. (O-C) değişimi.

Çift yıldız sistemlerinde görülen (O-C) değişimlerinin nedenleri halen tam olarak açıklığa kavuşturulamamış olmasına rağmen, 44i Boo sisteminin özel durumu nedeniyle (üçüncü cismin varlığı) değişimlerin doğrudan üçüncü cismin varlığından dolayı ışık-zaman etkisinden kaynaklandığı bilinmektedir. (O-C) eğrileri üzerine yapılan teorik fitler yardımıyla üçüncü cisim veya benzer başka olgular için bilgiler edinilmeye devam edilmektedir. Literatürde (O-C) değişimleri ile ilgili birçok makale mevcuttur ve bunlardan bazılarının zamanla hatalı neticeler içerdiği ortaya çıkmaktadır. Bu hataların en büyüğü (O-C) değişiminin bir period'u elde edilmeden yapılan fitlerden kaynaklanmaktadır.

44i Boo üçlü sisteminin de henüz tam bir period tamamlanmamasından kaynaklanan problemleri bulunmasına rağmen, sistemin astrometrik yörüngesine ait çözümlerinin bulunması nedeniyle (O-C) değişimi ile ilgili yapılacak çalışma diğer sistemlere göre daha kolay olacaktır. Bu çalışmada literatürden toplanan minimum zamanları kullanılarak 44i Boo üçlü sisteminin (O-C) değişimi elde edilmiş ve çeşitli yönleri ile incelenmiştir.

Irvin (1959) tarafından verilen (2) nolu ifadeyi

$$(O - C) = \frac{a_{1,2} \sin i}{173.15} \left[ \frac{1 - e^2}{1 + e \cos v} \sin(v + \omega) + e \sin \omega \right] \quad (2)$$

ve literatürden toplanan minimum zamanları ve gözlemlerimizden elde edilen toplam 16 adet birinci ve 16 adet ikinci minimum zamanı ile birlikte toplam 468 adet minimum zamanı kullanılarak 44i Boo sisteminin (O-C) analizi yapılmıştır. (2) nolu ifadede yer alan parametreler sırasıyla O: gözlenen minimum zamanı, C: hesaplanan minimum zamanı,  $a_{1,2}$ : bileşenler arasındaki uzaklık,  $i$ : yörüngesine eğim açısı,  $e$ : yörüngenin eksantrisitesi,  $v$ : gerçek anomali,  $\omega$ : enberinin boylamıdır.

Hill ve ark. (1989) 44i Boo üçlü sistemini inceledikleri çalışmalarında literatürden topladıkları astrometrik gözlemleri kullanarak bu sistem için yeniden bir yörünge analizi yapmış ve sonuçlarını vermişlerdir. Ayrıca astrometrik yörüngede üzerinde görülen ~40-50 yıllık bir periyodik değişimin varlığı konusunda şüpheleri olmuş fakat (O-C) değişiminde 1930 yılından önceki veriler kullanıldığında bu periyodikliğin bozulduğunu belirtmişlerdir. McAlister (1988), üçüncü cisim yöresinde ( $<0''.03$ ) dördüncü bir cisim aramış fakat bulamadığını belirtmiştir. Tablo 6'da 44i Boo üçlü sistemi için Hill ve ark. (1989)'nın buldukları çözüm parametreleri verilmiştir.

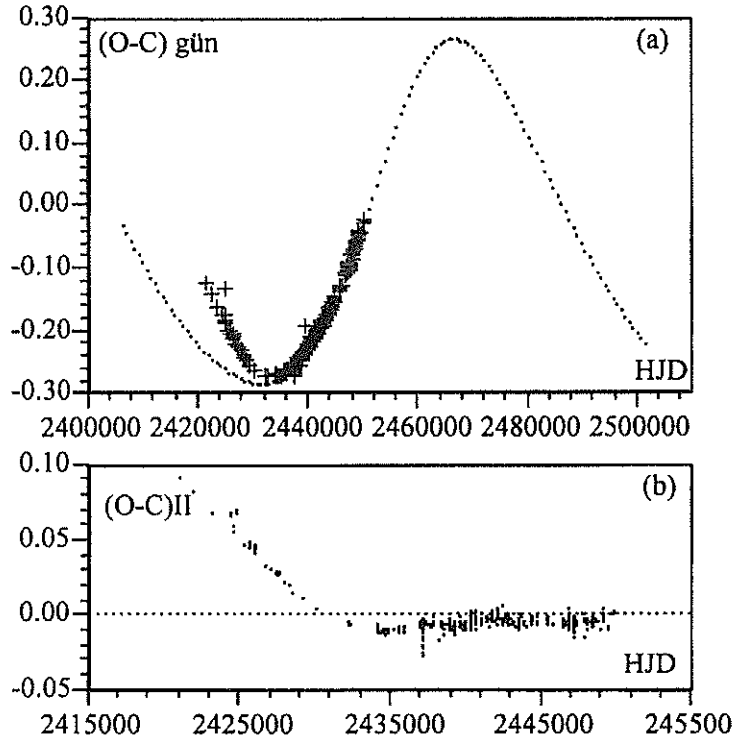
Tablo 6. Hill ve ark. (1989) 44i Boo üçlü sistemi için buldukları astrometrik parametreler.

Dönem,	$P(\text{yıl})=225.15 \pm 0.5$
Enberiden geçiş zamanı,	$T_0=2020.8 \pm 0.7$
Enberinin boylamı,	$\omega(^{\circ})=38.6 \pm 0.8$
Bileşenler arası uzaklık	$a(^{\circ})=3.765 \pm 0.023$
Eksantrisite,	$e=0.4300 \pm 0.0001$
Yörünge eğim açısı,	$i(^{\circ})=83.9 \pm 0.1$
Paralaks $p=0''.080$ ise,	$m_A+m_B+m_C=2.06 \pm 0.04 (m_{\odot})$
Paralaks $p=0''.073$ ise,	$m_A+m_B+m_C=2.71 \pm 0.05 (m_{\odot})$

Bu çalışmalarında ayrıca 44i Boo üçlü sisteminin (O-C) analizini de yapmış ve sonuç olarak iki adet büyük (1966 ve 1974 yıllarında  $\Delta P/P \sim 6,6.10^{-6}$  ve  $\sim 9,1.10^{-6}$  boyutlarında) ve iki adet küçük (1932 ve 1947 yıllarında) dönem değişimlerinin meydana geldiğini belirtmişlerdir. Ayrıca yaptıkları çalışmada önemli bir aykırılık olarak sistemin 1950'li yıllarda bizden en uzak konumda bulunduğunu ve bu tarihten sonra bize yaklaşmakta olduğunu belirtmişlerdir.

şekil 5a'da Tablo 6'da verilmiş olan parametreler kullanılarak ( $p=0''.073$  alınarak) elde edilen (O-C) eğrisi görülmektedir.

Dikkat edilirse (O-C) değişiminin 1950'li yıllarda negatif (yani minimumdan) geçmesi bize bu sistemin o yıllarda en yakın konumda olması gerektiğini göstermektedir. Bu durum da üçlü sistemin yörüngesi ile ilgili bir problemin olduğunu ortaya çıkarır. Şekil 5'de (O-C) eğrileri elde edilirken kullanılan diğer parametreler  $T_0=(2020.8-225.15)$  1795.65 yıl (HJD=2376669.75) enberiden geçiş zamanı, ve 44i Boo sisteminin ışık elemanları olarak  $T_0=2449763.63814$  ve  $P=0^d.26781205$  kullanılmıştır. (O-C)II (Şekil 5b) den elde edilen ki kare değeri  $\chi^2=0.10$  olarak bulunmuştur.



Şekil 5. (a) Hill ve ark. (1988) çalışmasında 44i Boo sistemi için verdikleri parametreler kullanılarak çizilen (O-C) eğrisi. (b) yapılan teorik fit ile gözlemler arasındaki farklar.

Şekil 5'den de açık bir şekilde görülebileceği gibi (2) nolu formül kullanılarak Hill ve ark.(1989) tarafından verilen astrometrik yörünge parametreleri kullanılması halinde uyumun olmadığı ortaya çıkmaktadır. Bu uyumsuzluğun nedeni gözlenen (O-C) olamayacağına göre ya (2) nolu ifadede bulunan bir eksiklik veya hatadan, 44i Boo üçlü sistemi için elde edilen yörünge parametrelerinden veya henüz (O-C) değişimi ile ilgili açıklığa kavuşmamış bir başka nedenden dolayı olabilir.

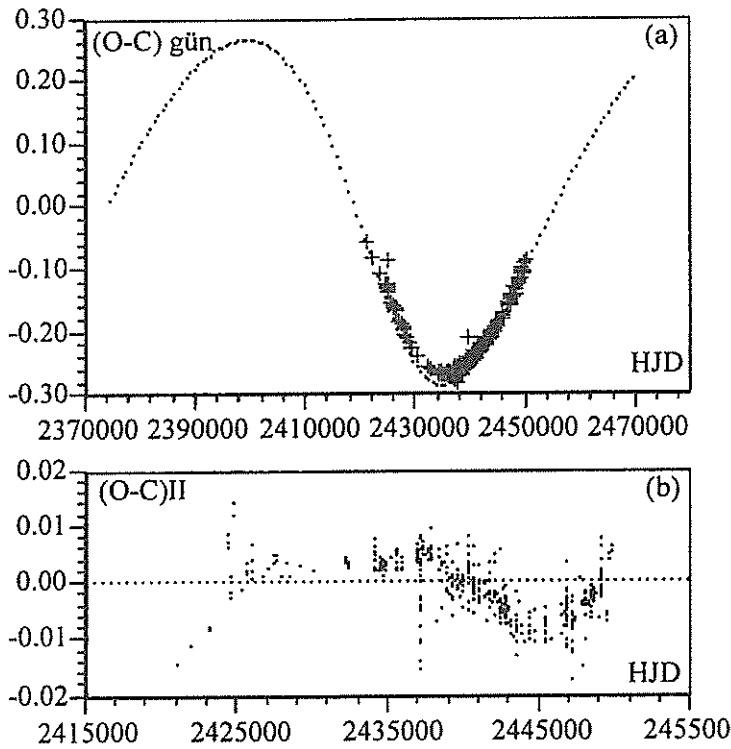
Şekil 5'den gözlemsel (O-C) değişiminin teorik (O-C) eğrisinin maksimumuna karşılık gelen bölgeye daha uygun olduğu dikkati çekmektedir. Bu nedenle teorik (O-C) eğrisinin maksimumunu bir şekilde ters çevirerek ve gözlemsel (O-C) eğrisi ile çakışacak şekilde aynı bölgeye taşıyacak bir değişiklik gerekmektedir. Bunun için fiziksel anlamı olmamasına rağmen  $e$  (eksantrisite) değerinin negatif alınmasının bu işlem için yeterli olduğu ortaya çıktı. (2) nolu denklemde  $e$ 'nin negatif olmasını etkileyen tek yer  $(1+e\cos v)$  ifadesidir. Diğer  $e$ 'li bir ifade olan  $\sin \omega$  terimi  $\omega$  sabit olduğundan ifadeye katkısında her evrede sabit olacaktır.  $e^2$ 'li terimde ise negatiflik önemli olmayacaktır. Bu nedenle (2) nolu ifadede  $(1+e\cos v)$  yerine  $(1-$



ecosv) ifadesinin kullanılması durumunda 44i Boo sistemi için elde edilen (O-C) değişimine uygun bir hal alacaktır.

Literatürde 44i Boo üçlü sistemi incelenirken i yörünge eğim açısının zaman zaman hem pozitif hemde negatif alınarak yapıldığı görülmektedir (Hins, 1938; Huruhata, 1956). Bu nedenle sistemin i yörünge eğim açısını negatif aldığımızda (2) nolu denklemle elde edilen (O-C) değişimi ters dönmektedir. Çakışmanın sağlanabilmesi için yaklaşık yarım period kaydırma yapmak gerekmektedir. Şekil 6(a)'da bu tür bir işlem sonucunda elde edilen (O-C) değişimi görülmektedir.

Sonuç olarak şekil 6(a)'da görülmekte olan (O-C) fit'inde kullanılan yörünge parametrelerinden sadece  $i=-83^{\circ}.9$  ve enberiden geçiş zamanı  $T_0=1708.65$  yıl (HJD=2344893) olarak alındığında teorik (O-C) değerleri ile gözlemsel (O-C) değerlerinin birbirine ne kadar uyum sağladığı açık bir şekilde görülmektedir. 44i Boo sistemine ait  $T_0$  ve P değerleri sırasıyla 2449763.69714 ve  $0^d.2678131$  olarak kullanılmıştır. Fark karelerin toplamı  $\chi^2=0.011$  büyüklüğündedir. Şekil 6(b)'de görülen (O-C)II değişimine dikkat edilirse gözlemsel (O-C) eğrisinin üzerinde periyodik bir değişimin ortaya çıktığı görülmektedir. Hill ve ark.(1989)'nın bahsettikleri gibi eski gözlemlerin kullanılması durumunda periyodik değişim bozulmaktadır. Gelecekte yapılacak olan minimum zamanı gözlemleri bu periyodik yapının gerçek olup olmadığını gösterecektir.



Şekil 6. 44i Boo üçlü sisteminin  $i=-83^{\circ}.9$  alınarak çizilen teorik ve gözlemsel (O-C) değişimi. (b) teorik eğri ile gözlemsel (O-C) değerleri arasındaki fark.

Şekil 6(b)'de görülen değişimin 44i Boo üçlü sistemine ait yörünge parametrelerini değiştirerek yapılacak olan bir fit ile daha da iyi sonuçlar elde etmek mümkün olabilir. Bu tür bir yapının gerçekten var olup olmadığını ancak birkaç çevrimin ortaya çıkmasından sonra karar verilebilir. Bu nedenle şimdiden dördüncü bir cismin varlığından şüphelendiğimizi belirtmek yeterli olacaktır. Bu nedenle gelecekte elde edilecek minimum zamanları bu periyodikliğin gerçek olup olmadığını gösterecektir.

Şayet böyle bir periyodik değişim varsa Şekil 6(b)'den bu değişimin yarı genliği yaklaşık  $0^d.0126$  ve 44i Boo'nun yörünge eğimi  $i=70^\circ.9$  alındığında ve dönemde 53.53 yıl kullanıldığında kütle fonksiyonu  $0.0036m_\odot$  olduğu ortaya çıkmaktadır.

## 7. Sonuç

44i Boo sisteminin elde edilen ışık eğrilerinde yıllara göre bir değişim olduğu görülmüştür. Işık eğrisindeki bu değişimin 44i Boo sisteminin kendisinde yani 44i Boo BC bileşeninde olduğu düşünülmektedir. 44i Boo sisteminin minimumları üçüncü bileşenin neden olduğu ışık-zaman etkisi nedeniyle sürekli olarak yer değiştirmektedir. Δm karakteristik parametreler ışık eğrisinin yıllara göre değişim gösterip göstermediği konusunda fazla bir bilgi vermemiştir.

(O-C) eğrisinden 44i Boo sisteminin Hill ve ark.(1989)'nın bahsettikleri gibi 1950'li yıllarda bizden en uzak konumda değil en yakın konumda bulunması gerektiği ortaya çıkmıştır. Bu nedenle Hill ve ark.(1989)'nın üçlü sisteme ilişkin yörünge parametrelerinde veya kullanılan teorik (O-C) formülünde hata olabilir.

Elde edilen (O-C) fit'inden olan artıklar yaklaşık 53 yıllık periyodik bir yapı içermektedir. Bu nedenle 44i Boo sisteminin çevresinde dördüncü bir cismin varlığı konusunda şüpheler vardır. Sayet böyle bir periyodiklik gerçek ise, bu durumda kütle fonksiyonu  $0.0036m_\odot$  ortaya çıkmaktadır.

## 8. Referanslar

- Al-Naimiy, H.M.K, Fleyeh H., Al-Sıkab A.O., and Al-Razzaz J.M., 1989, *Astrophysics and Space Science*, **151**, 135-147.
- Binnendijk L., 1967, *Publ. Dominion Astrophys. Obs.*, **13**, 27.
- Demircan O., Müyesseroğlu Z., Selam S., "Photometric Effects of a Third Component Star on the Light Curves of Eclipsing Binary Stars", *Doğa-Tr. J. of Physics* **17** (1993), 598-602.
- Duerbeck H.W., 1978, *Astron. Astrophys. Supp. Ser.*, **32**, 361.
- Eggen O.J., 1948, *Ap.J.*, **108**, 15.
- Gieseeking F., 1977, *IBVS No:* 1374.
- Hamid M.K., Al-Naimiy, 1988, *Astrophysics and Space Science*, **151**, 135-147.
- Hardie R.H., 1959, *An Improved Method for Measuring Extinction*, *Ap.J.* **130**, 663.
- Harvig V., 1990, *Publ. Tartuskoj Astrofiz. Obs.*, **53**, 166.
- Heintz W.D., 1978a, *Double Stars* (Reidel, Dordrecht).
- Herschel W., 1790, *Phil. Trans. R. Soc.*, **72**, 216.
- Hill G., 1989, *Astron. Astrophys.* **211**, 81-98.
- Hins C.H. and VanHerck G., 1938, *Annalen Van De Sterrewacht Te Leiden*, Vol. 18.
- Hopp U., et al., 1981, *Astrophysics and Space Science*, **83**, 171-176.
- Huruhata M., Kitamura M., Nakamura T., and Tanabe H., 1954-1958, *Tokyo Annals*, Ser.2,4-5.
- Irvin J.B., 1959, *A.J.*, **64**, 149.
- McLean B.J., 1981, *Monthly Notices of the Roy. Astron. Soc.*, **195**, 931.
- McLean B.J., Hilditch R.W., 1983, *Monthly Notices of the Roy. Astron. Soc.*, **203**, 1.
- Popper D.M., 1943, *Astrophys. J.*, **97**, 394.
- Rovithis P. and Rovithis-Livaniou H., 1981, *Astrophys. Space Sci.* **76**, 351.
- Shilt J., 1926, *Astrophys. J.*, **64**, 215.
- Strand K.A., 1937, *Ann. Leiden* **18**, 98.

# UV PISCUM ÖRTEN ÇİFTYILDIZININ ETKİNLİKLERİ VE IŞIK EĞRİLERİNİN ANALİZİ

Varol Keskin

Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü

## GİRİŞ

UV Psc (BD + 6° 189)'in parlaklığındaki değişimler ilk kez Bamberg Rasathanesinde 1957 yılında bulunmuş, ilk ışık eğrisi fotoğrafik olarak Huth(1959) tarafından yayınlanmıştır. Hall(1976), UV Psc'i kısa dönemli RS CVn yıldızları sınıfına katmıştır. Popper(1969, 1979), tayfsal çalışmasında, her iki bileşenin de Ca II H ve K salması gösterdiğini belirlemiştir. Owen ve Gibson(1978), sistemin ısısal olmayan bir radyo kaynağı olduğunu bulmuştur. Sadık(1979) sistemin iki renk fotoelektrik ışıkölçümünü yapmış ve bileşenlerin G2 ve K0 tayf türünden anakola yakın yıldızlar oldukları belirlemiştir. Sistem, Budding ve Zeilik(1987) ile Popper(1991a,b) tarafından da ayrıntılı olarak incelenmiştir. Sönük bir dizge oluşu, döneminin kısa olması onun özellikle tayfsal olarak incelenmesini güçleştirmektedir.

UV Psc, 1976 yılından bu yana Ege ve Ankara Üniversitesi Gözlemevlerinde gözlenmektedir. Bu çalışmada, bu iki gözleminde yapılmış olan uzun dönemli gözlemler birleştirilerek ışık eğrilerinin analiz edilmesi ve her ışık eğrisinde dalga benzeri bozulmaların bulunarak, bu bozulmayı oluşturan lekelerin yıldız yüzeyindeki konumlarının ve özelliklerinin belirlenmesi, dolayısıyla sistemin dönemli bir etkinliğinin olup olmadığının belirlenmesi amaçlanmıştır. Sistemle ilgili literatür taraması ile toplanan çok sayıda minimum zamanı iki gözleminde elde edilen minimum zamanlarına eklenerek sistemin dönemi düzeltilmiştir. Bunun için, İbanoğlu (1987) tarafından belirlenmiş olan  $Min I (JD Hel) = 24 44932.2985 + 0.86104771 E$  ışık ögeleriyle hesaplanan O-C değerleri ve bunlara karşılık gelen E çevrim sayıları dağılımına en küçük kareler yöntemiyle doğrusal çakıştırma, yeni ışık ögelerini

$$Min I (JD Hel) = 24 49660.3086 \pm 0.0079 + 0.861046756 \pm 0.000000009 E$$

olarak vermiştir. Bu aşamadan sonra gözlem verileri, standart UBV fotometrik sistemine dönüştürülmüştür. Bu dönüşüm sonrası, ışık eğrilerinde 0.1 evre aralıklarıyla gözlenen parlaklıklar bulunmuş, sistemin her evrede maksimuma ulaştığı parlaklıklar belirlenmiştir. Bu parlaklıklardan belirlenen yeni ışık eğrisinin, en az bozulmuş ışık eğrisini temsil ettiği varsayımı yapılarak bu ışık eğrisi analiz edilmiş, bulunan yörünge parametreleriyle kuramsal ışık eğrileri hesaplanarak gözlenen her ışık eğrisinden çıkartılmıştır. Böylece, her ışık eğrisi için dalga biçimi bozulma elde edilmiştir. Bu bozulmaların ışık eğrileri üzerindeki kaymaları ve genlikleri elde edilerek, ortalama parlaklığın yıllara göre değişiminden, yıldızdaki manyetik çevrim bulunmaya çalışılmıştır.

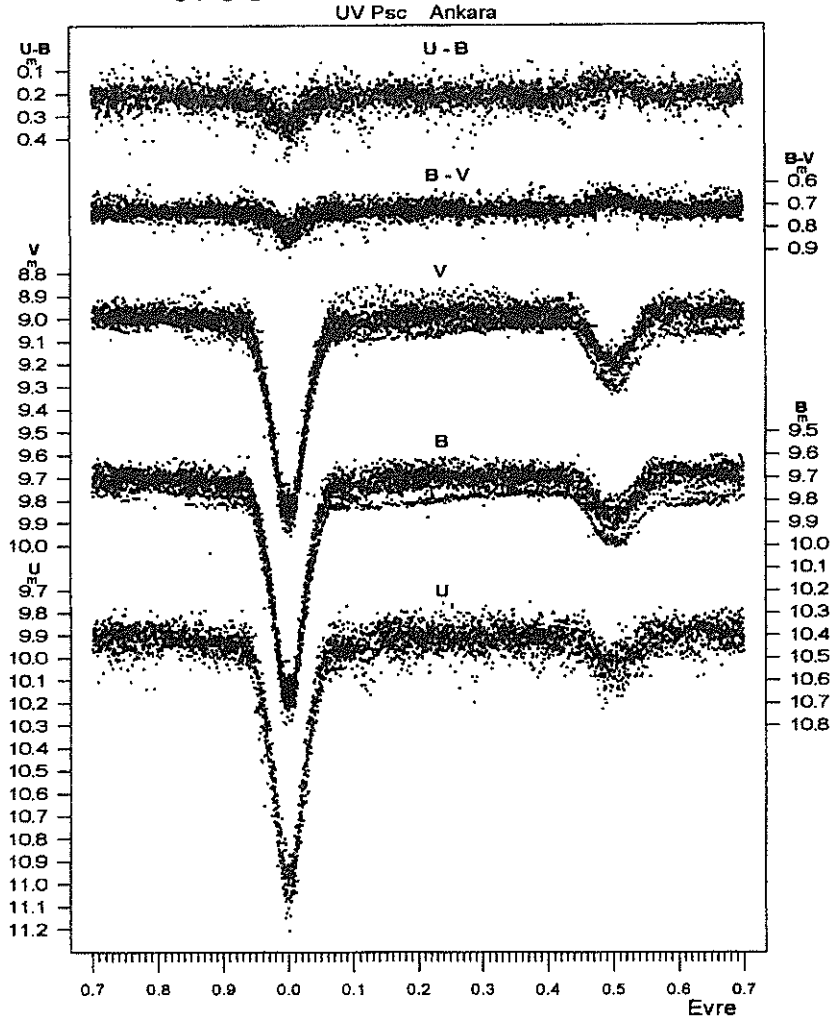
## GÖZLEMLER

UV Psc örtten çift yıldızı, 1976 yılından bu yana Ankara Üniversitesi Ahlatlıbel Gözlemevi'nde (AÜG) ve 1981 yılından bu yana da Ege Üniversitesi Gözlemevi'nde (EÜG) fotoelektrik olarak gözlenmektedir. Bazı yıllarda çeşitli nedenlerle gözlem verisi elde edilememiştir. Genel olarak, AÜG ve EÜG verileri birleştirildiğinde elde, 1983 yılı dışında, 1976 ve 1994 yılları arasında toplam 18 yıllık geniş bir zaman aralığında uzun dönemli parlaklık değişimlerini belirlemeye yetecek kadar gözlem verisi vardır. Bu çalışmada, B ve V süzgeçlerinde yapılan gözlemler kullanılmıştır. Her iki gözleminde de aynı mukayese yıldızı kullanılmıştır. Mukayese ve değişen yıldızların parlaklıkları, standart UBV parlaklıklarına dönüştürülmüştür. BD+06°191 mukayese yıldızı, seçilen UBV standart yıldızlarıyla her iki gözleminde gözlemlendikten sonra, bu yıldızın standart parlaklıkları olarak  $V=9.414 \pm 0.005$ ,  $B-V=0.630 \pm 0.007$  değerleri

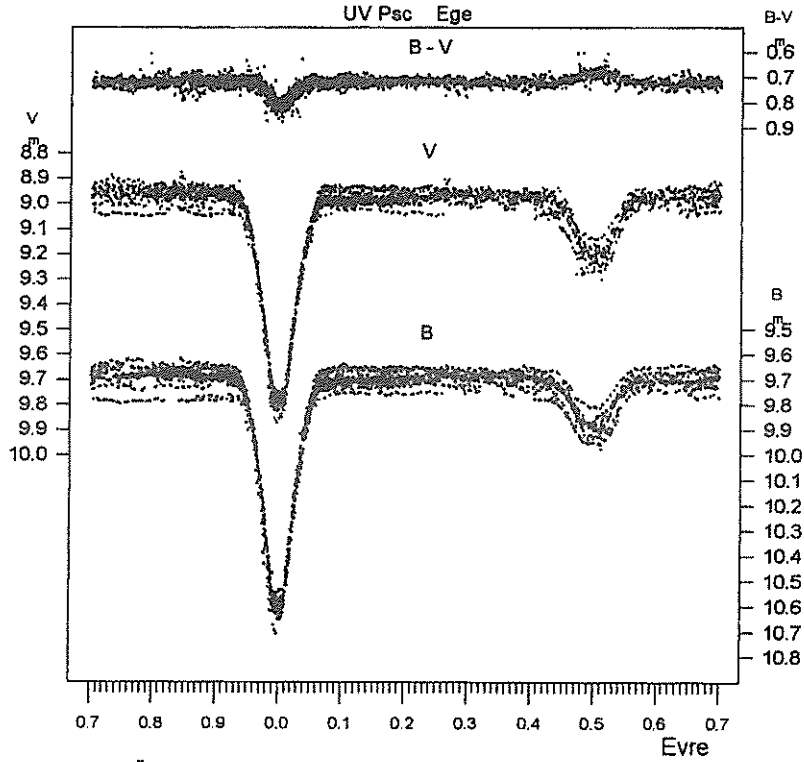
bulunmuştur. Bu değerlerle, değişen yıldızın BD +06° 191 yıldızına göre standart parlaklık değişimleri elde edilmiştir.

## IŞIK EĞRİLERİ

UV Psc'in her iki gözleminde 1976 ile 1994 yılları arasında B ve V renklerinde elde edilmiş tüm ışık eğrileri, B-V renk eğrisiyle birlikte çizilerek Şekil 1 ve 2'de ayrı ayrı verilmiştir. UV Psc, RS CVn türü sistemlerin karakteristik özelliklerini göstermektedir. Işık eğrilerinde, özellikle maksimumlarda, sistemin bileşenlerinin birinde ya da her ikisinde yer alan bir ya da birkaç lekelerin neden olduğu düşünülen dalga benzeri bozulma görülmektedir. Bunun dışında, tüm ışık eğrisinde küçük genlikli düzensiz değişimler de göze çarpmaktadır., maksimumlarda görülen bu değişimler, ardı ardına elde edilen ışık eğrilerinde bile, maksimum düzeylerinin çakışmamasına neden olmaktadır. Lekelerin konum ve büyüklükleri zamanla değiştiğinden, uzun zaman aralığında elde edilen gözlemleri üstüste çizildiğinde, özellikle maksimumların geniş bir bant görünümü verdiği görülmektedir. Her iki minimumunun da, maksimumlardaki kadar olmasa da, derinliklerinin zamanla değiştiği görülmektedir.



Şekil 1. UV Psc'in Ankara Üniversitesi Gözleminde 1976-1994 yılları arasında elde edilen B ve V ışık eğrileri ile B-V renk eğrisi.

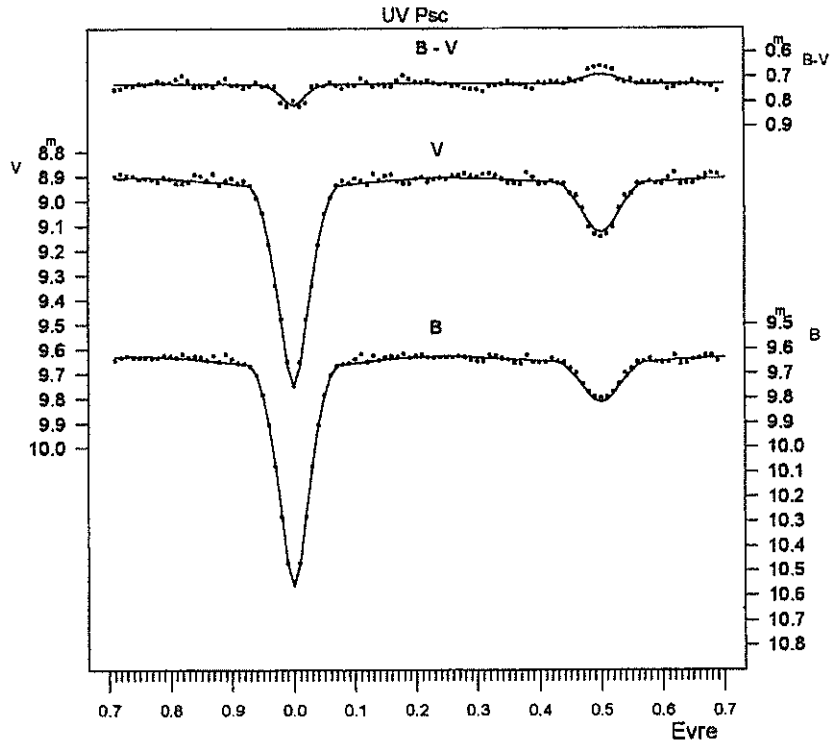


Şekil 2. UV Psc'in Ege Üniversitesi Gözleminde 1981-1992 yılları arasında elde edilen B, V ışık eğrileri ile B-V renk eğrisi.

## YÖRÜNGE ÇÖZÜMLEMESİ

Sistemde tutulma ve yakınlık etkilerinden başka etkilerin bulunması çözümü güçleştirmektedir. Çözümlemede kullanılan Wilson-Devinney adlı program, leke etkisini gözönüne almakta, ancak lekelerin konum, büyüklük ve sıcaklık faktörlerini belirleyememekte, kullanıcının bu bilgileri girmesi durumunda lekelerin ışık eğrisi üzerinde nasıl bir etki yapacağını sonuç olarak vermektedir. Bu nedenle, lekelerden arındırılmış bir ışık eğrisi varsa, gerçeğe yakın sonuçlar bulunabilir. Her ışık eğrisinin diğerleriyle karşılaştırılabilmesi için, ışık eğrilerinin 0.01 evre aralıklarında ortalamaları alınmıştır. 18 yıl boyunca lekelerin konum, büyüklük ve sayıları sürekli değiştiğinden, gözlemlerin parlaklık olarak en yüksek düzeylerinin lekelerden en az etkilenmiş ışık eğrisini temsil ettiği varsayılmıştır. Ayrıca, lekesiz ışık eğrisinin simetrik olması gerektiği varsayılarak, tüm verilerin maksimumları 0.5 evreye göre katlanmış ve her iki maksimumda olası düşük düzeyli gözlem verileri elenmiştir. Bu ışık eğrileri, B-V renk eğrisiyle birlikte Şekil 3'te verilmiştir. Bu aşamadan sonra, sistemin literatürden çeşitli parametreleri bulunmuş ve Popper(1990)'ın dikine hız eğrileri de çözümde kullanılmıştır. Çözümde, yörünge dışmerkezliği 0.0000, yörünge yarı-büyük eksen uzunluğu  $4.877 R_{\odot}$ , kütle merkezinin uzay hızı  $V_{\gamma} = +5.5$  km/sn, yörünge eğikliği  $88^{\circ}$ , kütle oranı 0.768, 1. bileşenin sıcaklığı için 5708 K, 2. bileşenin sıcaklığı için 4453 K değerleri kullanılmıştır.

Her iki renkteki değerler kullanılarak yapılan ortak çözüm sonucunda, serbest parametreler olarak bırakılan 2. bileşenin sıcaklığı  $4555 \pm 10$  K, yörünge eğikliği  $85.310 \pm 0.099^{\circ}$  B renginde parlak bileşenin yeşinliği  $0.8721 \pm 0.0024$ , sönük bileşenin yeşinliği 0.1279, V renginde parlak bileşenin yeşinliği  $0.8361 \pm 0.0025$ , sönük bileşenin yeşinliği 0.1639 olarak belirlenmiştir. Gözlem değerleriyle hesaplanan değerler arasındaki farkların karelerinin toplamı 0.00376 olarak belirlenmiştir. Hesaplanan değerler kullanılarak, yine Wilson-Devinney programı ile B ve V renklerinde kuramsal ışık eğrileri elde edilmiş ve bu eğriler kesiksiz çizgi biçiminde Şekil 3'te gözlem noktaları üzerine çizilmiştir.

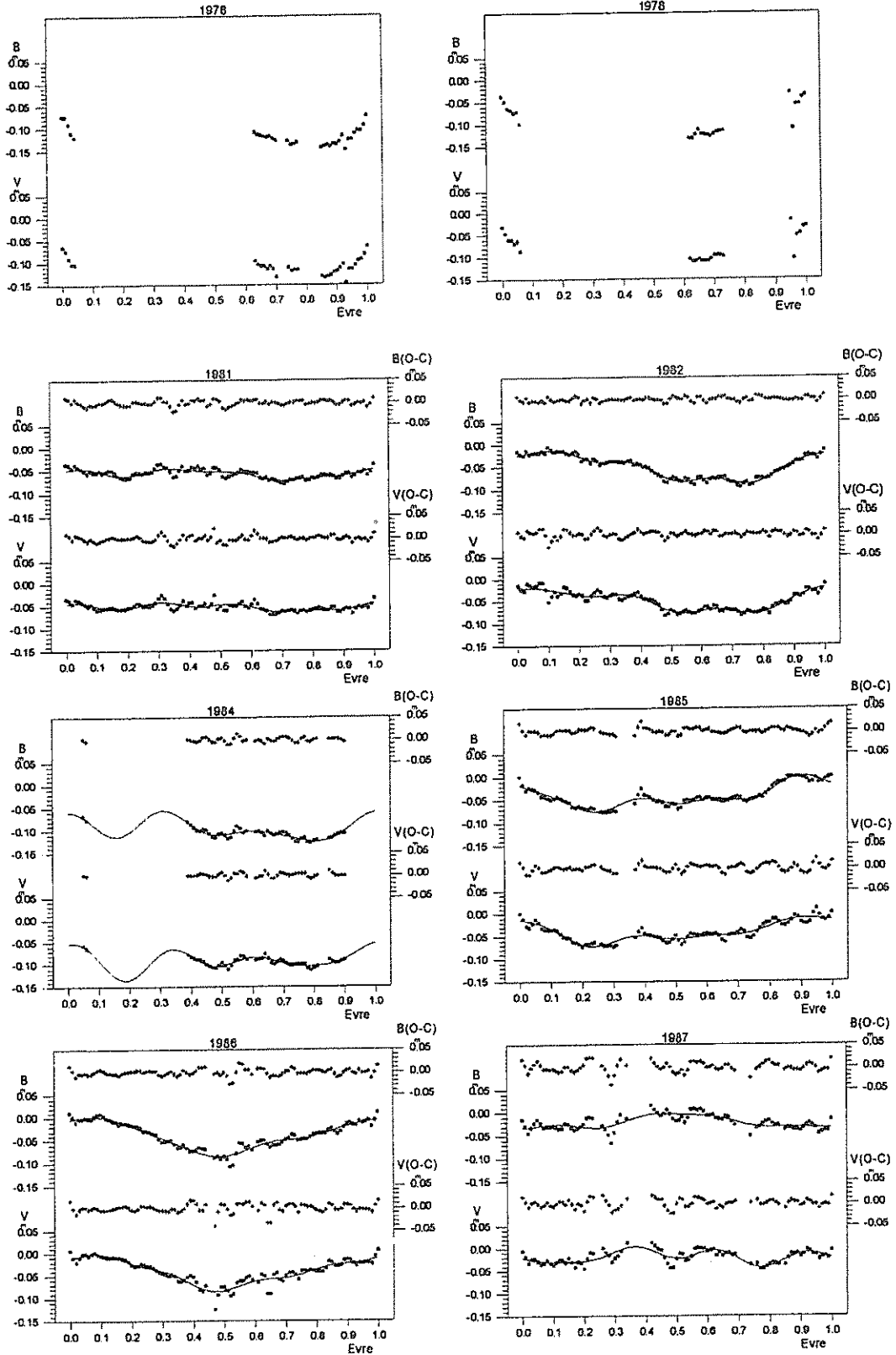


**Şekil 28.** UV Psc'in 0.01 evre aralıklarıyla ortalamalar alındıktan sonra her evrede en parlak noktalarının 0.5 evreye göre katlanmasıyla elde edilen B ve V ışık eğrileri ile B-V renk eğrisi. Çözümle bulunan kuramsal eğri de kesiksiz çizgiyle çizilmiştir.

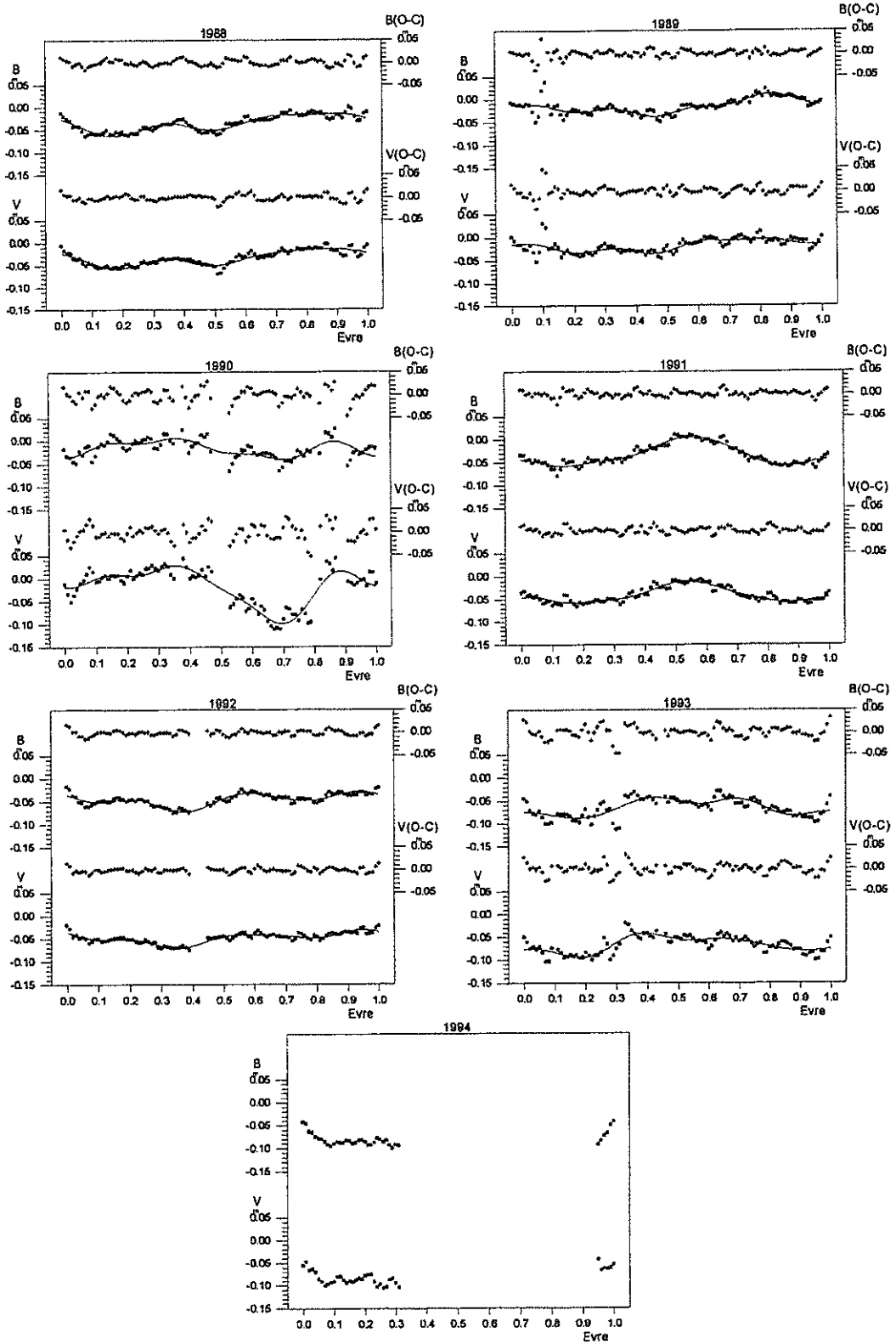
## LEKELERE İLİŞKİN PARAMETRELERİN BELİRLENMESİ

Her yılın ışık eğrilerinden, hesaplanan yörünge parametreleriyle belirlenen kuramsal eğriler çıkartıldığında, elde kalan değişimin leke ve diğer etkileri içerdiği varsayılmıştır. Bunlara Fourier dönüşümü uygulanarak, lekelerin genlik, sayı ve konumları grafiklerden belirlenmiş, daha sonra bu değerler yine Wilson-Devinney programına girilerek lekelerle ilişkin gerçeğe en yakın parametreler bulunmaya çalışılmıştır. Elde edilen fark eğrileri ve Fourier çakıştırması sonucu bulunan kuramsal eğriler ve bunların farkları, Şekil 4 ve 5'te verilmiştir. Dalga biçimi bozulma (DBB) eğrilerini, bir fizik anlam taşınmadan yalnızca matematiksel ifade edebilmek için, parlaklık değerlerine Fourier çakıştırması uygulanmıştır. Çakıştırmadan sonra DBB eğrilerini en iyi temsil eden kuramsal eğriler, aynı şekillerdeki parlaklık değerleri üzerine sürekli çizgilerle işaretlenmiştir. Yine aynı şekillerde, parlaklık değerleri ile, çakıştırma sonrası elde edilmiş olan kuramsal eğriler arasındaki (O-C) farkları da yer almaktadır. Bu farkların dağılımı, çakıştırmanın ne denli iyi olduğunu anlatmaktadır. Bazı yıllarda veri yetersizliği nedeniyle çakıştırma uygulanmamıştır. DBB eğrilerini bileşenler üzerinde fotosferden daha soğuk olan -sönük- lekelerin oluşturduğu düşünülmüştür. İlk adımda DBB eğrilerindeki değişim irdelenerek, *Leke Geometrisi*, *Küresel Geometri* ve *Yörünge Geometrisi* gözönüne alınarak, olası lekelerin yıldız yüzeyindeki yerleri, büyüklükleri ve sıcaklık oranları tahmin edilmeye çalışılmıştır. Öncelikle, DBB eğrilerindeki en sönük olan evrede bir leke etkisi olduğu varsayılarak, değişimi WD-LC ile belirlenip kalan farklar, başka bir leke ya da üçüncü bir lekeyle temsil edilmeye çalışılmıştır.

Lekelerin ardışık yıllarda birbirleri ile konum ve büyüklük olarak çok büyük farklılıklar göstermediğini düşünerek ve farklı yıllardaki değişimleri birlikte irdeleyerek, lekeler için en uygun olabilecek parametre setleri belirlenmiştir. Bu parametreler, her yılın ışık eğrilerinde sabit leke parametreleri olarak alınıp, tüm ışık eğrileri için, lekeleri de içeren WD kuramsal çözümleri yapılmıştır.



Şekil 4. UV Psc'in 1976 ve 1987 yıllarında elde edilmiş B ve V ışık eğrilerinden kuramsal B ve V ışık eğrilerinin çıkarılmasıyla elde edilen ışık değişimleri. Işık eğrilerine Fourier çakıştırması uygulanmış ve kuramsal Fourier eğrileri ve farklar da grafiklerde verilmiştir. Gözlem verisi yeterli olmayan ışık eğrilerine Fourier çakıştırması uygulanmamıştır.

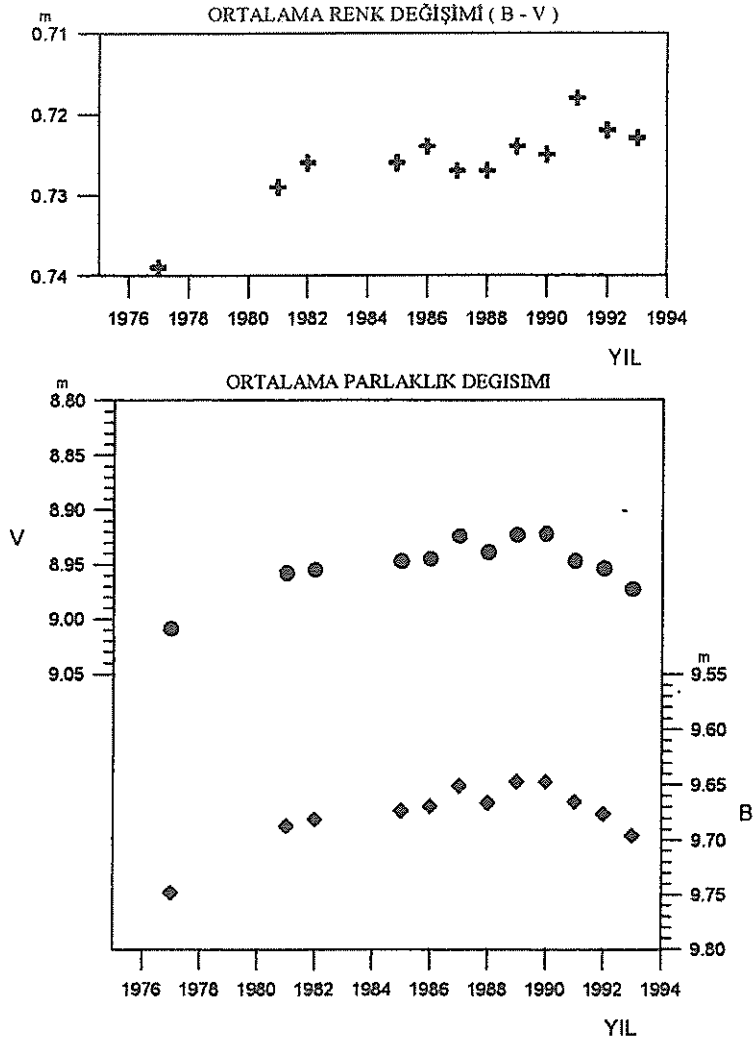


Şekil 5. UV Psc'in 1988 ve 1994 yıllarında elde edilmiş B ve V ışık eğrilerinden kuramsal B ve V ışık eğrilerinin çıkarılmasıyla elde edilen ışık değişimleri. Işık eğrilerine Fourier çakıştırması uygulanmış ve kuramsal Fourier eğrileri ve farklar da grafiklerde verilmiştir. Gözlem verisi yeterli olmayan ışık eğrilerine Fourier çakıştırması uygulanmamıştır.



## 5. SONUÇLAR

UV Psc'in her yıl için ayrı ayrı elde edilen tutulma ve yakınlık etkileri içermeyen parlaklık değişimleri ile B-V renk değişimlerinin yıllık ortalamaları Şekil 6'da verilmiştir. Her iki renkte de ortalama parlaklıklar 1989-1990 yıllarına kadar artmakta, daha sonraki yıllarda ise azalmaktadır. Sistemin her yıl için alınmış ortalama renginin de yıllara göre gösterdiği değişim, parlaklıklarda gösterdiği değişime benzerdir. Rengin de, 1989-1990 yıllarına kadar mavileştiği, sonraki yıllarda ise kırmızılaştığı görülmektedir. Tutulma ve yakınlık etkileri dışındaki diğer etkilerin oluşturduğu ışık değişimlerinde belirlenen bu değişimler, RS CVn yıldızlarında karşılaşılan bir durumu doğrulamaktadır. Lekeler sistemin parlaklığını azaltırken, rengini de kırmızılaştırmaktadır. Lekeler nedeniyle parlaklık azalması olurken, plaj (plage) bölgelerinin rengi mavileştirecek kadar etkili olamadığı söylenebilir.

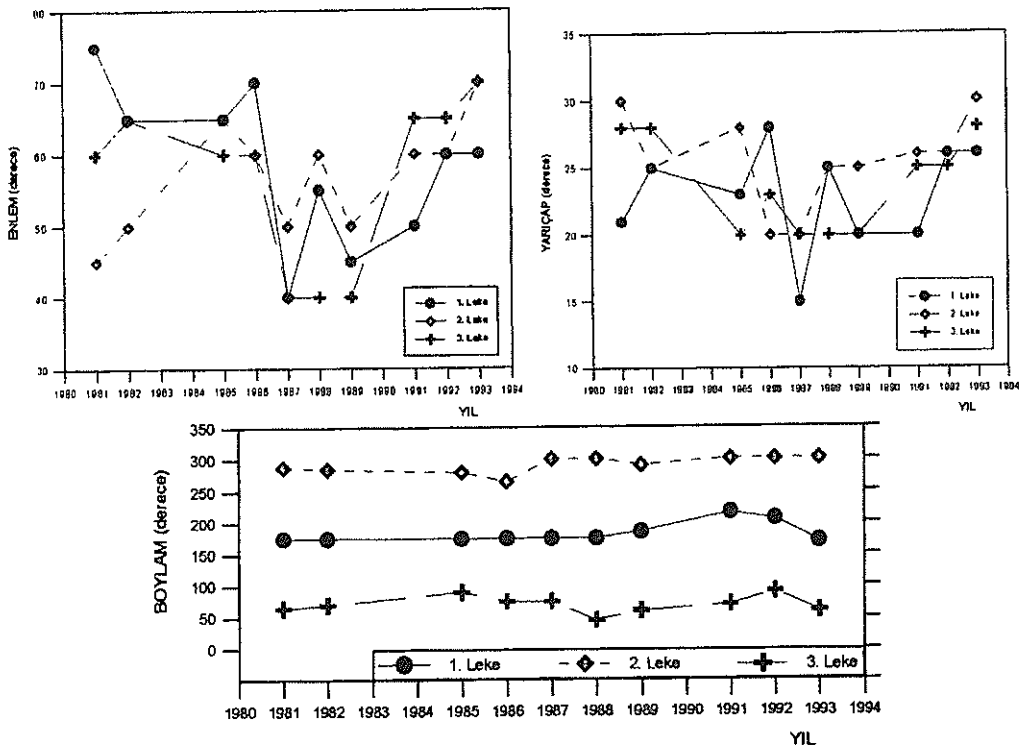


Şekil 6. UV Psc'in B ve V renklerinde ortalama parlaklığının yıllara göre değişimi. Üstteki grafikte de B-V renk farkı, parlaklık eşeli genişletilerek verilmiştir.

Leke enlemleri, 1989-1990 yıllarına kadar yıldızın eşlek bölgesine doğru yönelmekte, daha sonra yine uçlak yönüne yönelmektedir. Lekelerin yıldız üzerinde belirli boylamlarda yer aldıkları görülmektedir. Aralarında yaklaşık 120 derece bulunan üç ayrı bölgede farklı büyüklüklerde üç leke vardır. Leke yarıçapları, yine 1989-1990 yıllarına kadar küçülmekte ve daha sonra ise yeniden büyümektedir. Leke enlemlerinin ve yarıçaplarının yıllara göre değişimi, bir dönemlilik göstermektedir. Etkinlik, bu değişimlere göre, 12 yıla yakın bir dönemle tekrarlıyor görülmektedir. Öte yandan, Şekil 6'daki ortalama parlaklık ve rengin yıllara göre değişimi, bu etkinlik döneminin 12 yıldan daha fazla olabileceğini göstermektedir. Ne yazık ki, elimizde 1976 yılından 1994 yılına kadar veri olmasına karşın, 1981 yılı öncesi ve 1994 yılında

elde edilen ışık eğrilerinden, gözlem miktarının yeterli olmaması nedeniyle, leke bilgileri belirlenememiştir. Bu nedenle de etkinliğin davranışı, 1981 ve 1993 yılları arası için belirlenebilmiştir. Leke parametrelerinin, yıllara göre nasıl değiştikleri, aralarında nasıl bir ilişki olduğunu belirlemek amacıyla, leke enlemleri, leke boylamları ve leke yarıçapları yıllara göre noktalanmış ve değişim grafikleri, sırasıyla Şekil 7'de verilmiştir.

Bu çalışmada, elimizde bulunan çok sayıda fotometrik veriyle, sistemle ilgili oldukça yeni bulgular elde edilmiştir. Sistemin lekelerden arınmış ışık eğrisi çözümü, bileşenlerin dikine hız verileri de kullanılarak yapılmış ve yörünge parametreleri belirlenmiştir. Bu parametreler, UV Psc için bugüne dek elde edilmiş en güvenilir parametrelerdir. Çünkü bugüne dek, bu kadar çok ve uzun zaman aralığında elde edilmiş veriyi hiç bir araştırmacı kullanmamıştır. Dolayısıyla bu parametreler kullanılarak sistemin etkinliği daha iyi belirlenebilmiştir. Bundan sonra yapılacak gözlemler, etkinlik ile ilgili bulguların daha da iyileştirilmesini sağlayacaktır.



Şekil 53. Belirlenen 3 lekenin enlem, boylam ve yarıçaplarının yıllara göre değişimi.

## KAYNAKLAR

- Budding, E., Zeilik, M., 1987, *Astrophys. J.* 319, 827.  
 Hall, D. S., 1976, *Proc. of IAU Coll. No. 29 (Budapest)*, Part 1, 287.  
 Huth, H., 1959, *Mitt. über Veraenderliche Sterne*, No. 424.  
 İbanoğlu, C., 1987, *Astrophys. Space Sci.* 139, 139.  
 Owen, F. N. ve Gibson, D. M., 1978, *Astron. J.* 83, 1488.  
 Popper, D. M., 1969, *Bull. Am. Astron. Soc.* 1, 257.  
 Popper, D. M., 1990, *Astron. J.* 100, 247.  
 Popper, D. M., 1991a, *Astron. J.* 101, 220.  
 Popper, D. M., 1991b, *Astron. J.* 102, 2.  
 Sadık, A. R., 1979, *Astrophys. Space Sci.* 63, 319.  
 Wilson, R. E., Devinney, E. J., 1971, *Astrophys. J.* 166, 605.

## V1073 CYGNI ÖRTEN ÇİFT YILDIZININ FOTOMETRİK ANALİZİ

Cengiz SEZER

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

**ÖZET:** V1073 Cygni örten çift yıldızı Ege Üniversitesi Rasathanesi'nde gözlenerek B ve V renklerinde ışık eğrileri elde edilmiştir. Işık eğrileri Wilson-Devinney yöntemiyle çözümlenerek sistemin geometrik ve fiziksel parametreleri belirlenmiştir.

**Anahtar kelimeler:** örten çift yıldızlar, fotoelektrik fotometri, fotometrik analiz.

### PHOTOMETRIC ANALYSIS OF THE ECLIPSING BINARY V1073 CYGNI

**SUMMARY:** Photoelectric observations of the eclipsing binary V1073 Cygni have been carried out in B and V colours at the Ege University Observatory. The light curves were analyzed with the Wilson-Devinney program and geometrical and physical parameters of the system were obtained.

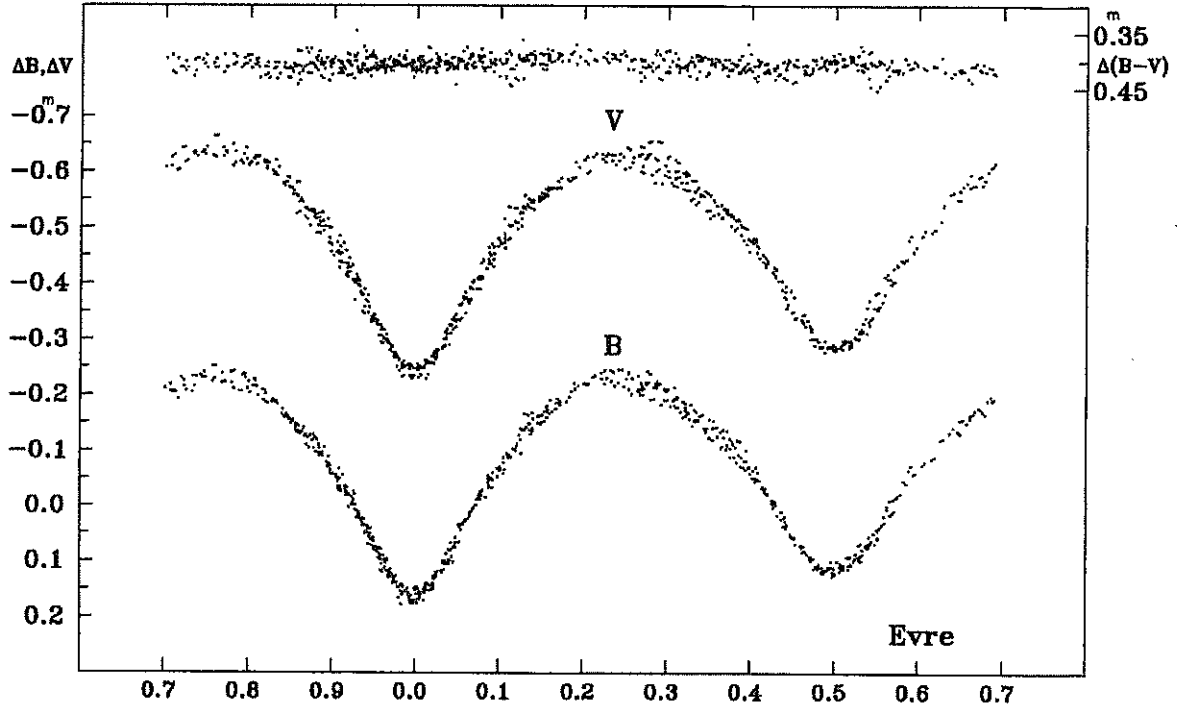
**Key words:** eclipsing binaries, photoelectric photometry, photometric analysis.

#### 1. GİRİŞ

V1073 Cygni (= HD 204038 = BD+33°4252 = BV 342) yıldızının değişen olduğu Strohmeier (1960) tarafından keşfedilmiş ve ilk ışık ögeleri ile fotoğrafik ışık eğrisi Strohmeier et al.(1962) tarafından yayınlanmıştır. Sistemin tayfsal gözlemlerini yapan Fitzgerald (1964), çift çizgili tayfsal çift yıldız olan V1073 Cygni'nin yörünge çözümünü elde etmiş ve yörünge eliptik ( $e=0.115$ ) ve baş yıldızın metal çizgili A yıldızı olduğunu belirtmiştir. Sistemin fotoelektrik gözlemleri Kondo (1966), Bendinelli et al.(1967) ve Kruseman (1968) tarafından yapılmıştır. Leung and Schneider (1978), Kondo'nun ışık eğrilerini Wilson-Devinney yöntemiyle çözümlenmişler ve yörünge eliptik olmadığı sonucuna varmışlardır. Koch et al.(1979) sistemin IUE tayflarını elde etmişlerdir. Sistemin en yeni tayfsal gözlemleri Ahn et al.(1992) tarafından yapılmış ve V1073 Cygni'nin bir A3Vm yıldızı olmayıp ön tür F yıldızı olduğu belirlenmiştir.

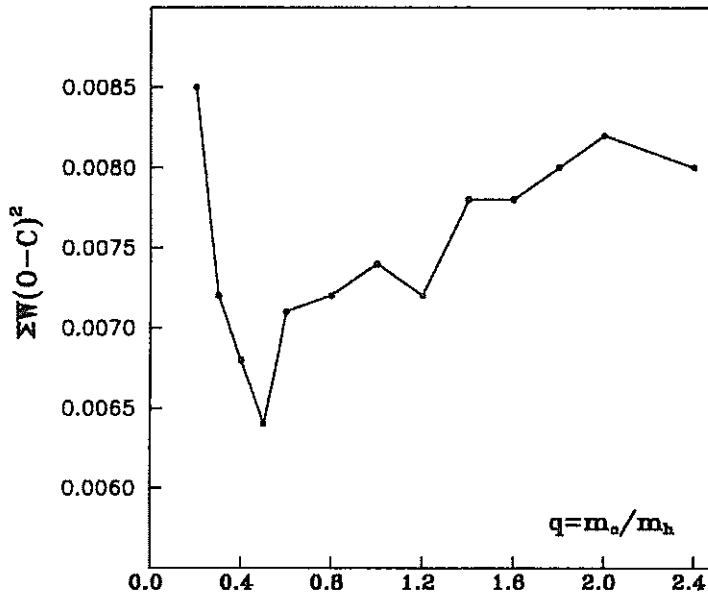
#### 2. FOTOMETRİK ÇÖZÜMLER

Ege Üniversitesi Rasathanesi'nin 48 cm lik Cassegrain teleskobu ile 1988-1991 yılları arasında 14 gecelik gözlemler sonucu V1073 Cygni'nin B ve V renklerinde 673 er gözlem noktası içeren ışık eğrileri elde edilmiştir. Işık ve renk eğrileri Şekil 1 de gösterilmektedir. Sistemin dönem sorunu ve Wilson-Devinney yöntemiyle elde edilen çözümleri Sezer (1993) tarafından yayınlanmıştır. Bu makale yayınlandığında Ahn et al.(1992) tarafından yapılan son tayfsal çalışmadan haberdar değildik.



Şekil 1. V1073 Cygni'nin B, V ışık ve B-V renk eğrileri.

Bu nedenle çözümlerimiz baş yıldızın literatürde verilen A3 tayf türüne dayandırılmıştır. Fotometrik kütle oranının belirlenmesi amacıyla kütle taraması yapılmış ve sonuçlar Şekil 2 de gösterilmiştir. Şekil 2 den görüldüğü gibi  $q$  değerlerine karşılık  $\Sigma W(O-C)^2$  değerlerinin değişimi  $q = 0.50$  civarında bir minimum vermektedir.

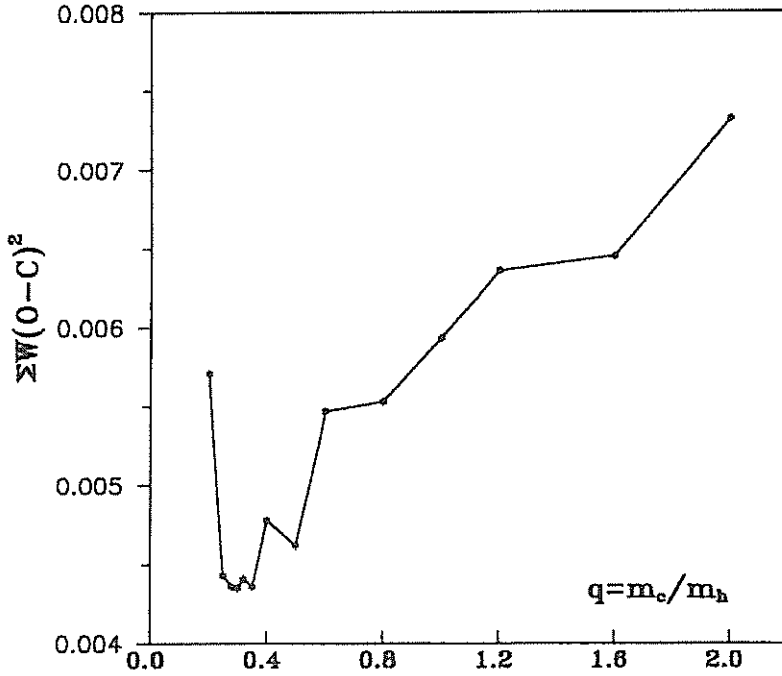


Şekil 2. Kütle oranına karşılık  $\Sigma W(O-C)^2$  lerin değişimi.

Bu kütle oranı giriş parametresi olarak alınıp çözümlere ulaşılmış ve kütle oranı  $q = 0.436$  olarak bulunmuştur. Bu değer Fitzgerald (1964) tarafından verilen tayfsal kütle oranından ( $q = 0.34$ ) farklıdır.

Ahn et al.(1992) tarafından yapılan tayfsal çalışma V1073 Cygni'nin A3Vm yıldızı olmayıp, ön tür F (F2) yıldızı olduğunu ortaya koyunca çözümlerimizi tekrar yapmak gereği ortaya çıkmıştır. Bu çözümler Sezer (1996) tarafından yapılmış ve makale yayına gönderilmiştir. Baş yıldızın sıcaklığını F2 tayf türüne karşılık 6700 K olarak (buna bağlı olarak kenar karar ve çekim karar katsayılarını ve bolometrik albedoları uygun şekilde seçerek) tekrar kütle taraması yapılmış ve sonuçlar Şekil 3 te gösterilmiştir. Şekil 3 ten görüldüğü gibi  $\Sigma W(O-C)^2$  ler  $q=0.3$  civarında en küçük olmaktadır.

Wilson-Devinney yönteminin degen çiftler için geçerli olan modunda (MODE 3) elde edilen çözümler Çizelge 1 de verilmektedir. Kütle oranı için V renginde elde edilen 0.309 değeri ile, V ışık eğrisi ile dikine hız eğrilerinin eş zamanlı çözümünden elde edilen 0.306 değerleri Ahn et al.(1992) tarafından verilen tayfsal kütle oranı ( $q = 0.32$ ) ile oldukça iyi uyumaktadır. Işık ve dikine hız eğrilerinin eş zamanlı çözümlerinden elde edilen kuramsal ışık eğrileri Şekil 4 de gösterilmektedir.

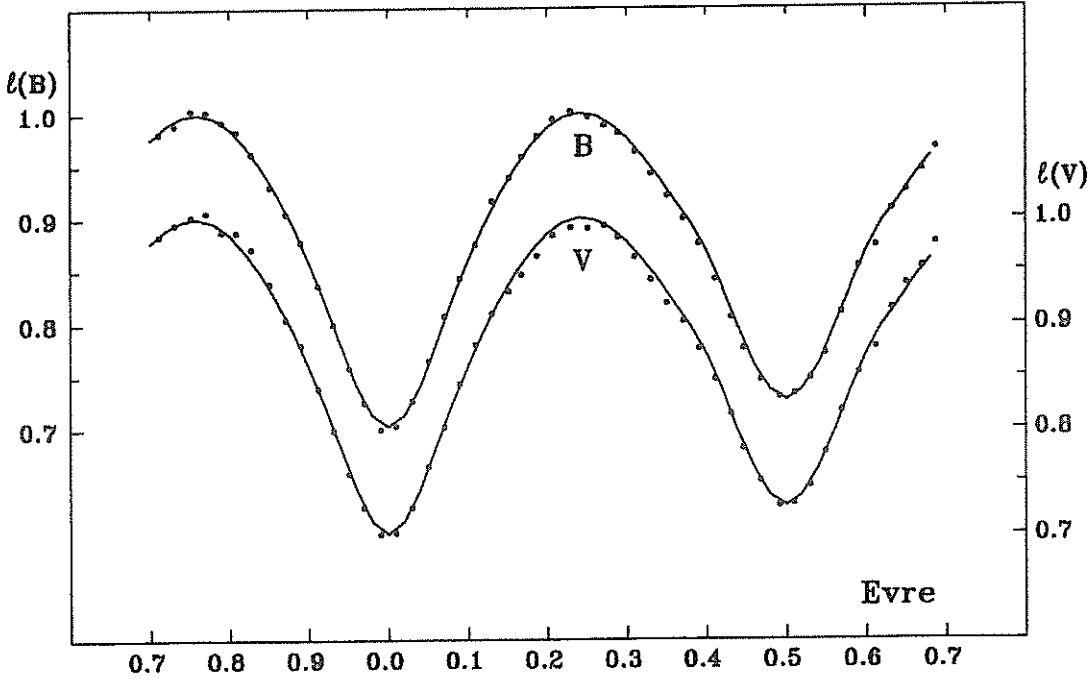


Şekil 3. Baş yıldızın tayf türünü F2 olarak yapılan kütle taraması.

**ÇİZELGE 1**  
**V1073 Cygni'nin fotometrik parametreleri.**

Parametre	B	V	B&V	B&2RVC*	V&2RVC*
i	68°90±0°09	69°71±0°18	69°40±0°14	68°90±0°07	69°66±0°13
$x_h = x_c$	0.74	0.60	0.74 (B) 0.60 (V)	0.74	0.60
$A_h = A_c$	0.5	0.5	0.5	0.5	0.5
$g_h = g_c$	0.32	0.32	0.32	0.32	0.32
$T_h$	6700 K	6700 K	6700 K	6700 K	6700 K
$T_c$	6447±11 K	6411±17 K	6426±11 K	6446±8 K	6416±12 K
$\Omega_h = \Omega_c$	2.4514±0.0022	2.4378±0.0029	2.4438±0.0047	2.4514±0.0017	2.4432±0.0048
q	0.309	0.306 ± 0.003	0.306	0.309	0.309 ± 0.002
$L_h/(L_h+L_c)$	0.7755±0.0016	0.7735±0.0027	0.7795±0.0027 (B) 0.7725±0.0025 (V)	0.7757±0.0012	0.7712±0.0019
$L_c/(L_h+L_c)$	0.2245	0.2265	0.2205 (B) 0.2275 (V)	0.2243	0.2288
$r_h(\text{pole})$	0.4607	0.4629	0.4617	0.4607	0.4624
$r_h(\text{side})$	0.4967	0.4998	0.4980	0.4967	0.4991
$r_h(\text{back})$	0.5245	0.5280	0.5258	0.5245	0.5275
$r_c(\text{pole})$	0.2709	0.2718	0.2704	0.2709	0.2727
$r_c(\text{side})$	0.2832	0.2844	0.2827	0.2832	0.2854
$r_c(\text{back})$	0.3220	0.3247	0.3218	0.3220	0.3259
a	---	---	---	4.72 ± 0.04 $R_\odot$	4.68 ± 0.04 $R_\odot$
$V_\gamma$	---	---	---	-1.7 ± 1.2 km/s	-1.8 ± 1.3 km/s
$\Sigma W(O-C)^2$	0.0033	0.0044	0.0098	0.0041	0.0052

\* RVC dikine hız eğrisini belirtmektedir.



Şekil 4. V1073 Cygni'nin normal noktaları ve ışık ve dikine hız eğrilerinin eş zamanlı çözümlerinden elde edilen kuramsal eğriler.

### 3. TARTIŞMA VE SONUÇ

Baş yıldızın tayf türünü ve dolayısıyla sıcaklığını değiştirerek elde ettiğimiz çözümler şu sonuçları vermiştir:

1. Elde edilen fotometrik kütle oranı tayfsal kütle oranı ile uyusmaktadır.
2.  $\Sigma W(O-C)^2$  değerleri küçülmüş ve kuramsal eğrilerle gözlemler arasında daha iyi bir uyuşma elde edilmiştir.
3. B, V ortak çözümünden elde edilen %19 luk ve V ışık eğrisi ile dikine hız eğrilerinin eş zamanlı çözümlerinden elde edilen %22 lik değme fazlalığı (overcontact percentage) oldukça gelişmiş bir sistem olan V1073 Cygni için uygun görünmektedir. Değme fazlalığı önceki çözümlerde doğru olarak belirlenememiştir. (Ahn et al.(1992) %8, Leung ve Schneider (1978) %7, Sezer (1993) %3).

Sonuç olarak bu yeni çözümlerimiz daha güvenilirdir. Güvenilir çözümler elde edebilmek için yıldızların tayf türleri (ve dolayısıyla sıcaklıkları) doğru alınmalıdır.

### KAYNAKLAR

- Ahn, Y. S., Hill, G., Khalessah, B., 1992, *Astron. Astrophys.*, **265**, 597.  
Bendinelli, O., Delli Ponti, C., Catalano, S., Cristaldi, S., 1967, *Mem. Soc. Astron. Italiana*, **38**, 763.  
Fitzgerald, P., 1964, *Publ. David Dunlap Obs.*, **2**, 417.  
Koch, R., Siah, M. J., Fanelli, M. N., 1979, *Inform. Bull. Var. Stars*, No.1579.  
Kondo, Y., 1966, *Astron. J.*, **71**, 54.

- Kruseman, P., 1968, Bull. Astron. Inst. Netherlands Suppl., 2, 377.  
Leung, K. C., Schneider, D. P., 1978, Astrophys. J., 222, 917.  
Sezer, C., 1993, Astrophys. Space Sci., 208, 15.  
Strohmeier, W., 1960, IAU Circ., No.1735.  
Strohmeier, W., Knigge, R., Otto, H., 1962, Veröff. Remeis-Sternwarte Bamberg,  
V, No.13.



## CEPHEID KARARSIZLIK KUŞAĞININ ALT BÖLGESİNDEKİ YILDIZLARDA DÖNEM DEĞİŞİMLERİNİN EVRİM İLE İLİŞKİSİ

M.C. Akan

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

**Özet:** "Cepheid Kararsızlık Kuşağı"nın alt bölgesinde yer alan yıldızlarda gözlenen dönem değişimleri bazı durumlarda kuramsal değerlerle uyuma göstermemektedir. Kuramsal olarak, evrim sonucu sıcaklık ve ışıtmada meydana gelen değişimler zonklama dönemlerinin büyümesini gerektirmektedir. Ancak gözlemler bunun her zaman böyle olmadığını göstermektedir. O nedenle gözlenen dönem değişimleri yalnızca evrimin bir sonucu olarak değerlendirilmemelidir.

**Anahtar kelimeler:** değişen yıldızlar,  $\delta$  Scuti yıldızları, zonklama, evrim.

### RELATION BETWEEN PERIOD CHANGES AND EVOLUTION IN THE LOWER PART OF THE CEPHEID INSTABILITY STRIP

**Summary:** Observed period changes in the lower part of the Cepheid instability strip do not seem to agree, in some cases, with the theoretical predictions. In theoretical aspect, one should always expect period increases due to changes in stellar temperature and luminosity with evolution. Observations, however, do not show that this is always the case. Therefore, the observed period changes should be handled carefully and should not be considered as a consequence of stellar evolution alone.

**Key words:** stars; variables;  $\delta$  Scuti - stars; oscillations - stars; evolution.

#### 1. Giriş

Birçok  $\delta$  Scuti yıldızının zonklama dönemlerinin uzun zaman aralıklarında sabit kalmayarak değiştiği gözlenmektedir. Bu dönem değişimlerinin, yıldızların yarıçaplarında evrimle meydana gelen değişikliklerin bir sonucu olması gerektiği düşünülmektedir. Bu da bize, sözkonusu yıldızların evrim aşamalarının gözlemsel ve kuramsal dönem değişimlerinin karşılaştırılması ile sınılanabilmesi olanağını verir. Öte yandan gözlenen dönem değişimleri, diğer fiziksel nedenlerin dönem değişimine neden olmayacağını varsaymak koşuluyla, hesaplanan evrim yollarının gözlemsel olarak sınılanabilmesini sağlar. Ancak, gözlenen dönem değişimleri ile evrim modellerinden beklenen dönem değişimleri arasında farklar ortaya çıkmıştır (Breger,1990). Kuramsal açıdan bakıldığında "Cepheid Kararsızlık Kuşağının" alt bölgesine ilişkin tüm evrim yolları için

dönemlerin evrimle büyümesi gerekmektedir. Bu modellere göre anakol yıldızları için  $dP/Pdt \sim 10^{-10} y^{-1}$ , daha uzun dönemli evrimleşmiş yıldızlar için ise  $dP/Pdt \sim 10^{-7} y^{-1}$  yöresinde olmalıdır. Bu kuramsal değerler, büyük genlikli ve *kısa dönemli* Öbek I  $\delta$  Scuti yıldızları için gözlenen dönem değişimleri ile, en azından işaret olarak, uyum içindedir. Ancak SX Phe (Öbek II) yıldızları ile büyük genlikli ve *uzun dönemli* Öbek I  $\delta$  Scuti yıldızlarında gözlenen dönem *azalmaları* kuramın öngörüsü ile çelişmektedir.

## 2. Gözlenen Dönem Değişimleri

Radyal zonklayan  $\delta$  Scuti yıldızları için Breger (1990) tarafından derlenen gözlenen dönem değişim miktarları Çizelge 1'de verilmiştir. Bu Çizelgeden görüldüğü gibi *kısa dönemli* Öbek I yıldızları artan dönemler gösterirken, *uzun dönemli* Öbek I yıldızları ile Öbek II yıldızları azalan dönemler göstermektedirler. Öte yandan bazı yıldızlarda dönem değişimi diğerlerinden farklı karakterdedir. Çizelge 1'den de görülebileceği gibi Öbek II yıldızlarında sürekli dönem değişimleri yerine ani sıçramalar önerilebilmektedir. XX Cygni dışında Öbek II yıldızlarının hepsinde dönem sıçramaları negatiftir. Ancak bu yıldızda 1942 yılında dönem  $\Delta P = 87 \times 10^{-9}$  gün = 0.0075 saniye değerinde ani bir artış göstermiştir (Szeidl & Mahdy, 1981). Ancak yine de dönem değişiminin sürekli bir karakterde mi yoksa ani bir sıçrama biçiminde mi olduğuna karar vermek güçtür. Öte yandan Çizelge 1'deki yıldızlar arasında yalnızca iki tanesi birden fazla zonklama moduna sahiptir, AI Vel (Öbek I) ve SX Phe (Öbek II). Bu iki yıldızdaki sözkonusu iki zonklama modu "temel radyal mod= $P_0$ " ve "birinci harmonik radyal mod= $P_1$ " dir. Bu iki yıldız için her iki moda ilişkin dönem değişim miktarları farklıdır. AI Vel için  $P_0$  dönemi sabit kalırken  $P_1$  dönemi artmaktadır (Walraven et al. 1992). Ancak SX Phe için her iki moda ilişkin dönem azalma göstermektedir. Coates et al. (1982)  $dP_1/P_1 dt$  değerinin  $dP_0/P_0 dt$  değerine oranını yaklaşık "iki" olarak verirken Thompson & Coates (1991) sözkonusu oranı yaklaşık "sekiz" olarak vermektedir.

## 3. Evrim Modelleriyle Karşılaştırma

Gözlenen dönem değişimlerini evrim modellerinin öngördüğü değerlerle karşılaştırabilmek için Schaller et al. (1992) tarafından çeşitli yıldız modelleri için hesaplanan evrim yollarını gözönüne alabiliriz. Bu modellerde metal bolluğu olarak  $Z=0.020$  (Öbek I) ve  $Z=0.001$  (Öbek II) alınmış ve ayrıca kütle kaybı ve merkezden "konvektif fırlatma" (convective overshooting) da gözönünde bulundurulmuştur. Sözkonusu modellerde ayrıca Rogers & Iglesias (1992) tarafından verilen yeni opasite değerleri kullanılmıştır. Sözkonusu opasite değerlerine göre güneşin helyum bolluğu  $Y_{\odot}=0.299$ , "karışım uzamlığı oranı" (mixing length ratio)  $\alpha_p=1.6$  ve "fırlatma parametresi" (overshooting parameter) ise  $d_{ovr}/H_p=0.2$  olacak biçimde değişmiştir. Bu yeni evrim modellerine göre  $\delta$  Scuti yıldızlarının evrimlerinde kütle kaybı boşlanabilir bir etkiye sahiptir. Kütle kaybı için Reimers (1975) ya da Nieuwenhuijzen & De Jager (1990) tarafından verilen bağıntılar kullanılırsa bu yıldızlarda anakol evrimi boyunca kaybedilmesi gereken kütle miktarı  $10^{-3} M_{\odot}$  yöresinde olmalıdır (Tsvetkov & Petrova, 1993). Ancak merkezden "konvektif fırlatma" olayı varsa bu, yıldızın evrimini olduğu kadar onun zonklama özelliklerini de önemli derecede etkileyecektir. "Fırlatma" parametresi yalnızca ZAMS'ın yerini değiştirmekle kalmayıp ayrıca, standard evrim hesaplamaları ile karşılaştırıldığında, çekirdekte hidrojen yanma süresini de uzatmaktadır

**Çizelge 1: Gözlenen dönem değişimleri**

Star	Period (days)	dP/Pdt ( $10^{-9} y^{-1}$ )	References
<b>Pop. I</b>			
GP And	0.079	130	Rodríguez et al. 1993a
EH Lib	0.088	small	Mahdy & Szeidl 1980
			Jiang & Yang 1981
			Yang et al. 1992a
			Tang et al. 1992
BE Lyn	0.096	440	
YZ Boo	0.104	30	Jiang 1985
			Hamdy et al. 1986
AI Vel	0.112	zero	Walraven et al. 1992
	0.086	positive	
SZ Lyn	0.121	30	Szeidl 1983
		74	Soliman et al. 1986
		56	Paparo et al. 1988
AD CMi	0.123	130	Rodríguez et al. 1990
		106	Yang et al. 1992b
		86	
RS Gru	0.147	-106	Rodríguez et al. 1995a
DY Her	0.149	-60	Szeidl & Mahdy 1981
		-35	Yang et al. 1993
VZ Cnc	0.178	-130	Percy et al. 1980
			Jiang 1982
			Cao & Jiang 1992
BS Aqr	0.198	negative	Kozerska & Stepien 1984
			Percy et al. 1980
			Yang et al. 1993
<b>Pop. II</b>			
SX Phe	0.055	-60	Coates et al. 1982
	0.043	-150	
		jump or	Thompson & Coates 1991
		-20( $P_0$ )	
		-160( $P_1$ )	
CY Aqr	0.061	jump	Mahdy & Szeidl 1980
		-30	Rolland et al. 1986
		-90	Mahdy et al. 1988
		-40	Fu et al. 1994
		jump or	Coates et al. 1994
		-80	
DY Peg	0.073	jump or	Mahdy & Szeidl 1980
		-50	
		-30	Jiang & Zhao 1982
			Peña et al. 1987
		jump or	Mahdy 1987
		-30	
XX Cyg	0.135	jump	Szeidl & Mahdy 1981

**Çizelge 2: Schaller et al. (1992) tarafından verilen evrim yollarını kullanarak hesaplanmış dönem değişimleri (MS-anakol, PMS-anakol sonrası).**

Star	Period (days)	dP/Pdt ( $10^{-9} y^{-1}$ )
<b>Population I</b>		
GP And	0.079	1.6
EH Lib	0.088	1.0
BE Lyn	0.096	1.0
YZ Boo	0.104	1.6
AI Vel	0.112	1.5
SZ Lyn	0.121	1.5
AD CMi	0.123	1.9
RS Gru	0.147	3.0(MS)
		320(PMS)
DY Her	0.149	2.7(MS)
		290(PMS)
VZ Cnc	0.178	2.7(MS)
		350(PMS)
BS Aqr	0.198	270
<b>Population II</b>		
SX Phe	0.055	2.9
CY Aqr	0.061	17
DY Peg	0.073	17
XX Cyg	0.135	62

(Maeder & Meynet, 1989). Şekil 1'de " $\delta$  Scuti kararsızlık kuşağı"nın da yerini gösteren bir Hertzsprung-Russell (HR) diagramı görülmektedir. " $\delta$  Scuti kararsızlık kuşağı"nın sınırları Rodriguez et al. (1994)'dan alınmıştır. Bu şekilde görülen evrim yolları Schaller et al. (1992)'dan yararlanılarak oluşturulmuştur. Zonklama kuramından bilindiği gibi, "dönem-ortalama yoğunluk" ilişkisi gözönüne alındığında zonklayan yıldızlar için dönem-parlaklık-renk bağıntısını,

$$\log P = -0.3M_{bol} - 3 \log T_e - 0.5 \log M + \log Q + \text{sabit} \quad (1)$$

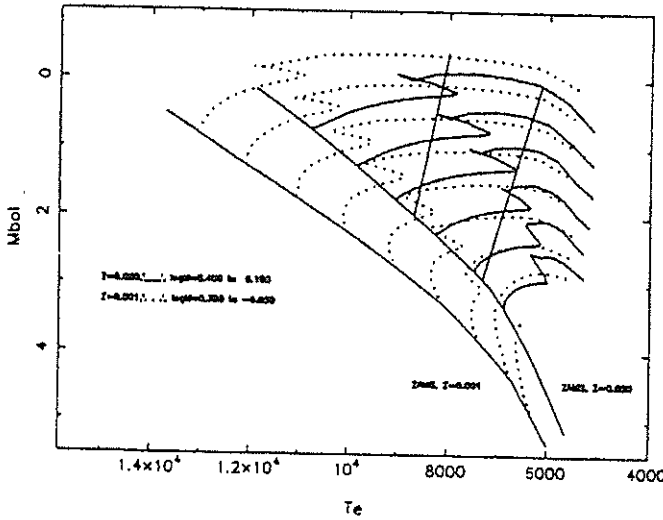
biçiminde yazabiliriz. Burada  $M$  yıldızın kütlesi ( $M_{\odot}$  biriminde),  $Q$  ise gün biriminde olmak üzere "zonklama sabiti"dir. Buradan anlaşılacağı gibi  $M_{bol}$  ve  $T_e$  değerlerinde evrim sonucu meydana gelecek değişimler dönemde aşağıdaki gibi bir değişmeye neden olmalıdır:

$$\frac{dP}{Pdt} = -0.69 \frac{dM_{bol}}{dt} - 3 \frac{dT_e}{T_e dt} + \frac{dQ}{Qdt} \quad (2)$$

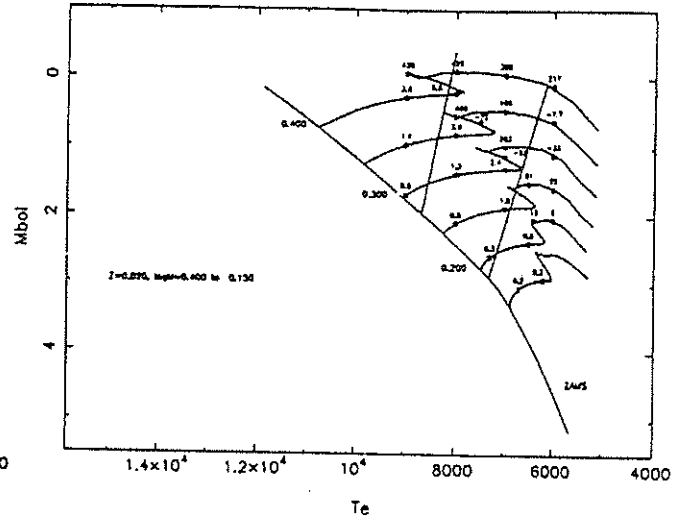
Öte yandan Fitch (1981) ve Andreasen et al. (1983) tarafından verilen modeller kullanıldığında  $dQ/Qdt$  teriminin  $dP/Pdt$  terimi üzerindeki katkısının çok küçük olduğu ( $\sim\%5$ ) görülmüştür. O nedenle bu terimin boşlanmasıyla,

$$\frac{dP}{Pdt} = -0.69 \frac{dM_{bol}}{dt} - 3 \frac{dT_e}{T_e dt} \quad (3)$$

elde edilir.



**Şekil 1:** "δ Scuti kararsızlık kuşağı"nu ve evrim yollarını gösteren bir HR diagramı (Schaller et al., 1992).  $Z=0.020$ ,  $\log M = 0.400 \rightarrow \log M = 0.150$  ve  $Z=0.001$ ,  $\log M = 0.350 \rightarrow \log M = 0.050$  için.



**Şekil 2:** "δ Scuti kararsızlık kuşağı"nu ve evrim yollarını gösteren bir HR diagramı (Schaller et al., 1992).  $Z=0.020$ ,  $\log M = 0.400 \rightarrow \log M = 0.150$ . Evrim yolları üzerindeki değerler hesaplanmış  $dP/Pdt$  miktarlarıdır.

(3) denkleminde görülebileceği gibi zonklayan bir yıldızın zonklama dönemi azalan  $T_e$  ve  $M_{bol}$  değerlerine bağlı olarak, bir başka deyişle yıldız HR diagramında sağ üst bölgeye doğru evrimleştikçe, artacaktır. O nedenle Şekil 1'deki "δ Scuti kararsızlık kuşağı" içerisinde yer alan zonklayan yıldızlarda, evrime bağlı olarak daima dönem artışları gözlenmelidir. Bu durumda görece olarak daha uzun dönemli Öbek I yıldızları ile ayrıca Öbek II yıldızlarında görülen dönem azalmalarını açıklamak kolay değildir (Çizelge 1). "δ Scuti kararsızlık kuşağı" içerisinde dönem azalmasının görülebileceği tek evrim aşaması sıcaklığın ve ısıtmanın her ikisinin de arttığı, sol üst bölgeye doğru olan evrim aşaması olabilir (Şekil 2). Ancak bu evrim aşaması için gereken süre, mavi kenardan kırmızı kenara geçiş için gereken süreden çok daha kısadır ve o nedenle sözkonusu evrim aşamasındaki bir yıldız bulabilme şansı oldukça azdır. Örneğin  $M=2M_{\odot}$  olan bir Öbek I yıldızı için bu süre, kararsızlık kuşağının mavi kenarından kırmızı kenarına geçiş için gereken toplam sürenin yaklaşık olarak %3'ü yöresindedir.  $M=1.25M_{\odot}$  olan bir Öbek II yıldızı için de benzer sonuçlar elde edilmiştir.

Çizelge 1'deki uzun dönemli Öbek I yıldızlarında gözlenen dönem azalmalarını açıklayabilmenin bir diğer yolu da şöyle olabilirdi: bu yıldızlar büyük ısıtmalı evrimleşmiş yıldızlardır. Bu yıldızlar için hesaplanan evrim yolları hemen hemen yatay

olup düşük sıcaklıklar yönündedir. Eğer bu evrim sırasında ısıtma değişimi önemli miktarda ve yıldızın parlaklığını azaltacak yönde ise beklenen dönem değişimi de negatif yönde olabilecektir (bkz. Eq.3). Bilindiği gibi ısıtma, "kabuk hidrojen yanma evresi" başlangıcı yöresinde azalmaya başlar. Isıtmadaki böylesi bir azalma özellikle  $\log M=0.400$  olan evrim çizgisi için  $T_c \sim 8000K$  sıcaklıkta ve  $\log M=0.350$  olan evrim çizgisi için ise  $T_c=7600K$  sıcaklıkta başlar (Şekil 2). Ancak ısıtmadaki hesaplanan azalma miktarları " $\delta$  Scuti kararsızlık kuşağı" içerisinde negatif dönem değişimi verebilecek mertebede büyük değildir (bkz. Eq.3). Bu ancak daha ileri evrim aşamalarında, kırmızı kenarın sağındaki daha soğuk bölgede etkin olabilir.

Çizelge 1'de verilen Öbek II yıldızlarında gözlenen dönem azalmaları için benzer bir açıklama da şöyle olabilirdi: SX Phe yıldızları için sözkonusu olan kütle değerlerinde,  $Z=0.001$  için, merkezde hidrojen yanma evresinin başlangıcında sıcaklık artacaktır. Ancak bu aşamada ısıtmada çok hızlı bir artış ortaya çıkmakta ve bu da  $dP/Pdt$  teriminin işaretinin pozitif olarak kalmasını sağlamaktadır (bkz. Eq.3).

Şekil 2 ( $Z=0.020$  ve  $\log M=0.400 \rightarrow \log M=0.0150$ ) ve Şekil 3'deki ( $Z=0.001$  ve  $\log M=0.350 \rightarrow \log M=0.050$ ) HR diagramlarında Schaller et al. (1992) tarafından verilen evrim yolları görülmektedir. Evrim yolları üzerindeki işaretlenmiş değerler, (3) denklemi kullanılarak hesaplanmış dönem değişim miktarlarını ( $dP/Pdt$ ) vermektedir ( $10^9 y^{-1}$  biriminde). Çizelge 1'deki yıldızlar için bu yolla hesaplanan dönem değişim miktarları Çizelge 2'de verilmiştir.

Şekil 2 ve Şekil 3'ten de görüldüğü gibi evrim hesaplamaları,  $\delta$  Scuti kararsızlık kuşağı içerisinde daima artan dönem değişimini öngörmektedir. Ayrıca, anakol evrimi için dönem değişim miktarları anakol sonrası evrimi için dönem değişim miktarlarından çok küçüktür. Öte yandan gözlemlerle hesaplamalar arasındaki bir diğer çarpıcı fark da şudur: Öbek I anakol yıldızları için hesaplanan dönem artış miktarları, gözlenen değerlerden oldukça küçüktür. Bu durum Çizelge 1 ve Çizelge 2'nin karşılaştırılmasıyla kolayca görülebilir. Çizelge 2'de Öbek I anakol yıldızları için verilen hesaplanan dönem değişim miktarları çok küçüktür.

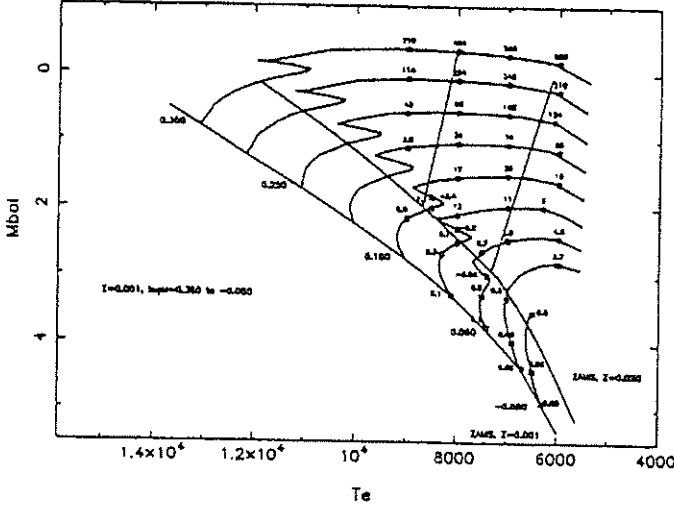
Literatürde verilen eski evrim yolları (Öbek I, Claret & Gimenez, 1991, Şekil 4; Öbek I, Claret & Gimenez, 1989, Şekil 5; Öbek I, Vanden Berg, 1985, Şekil 6; Öbek II, Vanden Berg, 1985, Şekil 7) kullanılarak yapılan hesaplamalar da benzer sonuçlar vermektedir. Schaller et al. (1992)'daki benzer olarak Claret & Gimenez (1991)'in modellerinde de kütle kaybı ve ılımlı bir "konvektif fırlatma" gözönüne alınmıştır. Ancak burada opasite tabloları "Los Alamos Opacity Library" (Huebner et al., 1977) kullanılarak hesaplanmıştır. Buna ek olarak, başlangıç kimyasal bileşimi ( $\{Y,Z\}=\{0.28,0.02\}$ ) de Schaller et al. (1992) tarafından kabul edilenden ( $\{Y,Z\}=\{0.30,0.02\}$ ) biraz değişiktir. Ayrıca Schaller et al. (1992) tarafından  $Z=0.001$  için kabul edilen başlangıç kimyasal bileşimi  $\{Y,Z\}=\{0.243,0.001\}$  dir. Şekil 2,3,4,5,6,7'den görüldüğü gibi opasitedeki değişiklikler ve/veya "konvektif fırlatma", gözönüne alınması ya da alınmaması, " $\delta$  Scuti kararsızlık kuşağı" içerisindeki dönem değişimleri üzerine yukarıda verilen değerlendirmeler değişmemektedir.

Son olarak belirtilmesi gereken bir önemli nokta da şudur: anakol sonrası evrim aşaması için "konvektif fırlatma"nın gözönüne alınmadığı standard modeller, "konvektif fırlatma"nın gözönüne alındığı modellere göre  $\sim 10$  kat yöresinde daha küçük dönem değişim miktarları vermektedir (Şekil 4 ve Şekil 5).

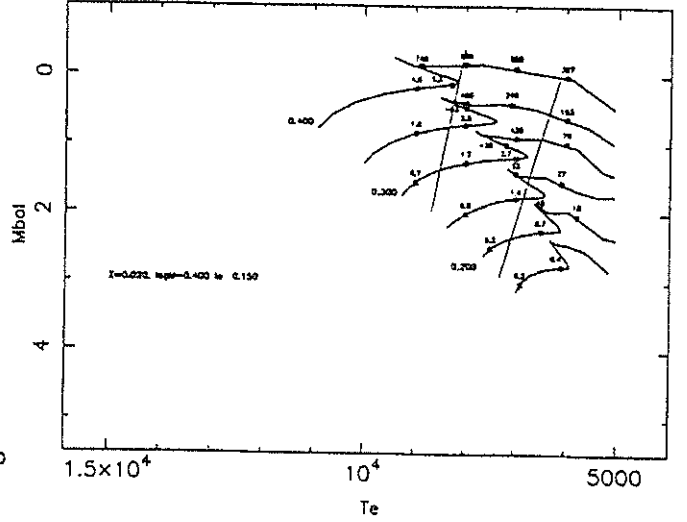
#### 4. Tartışma

Çizelge 1'de verilen yıldızlara ilişkin beş gözlemsel özellik şöyle sıralanabilir:

a) Kısa dönemli Öbek I yıldızlarında göreceli olarak fazla ve artan bir dönem değişimi



Şekil 3:  $Z=0.001$ ,  $\log M = -0.350 \rightarrow \log M = -0.050$ .



Şekil 4:  $Z=0.020$ ,  $\log M = -0.400 \rightarrow \log M = -0.150$   
(Claret & Gimenez, 1991 tarafından verilen, "konvektif fırlatma" ve kütle kaybını da gözönünde bulunduran evrim yolları kullanılarak hesaplanmıştır).

b) Uzun dönemli Öbek I yıldızlarında azalan dönem değişimi

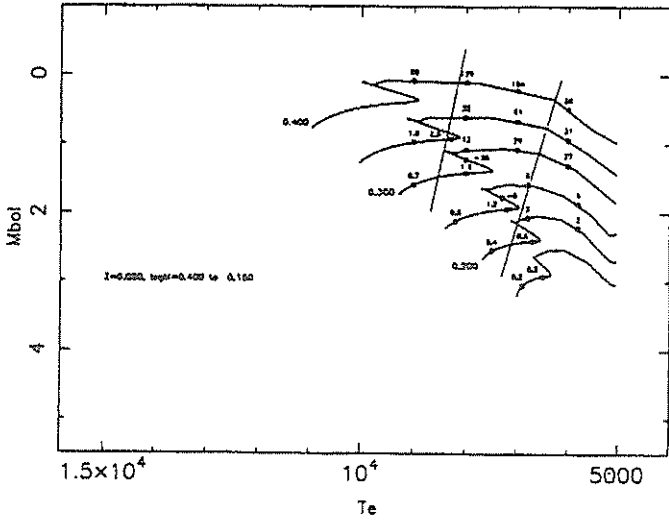
c) Öbek II yıldızları için azalan dönem değişimi

d) Bazı yıldızların dönemlerinde olası ani sıçramalar

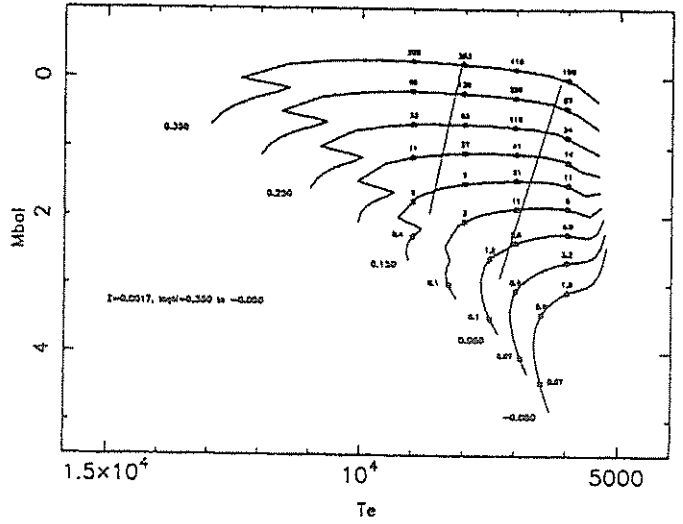
e) Verilen bir yıldızın farklı zonklama modları için farklı dönem değişim miktarları

Bu gözlemsel özelliklerin hiç birisi evrim modelleri ile açıklanamamaktadır. Bu sonuçlar bazı araştırmacıların (Breger, 1992 ve oradaki kaynaklar) kuşkuvarını da doğrulamaktadır. Bir başka deyişle bu yıldızlardaki dönem değişimleri yalnızca yıldız evriminin bir sonucu olmamalıdır. O nedenle gözlenen dönem değişimlerini yıldız evrimine dönüştürme dikkatli bir biçimde uygulanmalıdır. Öte yandan AI Vel ve SX Phe yıldızlarında (ve diğer bazılarında) olduğu gibi aynı bir yıldızın farklı zonklama modları için gözlenen dönem değişimlerinin farklı olması, bu değişimlerden yalnızca evrimin sorumlu olamayacağını göstermektedir.

CY Aqr ve SX Phe için gözlenen dönem sıçramalarının büyüklükleri (Coates et al., 1994), bazı RR Lyr yıldızlarında gözlenenlerle (Sweigart & Renzini, 1979) yaklaşık olarak aynı mertebededir. Bu araştırmacılar böylesi ani dönem sıçramalarına neden

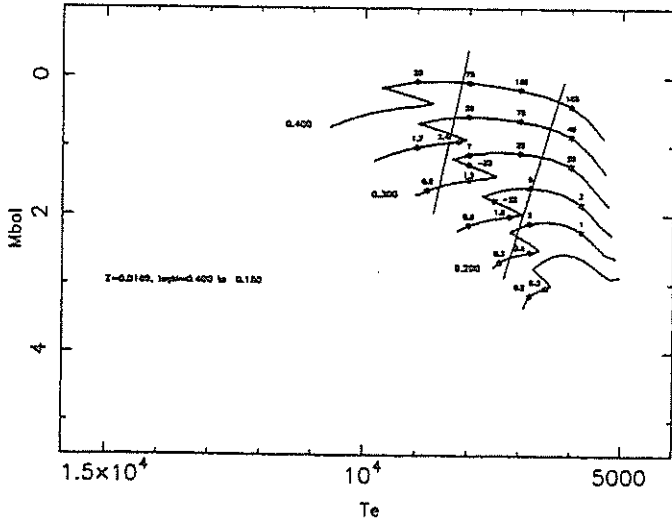


**Şekil 5:**  $Z=0.020$ ,  $\log M=0.400 \rightarrow \log M=0.150$   
(Claret & Gimenez, 1989 tarafından verilen standard evrim yolları kullanılarak hesaplanmıştır).



**Şekil 6:**  $Z=0.0169$ ,  $\log M=0.400 \rightarrow \log M=0.150$   
(Vanden Berg, 1985 tarafından verilen standard evrim yolları kullanılarak hesaplanmıştır).

olarak yarı-konvektif bir bölge içerisinde oluşan rastgele karışım olaylarını göstermektedirler. RR Lyr yıldızlarında gözlenen dönem değişimleri de evrim sonucu beklenen değerlerden büyüktür ve ayrıca değişimlerin işaretlerinde de farklılıklar vardır. Sweigart & Renzini (1979)'ye göre yarı-konvektif bölgenin küçük bir bölümünde ortaya çıkabilecek karışım olayları ya da konvektif merkez bölgesinden az miktarda da olsa bir "fırlatma" olayı, RR Lyr yıldızlarında gözlenen dönem değişimlerini üretebilecektir. Dönem değişiminin pozitif ya da negatif yönlü olması karışım olayının türüne bağlıdır.



**Şekil 7:**  $Z=0.0017$ ,  $\log M=0.350 \rightarrow \log M=0.050$   
(Vanden Berg, 1985 tarafından verilen standard evrim yolları kullanılarak hesaplanmıştır).

(3) denklemini elde ederken " $\delta$  Scuti kararsızlık kuşağı" içerisinde yıldızın kütesinin değişmediği varsayılmıştır. Schaller et al. (1992) ve Claret & Gimenez (1991) tarafından verilen modellerde gözönüne alınan kütle kaybı miktarları De Jager et al. (1988, 1986) ve Reimers (1975)'in çalışmalarında verilen parametrisasyona dayandırılmıştır ki burada kütle kaybının yalnızca yüksek ısıtma ve/veya düşük yüzey çekim ivmesine sahip olunan evrim aşamasında gerçekleşebileceği varsayılmaktadır. O nedenle " $\delta$  Scuti kararsızlık kuşağı" içerisinde kütle kaybının evrim üzerindeki etkisi boşlanabilir mertebededir. Gerçekten de  $M < 7M_{\odot}$  olan küçük kütleli yıldızlar için evrim hesaplamalarında kütle kaybının yalnızca kırmızı dev aşamasında, bir başka deyişle kararsızlık kuşağının kırmızı kenarından çok daha uzak ve soğuk bölgelerde gerçekleştiği varsayılmaktadır. Ancak Willson & Bowen (1984) büyük genlikli zonklamaların varlığında, ki bu yüksek ısıtma ve/veya düşük yüzey çekim ivmesine sahip olunan evrim aşamasında olsun ya da olmasın, yıldızın önemli miktarda kütle kaybedebileceği olasılığından söz etmişlerdir. Buna göre zonklama erkesi, çekim potansiyel erkesinin büyük bir bölümünü karşılayabilir ve bir kısım maddenin yıldızdan kaybedilmesine neden olabilir. Bu, büyük ölçüde zonklama genliğine bağlıdır. Willson et al. (1987) ve Willson (1988),  $\delta$  Scuti yıldızları da dahil olmak üzere anakol A-F yıldızlarından önemli miktarda kütle kaybedebileceği ( $10^9 M_{\odot} y^{-1}$  yöründe) olasılığını tartışmışlardır. Bu araştırmacılara göre kütle kaybı zonklama nedeniyle ortaya çıkmakta ve hızlı dönme nedeniyle kolaylaştırılmaktadır. Yukarıda sözü edilen miktar Nieuwenhuijzen & De Jager (1990) ve ayrıca Reimers (1975) tarafından verilen denklemlerin kullanılmasıyla elde edilmesi beklenen değerden  $\sim 10^3$  kez daha fazladır. Bu durumda yıldız anakol üzerinde kararsızlık kuşağının kırmızı kenarına doğru evrimleşmektedir.

Bu tartışmalardan anlaşılacağı gibi bu tür yıldızlardaki kütle kaybı çok ilginç sonuçlara yol açabilir. Bunlardan biri ve belki de en önemlisi yıldız kümelerinin yaşlarına ilişkindir. Böylesi kütle kayıpları kümenin yaşını olduğundan büyük elde etmemize yol açacaktır. Buradan yola çıkarak kozmik yaş üzerinde süren tartışma ve çelişkiler ortadan kalkabilir. Willson et al. (1987) bu olgunun "*blue stragglers*" olarak adlandırılan yıldızları da açıklayabileceğini ileri sürmektedirler. Buna göre bu yıldızlar, anakol üzerinde aşağıya doğru evrimleşmelerini sağlayacak denli kütle kaybedememiş yavaş dönen yıldızlardır.

Am ve Ap yıldızlarında gözlenen kimyasal anomali, kütle kaybı ile ilişkili olabilecek diğer sonuçlardan biridir. Michaud & Charland (1986) ve Babel & Michaud (1991), bu yıldızlarda gözlenen kimyasal anomalinin radyatif difüzyona ek olarak kütle kaybına da bağlı olabileceğini belirtmişlerdir. Öte yandan kütle kaybı, Çizelge 1'de verilen yıldızlardan bazılarında gözlenen dönem azalmalarını da açıklayabilir. Ancak IUE uydusuyla yapılan moröte gözlemleri küçük genlikli  $\delta$  Scuti yıldızlarında büyük miktarda kütle kaybı olduğunu ortaya koyamamıştır (Fracassini et al., 1991 ve oradaki ilgili kaynaklar). Ayrıca IRAS uydusuyla yapılan uzak-kırmızıöte gözlemleri de küçük genlikli  $\delta$  Scuti yıldızlarının, değişim göstermeyen A-F yıldızlarından daha fazla miktarda kütle kaybettiklerini gösterememiştir. Son olarak, çok büyük zonklama genliklerine sahip olmakla birlikte Çizelge 1'de verilen yıldızların hemen tümünün yavaş dönen yıldız olduklarını belirtmek gerekmektedir.



Kaynaklar:

- Andreasen, G.K., Hjeldsen, P.M., Petersen, J.O.: 1983, *A&A*, 121, 241.  
Babel, J., Michaud, G.: 1991, *Ap.J.*, 366, 560.  
Breger, M.: 1990, *PASPC*, 11, 263.  
Breger, M.: 1992, *Comm. in Asteroseismology*, No.47.  
Cao, M., Jiang, S.: 1992, *Chin. Astron. Astrophys.*, 16, 148.  
Claret, A., Gimenez, A.: 1989, *A&AS*, 81, 1.  
Claret, A., Gimenez, A.: 1991, *A&AS*, 87, 507.  
Coates, D.W., Fernley, J.A., Sekiguchi, K., Barnes, T.G., Frueh, M.L.: 1994, *MNRAS*, 266, 1.  
Coates, D.W., Halprin, L., Thompson, K.: 1982, *MNRAS*, 199, 135.  
De Jager, C., Nieuwenhuijzen, H., Van der Hucht, K.A.: 1988, *A&AS*, 72, 259.  
De Jager, C., Nieuwenhuijzen, H., Van der Hucht, K.A.: 1986, *IAU Symp.* 116, C.W.H. de Loore et al. Eds. (Reidel), p.109.  
Fitch, W.S.: 1981, *Ap.J.*, 249, 218.  
Fracassini, M., Pasinetti-Fracassini, L.E., Pastori, L., Teays, T.J., Mariani, A.: 1991, *A&A*, 243, 458.  
Fu, J., Jiang, S., Liu, Y.: 1994, *Inf. Bull. Var. Stars*, No. 3970.  
Hamdy, M.A., Mahdy, H.A., Soliman, M.A.: 1986, *Inf. Bull. Var. Stars*, No. 2963.  
Huebner, M.F., Merts, A.L., Magee, N.H. Jr., Argo, M.F.: 1977, *Astrophysical Opacity Library*, NC-34b.  
Jiang, S.: 1982, *Acta Astron. Sinica*, 23, 333.  
Jiang, S.: 1985, *Acta Astron. Sinica*, 26, 297.  
Jiang, S., Yang, Z.: 1981, *Acta Astron. Sinica*, 22, 279.  
Jiang, S., Zhao, N.: 1982, *Chin. Astron. Astrophys.*, 6, 97.  
Kozerska, D., Stepień, K.: 1984, *Acta Astron.*, 34, 377.  
Maeder, A., Meynet, G.: 1989, *A&A*, 210, 155.  
Mahdy, H.A.: 1987, *Inf. Bull. Var. Stars*, No. 3055.  
Mahdy, H.A., Soliman, M.A., Hamdy, M.A.: 1988, *Inf. Bull. Var. Stars*, No. 3276.  
Mahdy, H.A., Szeidl, B.: 1980, *Comm. Konkoly Obs.*, 74, 3.  
Michaud, G., Charland, Y.: 1986, *Ap.J.*, 311, 326.  
Nieuwenhuijzen, H., De Jager, C.: 1990, *A&A*, 231, 134.  
Paparó, M., Szeidl, B., Mahdy, H.A.: 1988, *Ap&SS*, 149, 73.  
Peña, R., Peniche, J.H., Gonzalez-Bedolla, S.F., Hobart, M.A.: 1987, *Rev. Mex. Astron. Astrofis.*, 14, 429.  
Percy, J.R., Matthews, J.M., Wade, J.D.: 1980, *A&A*, 82, 172.  
Reimers, D.: 1975, *Mém. Soc. Roy. Sci. Liège*, 8, 369.  
Rodríguez, E., López de Coca, P., Rolland, A., Garrido, R., Costa, V.: 1994, *A&AS*, 106, 21.  
Rodríguez, E., Rolland, A., Costa, V.: 1995, *A&A*, submitted.  
Rodríguez, E., Rolland, A., López de Coca, P.: 1990, *Inf. Bull. Var. Stars*, No. 3427.  
Rodríguez, E., Rolland, A., López de Coca, P.: 1993, *A&AS*, 101, 421.  
Rogers, F.J., Iglesias, C.A.: 1992, *Ap.J.S.*, 79, 507.  
Rolland, A., Peña, J.H., López de Coca, P., Peniche, R., Gonzalez-Bedolla, S.F.: 1986, *A&A*, 168, 125.  
Schaller, C., Schaerer, D., Meynet, G., Maeder, A.: 1992, *A&AS*, 96, 269.  
Soliman, M.A., Hamdy, M.A., Szeidl, B., Szabados, L.: 1986, *Comm. Konkoly Obs.*, 88, 41.  
Sweigart, A.V., Renzini, A.: 1979, *A&A*, 71, 66.

- Szeidl,S.:1983,Comm. Konkoly Obs.,84,253.  
Szeidl,B.,Mahdy,H.A.:1981,Comm.Konkoly Obs.,75,1.  
Tang,Q.,Yang,D.,Jiang,S.:1992,Inf.Bull.Var.Stars,No.3771.  
Thompson,K.,Coates,D.W.:1991,Proc.Astron.Soc.Aust.,9,281.  
Tsvetkov,Ts.G.,Petrova,Ts.C.:1993,Ap&SS,203,257.  
Vanden Berg,D.A.:1985,Ap.J.S.,58,711.  
Walraven,Th.,Walraven,J.,Balona,L.A.:1992,MNRAS,254,59.  
Willson,L.A.:1988,Ap&SS,Library,148,285.  
Willson,L.A.,Bowen,G.H.:1984,Nat.,312,429.  
Willson,L.A.,Bowen,G.H.,Struck-Marcell,C.:1987,Comm.Astrophys.,12,17.  
Yang,D.,Jiang,S.,Tang,Q.,Wang,H.:1993,Inf.Bull.Var.Stars,No.3831.  
Yang,D.,Tang,Q.,Jiang,S.:1992a,Inf.Bull.Var.Stars,No.3769.  
Yang,D.,Tang,Q.,Jiang,S.:1992b,Inf.Bull.Var.Stars,No.3770.

## BF Aur Çift Yıldızının UBV Işık Eğrisi Analizi

Sacit ÖZDEMİR, Osman DEMİRCAN, Zekeriya MÜYESSEROĞLU,  
Hasan AK, Berahitdin ALBAYRAK, Mehmet TANRIVER

Ankara Üniversitesi Fen Fakültesi,  
Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü  
06100 Tandoğan-ANKARA  
E-mail: ozdemir@dione.astro.science.ankara.edu.tr

### ÖZET

Erken tayf türü tutulma gösteren çift yıldız sistemi BF Aur'un Ankara Üniversitesi Gözlemevi'nde 1988-1989 ve 1996 yıllarında UBV bantlarında yapılmış olan gözlemleri sunulmaktadır. BF Aur ( $P=1.5832$  gün)'un bileşenleri birbirine benzer B5 V yıldızından oluşmuştur. Kendi gözlemlerimizden elde ettiğimiz ışık eğrileri, Wilson-Devinney (1983 versiyonu) programı ve BinaryMaker 2.0 (Bradtstreet, 1993) paket programı kullanılarak çözülmüş ve sisteme ait parametreler elde edilmiştir. Literatürden toplanan minimum zamanları ve bu gözlemlerden elde edilen minimum zamanları sistemin dönem değişimini incelemede kullanılmıştır.

Anahtar kelimeler: Yakın çift yıldızlar, örten çift yıldızlar.

### ABSTRACT

Photoelectric UBV observations of an early type eclipsing binary system BF Aur carried out at the Ankara University Observatory between 1988-1989 and in 1996 have been presented. BF aur ( $P=1.5832$  d) is formed by two similar B5 V type component stars. The light curves formed by our observations have been analysed by using the Wilson-Devinney code (version 1983) and BinaryMaker 2.0 (Bradtstreet, 1993) package and the orbital parameters have been obtained. Our minima times and the others collected from the literature were used to study the period variation of the system.

Keywords: Close binaries, eclipsing binaries.

## 1. GİRİŞ

BF Aur (HD 32419=BD+41° 1051)'un tutulma gösteren bir çift yıldız olduğu ilk defa Morgenroth (1935) tarafından keşfedilmiştir. İlk fotometrik gözlemler mavi ve sarı filtrelerde, Schneller (1961) tarafından elde edilmiştir. Roman (1956)'ın yaptığı tayfsal sınıflandırmada sistemin, birbirine benzeyen iki B5 V anakol yıldızından oluştuğu belirlenmiştir.

Orta derecede kaliteye sahip olan ilk UBV ışık eğrilerini Mannino vd (1964) elde etmişlerdir. Sistemin tayfsal gözlemleri ise Mammano vd (1974) tarafından yapılmış ve dikine hız eğrisi çözümlerinden, bileşenlerin  $5 M_{\odot}$  kütleyle,  $5 R_{\odot}$  yarıçapa sahip olduğu ve ayrıklıklarının  $13 R_{\odot}$  olduğu belirlenmiştir. Ayrıca bu çözümde sistemin "değen" çift yıldız sınıfına girdiği ve  $q \sim 1.0$  olduğu bulunmuştur. Ancak daha sonra Schneider vd (1979)'nin, Wilson-Devinney (WD) programını kullanarak elde ettiği ışık eğrisi çözümünde BF Aur; daha büyük kütleli bileşenin Roche lobunu doldurduğu bir yarı-ayrık çift olarak belirlenmiştir. Bu tür sistemlerde bazı kararsızlıklar görülmekte ve bileşenler arasında hızlı kütle transferinin olabileceğinden şüphelenilmektedir. BF Aur da bu tür şüphelenilen sistemlerin en ilginçidir.

Schneider vd (1979)'nin yaptığı çalışmada her iki bileşen de anakoldan evrimleşmiş durumdadır fakat evrim safhaları belirsizdir. Ayrıca çözümlerde  $q$ 'nun 1'den büyük ve küçük değerleri için uygun fitler yapmıştır. Çözümlerden  $q=0.83$  olanını doğru kabul etmiş ve sistemdeki dönem değişimini bularak, kütle aktarım oranını belirlemek için yeni tayfsal gözlemler yapılmasını önermiştir. Bu çalışmada, fotometrik kütle oranı da tam olarak açıklanamamıştır. Ayrıca tayfsal veriler teori ile yeterli uyum sağlayamamış ve tayftaki çizgi oranına dikkat edilmemişti. Bunları dikkate alan Kallrath ve Kamper (1992), BF Aur'un kütle oranındaki belirsizliği ortadan kaldırmak için BV ışık eğrilerini yeniden analiz etmişlerdir. Mannino vd (1964)'nin elde ettiği ışık eğrilerini, kendi ürettikleri ve WD'in 1978 versiyonunu esas alan LCCTRL isimli bir paket programla çözmüşlerdir. Çözümde kütle oranının 1'den büyük ( $q=1.05$ ) ve sistemin yarı-ayrık olduğu bulunmuştur. Daha büyük kütleli bileşenin hemen hemen Roche lobunu doldurduğu, I. minimumun occultation olduğu ve kütle transferi ya da dönem değişimi görülmediği belirlenmiştir. Ayrıca bu çözümlerde, 0.25 evresinde, yıldız rüzgarından kaynaklandığı düşünülen ve dalgaboyuna biraz bağlı olan fazladan ışık görülmektedir. Ancak bu çözüm yapılırken, ışık eğrisinin 0.5-1.0 evre aralığındaki sadece ikinci yarısı kullanılmıştır. Bu ise çözümün doğruluğunu azaltmaktadır. Ayrıca Kallrath ve Kamper (1992),  $q$ 'nun 1'den küçük değerleri için yeteri kadar çözüm aramamışlardır.

Zhang vd (1993) tarafından yapılan dönem analizinde BF Aur'un döneminin  $\Delta P/P=0.00658$  sn/yıl oranında arttığı belirtilmektedir. Bu ise küçük kütleli bileşenden büyük kütleli bileşene kütle transferiyle mümkün olabilir. Oysa yukarda da bahsedilen, daha önceki çözümlerde büyük kütleli bileşenin Roche yüzeyini doldurduğu bulunmuştu.

Van Hamme (1993)'ün yaptığı en son çözümlerde, WD programının, düzeltilmiş ve 2. derece yansımaları dikkate alan 1990 versiyonu kullanılmıştır. Bu yeni çözümler eskileriyle karşılaştırılmış ve yansıma etkisinin ışık eğrisi üzerine yaptığı katkı incelenmiştir. Gerek ikinci bileşenin Roche lobunu doldurduğu 5 modunda, gerekse birinci bileşenin Roche lobunu doldurduğu 4 modunda çözüm yapılmıştır. Kütle oranı da her iki mode için sırasıyla  $q=0.95$ , ve  $q=1.05$  olarak belirlenmiştir. Her iki modda da çözümün kısa sürede yakınsadığı görülmüştür (van Hamme 1993).

## 2. GÖZLEMLER

BF Aur örten çifti, Ankara Üniversitesi Gözlemevi'nde 1988-1989 ve 1996 yıllarında gözlenmiştir. 30 cm'lik Maksutov teleskobuyla sistem, 28 Ağustos 1988 ile 9 Mart 1989 arasında 19 gece, diferansiyel fotometrik yöntemle gözlenmiştir. Kullanılan fotometre, Johnson UBV filtrelerine sahip kanallı EMI 9789QB'dir. Mukayese ve denet yıldızları sırasıyla BD+41° 1046 ve BD+41° 1050'dir.

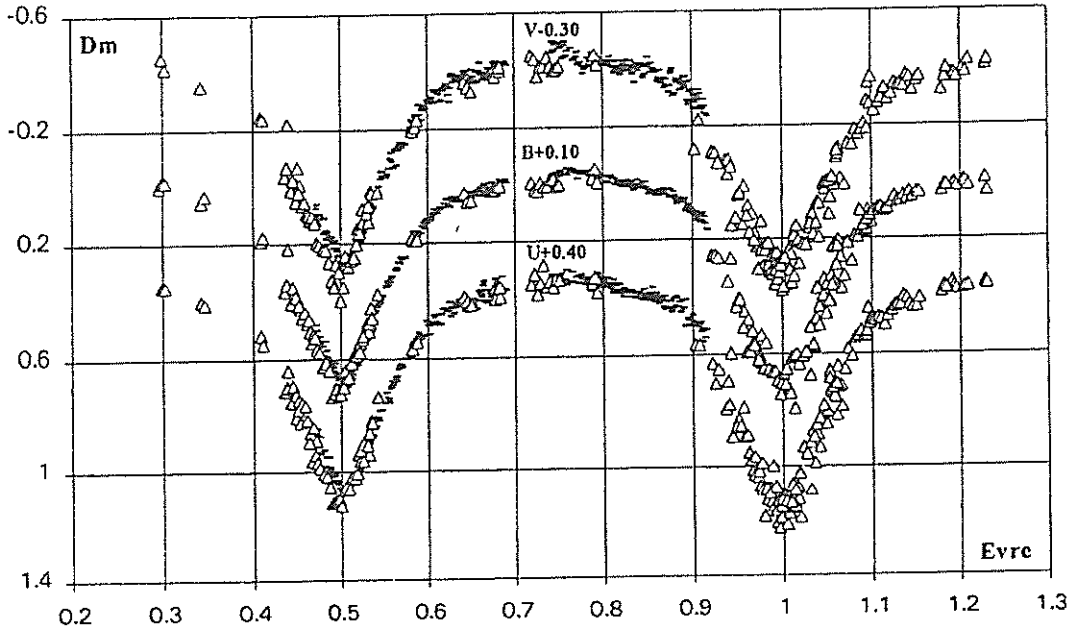
Sistem 1996 yılında yine aynı teleskopla fakat farklı bir fotometre (SSP5A) ile 2 gece gözlenmiştir. Fotometre başlığında, Hamamatsu R1414 fotokatlandırıcısı ve Johnson standart sistemine yakın UBV filtreleri kullanıldı. Toplam olarak 1988'de 96, 1989'da 140 ve 1996'da 311 nokta elde edilmiş; diferansiyel gözlemler atmosferik sönmüleden kurtarılmış ve Güneş merkezine indirgenmiştir. Bu gözlemlerden, iyi bilinen Kwee ve van Voerden (1956) yöntemi kullanılarak toplam 4 adet minimum zamanı elde edilmiştir (Çizelge 2.1).

Çizelge 2.1. BF Aur'un Ankara Üniversitesi Gözlemevi'nde elde edilen minimum zamanları.

HJD (2400000)	Min.	Std. Hata ( $\pm$ )	Filtre	Gözlemci*	Referans
47499.55257	I	0.00127	UV	Gr	Müyesseroğlu ve Selam (1994)
47561.29777	I	0.00354	UBV	My	"
47595.33127	II	0.00139	UBV	Kh	"
50095.24254	II	0.00047	UBV	Öd	Bu çalışma

\* Gözlemci: Gr:B.Gürol, My:Z. Müyesseroğlu, Kh:G. Kahraman, Öd:S. Özdemir.

Gözlemlerde gecelik tek noktanın standart hataları -sırasıyla UBV dalgaboylarında- 1988-1989 yılı için  $0.^m0095$ ,  $0.^m013$  ve  $0.^m029$ , 1996 yılı için  $0.^m0095$ ,  $0.^m009$ ,  $0.^m024$  bulunmuştur. Elde edilen ışık eğrileri Şekil 2.1'de görülmektedir.



Şekil.2.1. BF Aur'un Ankara Üniversitesi Gözlemevi'nde elde edilen UBV bandı ışık eğrileri. 1996 yılı gözlemleri "-"lerle, 1988-1989 gözlemleri " $\Delta$ "lerle gösterilmektedir.

### 3. IŞIK EĞRİSİ ANALİZİ

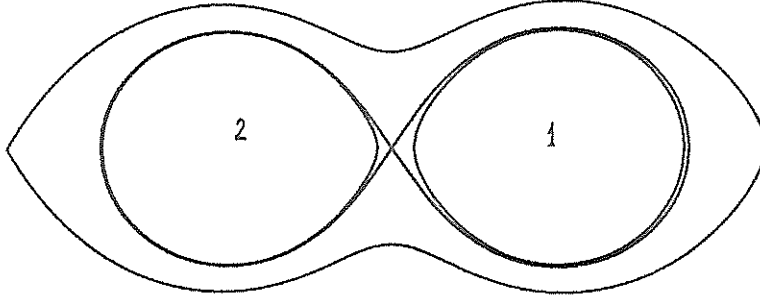
Müyesseroğlu (1993) tarafından PC'de çalışmaya uyarlanan Wilson-Devinney programının 1983 versiyonu kullanılarak BF Aur sisteminin yörünge parametreleri elde edilmiştir. Her iki bileşene ait dikine hız verileri ve üç filtredeki (UBV) ışık eğrileri dikkate alınarak, eşzamanlı olarak 2 modunda (ayrık sistemler için) çözüm yapılmıştır. Mammano vd (1974)'nin yaptığı tayfsal gözlemlerde (Batten vd 1989'da bu gözlemler zayıf kaliteli olarak değerlendirilmektedir) elde edilen dikine hız değerleri kullanılmıştır. U filtresinin Balmer süreksizliğinden etkileneceği ve dikine hız verilerinin zayıf kalitede oldukları dikkate alınarak, ilk iterasyonlara bu filtre ve dikine hız verileri dahil edilmemiştir. İlk olarak sadece BV ışık eğrileriyle iterasyona başlanmıştır. Fark kareler toplamı yeteri kadar küçüldükten (0.1'in altına indikten) sonra U filtresi ve dikine hız verileri de dahil edilerek iterasyon sürdürülmüştür. Bunun sonucunda program  $q > 1$ 'e gitmiş ve (ayrık sistemler için olan) mode 2'yi tercih etmiştir. Elde edilen çözüm Çizelge 3.1'de görülmektedir. Çözümlere göre oluşturulan Roche yüzeylerine ait geometri Şekil 3.1'de sunulmaktadır. Ayrıca bu çözüm parametrelerine göre elde edilen teorik ve gözlemsel ışık eğrilerinin BinaryMaker 2.0 çıktı grafikleri de Şekil 3.2'de görülmektedir.

Çizelge.3.1. BF Aur'un çözüm parametreleri (WD mode 2).

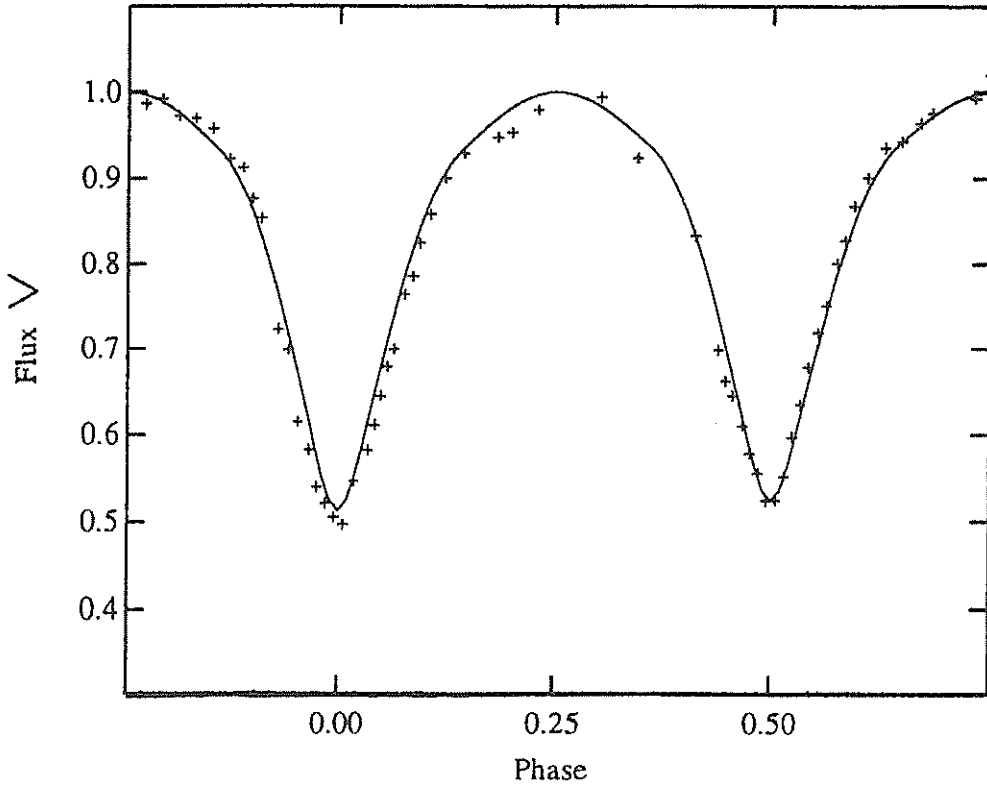
Parametre	Değer	Olası hata
a ( $R_{\odot}$ )	12.2	0.13
i ( $^{\circ}$ )	83.24	-0.26
q	1.050	0.009
T1 (K)	16400	33
T2 (K)	16102	31
Omega 1	3.864	0.005
Omega 2	3.911	0.008
r1 pole	0.3481	0.0006
r1 point	0.4513	0.0033
r1 side	0.3648	0.0007
r1 back	0.3939	0.0010
r2 pole	0.3509	0.0009
r2 point	0.4377	0.0032
r2 side	0.3673	0.0011
r2 back	0.3939	0.0014
L 1,2/(L1+L2)(V)	0.480, 0.500	0.056, -
L 1,2/(L1+L2)(B)	0.492, 0.511	0.022, -
L 1,2/(L1+L2)(U)	0.480, 0.530	0.024, -
X1~ X2 (V,B,U)*	0.30,0.37,0.38	-
L3	0.0	-
A1 = A2	1.0	-
g1 = g2	1.0	-
F1 = F2	1.0	-
$\Sigma$ (Fark <sup>2</sup> )	0.453	-
I. min. türü	Occultation	-

\* A1-Naimiy, 1978'den alındı.

Bu arada şunu da belirtmek gerekmektedir: BinaryMaker 2.0 paket programının girdi parametreleri elle değiştirilerek, teorik ve gözlemsel eğriler yukardaki çözüme nazaran çok daha iyi çakıştırılabilmektedir. Ancak bu değerlerle WD programı çözüm yapamamış, Çizelge 3.1'deki parametrelere yakınsamıştır.



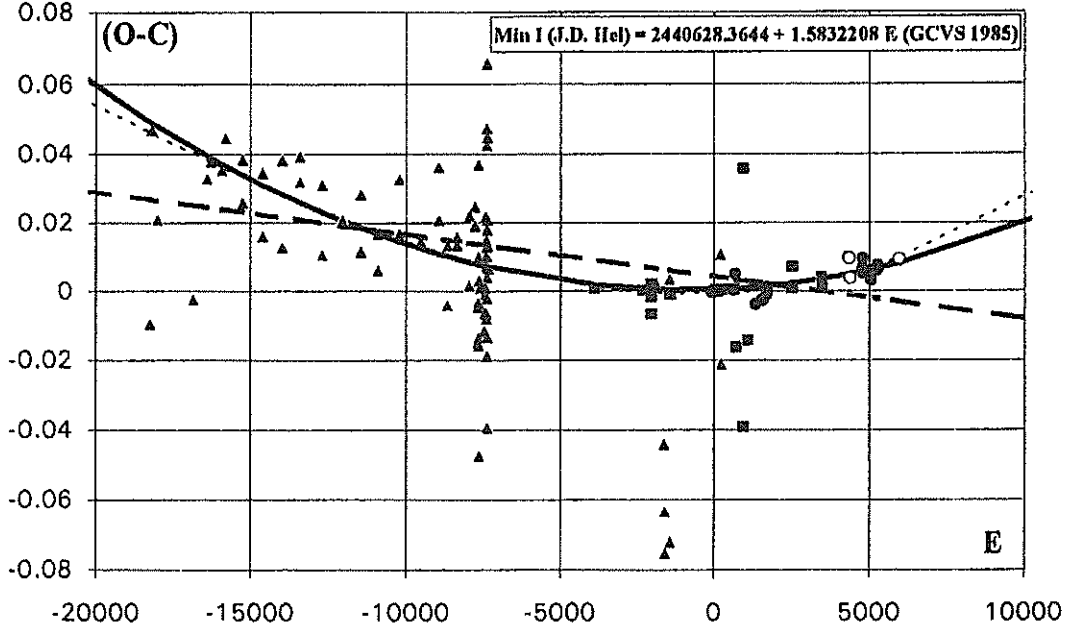
Şekil.3.1. Çözümler sonucu oluşan, bileşenlerin Roche geometrisi görülüyor. "1" ile daha sıcak ancak daha küçük kütleli bileşen gösterilmiştir.  $\phi=0.75$ 'tir.



Şekil.3.2. BF Aur için elde edilen çözüm parametrelerine göre BinaryMaker 2.0 çıktısı (sadece V filtresinde). "+"lar 1'e normalize edilmiş, normal gözlem noktalarını gösteriyor.

#### 4. DÖNEM ANALİZİ

BF Aur'un literatürde yayınlanmış minimum zamanlarına kendi gözlemlerimiz de eklenerek elde edilen verilere göre oluşturulan (O-C) diyagramı Şekil 4.1'de görülmektedir.



**Şekil.4.1.** BF Aur'a ait (O-C) diyagramı. Lineer fit kesikli çizgi ile, 2. derece polinom fiti sürekli çizgi ile ve 3. derece polinom fiti noktalı çizgi ile gösterilmiştir. Üçgenler ağırlığı en düşük olan, kareler ağırlığı orta derecede olan ve daireler ağırlığı en fazla olan verileri temsil ediyor. A.Ü. Gözlemevi'nde elde edilen noktalar içi boş sembollerle gösterilmiştir.

Şekil 4.1'deki veriler üzerine 2. ve 3. dereceden polinom fiti ve doğrusal fit yapılmıştır. Noktaların ağırlıkları dikkate alınrsa verilere en iyi fit, polinomlarla yapılmaktadır. Verilerin dağılımı, kolları yukarıya dönük parabole benzemektedir. Bu ise, sistemin döneminin arttığını ve küçük kütleli bileşenden büyük kütleli bileşene madde aktığını ispatlamaktadır. (O-C) eğrisine yapılan 2. derece polinom fiti sonucu bulunmuş olan düzeltilmiş ışık elemanı şöyledir:

$$\text{Min I (HJD)} = 2440628.3648 + 1.5832211 * E + 1.63 * 10^{-10} * E^2 \dots \dots \dots (4.1)$$

± 9                      ± 2                      ± 17

Daha önce elde edilmiş olan bazı (O-C) eğrileri, Guarnieri vd (1975), Kallrath ve Kamper (1992) ve Zhang vd (1993)'de bulunabilir.

#### 5. BULGULAR ve SONUÇ

Yapılan çözüme göre BF Aur, "ayrık çift yıldız" sınıfına girmektedir. Çözümde fark kareler toplamı biraz büyük (0.453) çıkmıştır. Bunun muhtemel nedenleri; i) ışık



eğrilerindeki saçılmanın fazla olması, ii) U filresinde I. minimumun (Balmer süreksizliği ve moröte artık nedeniyle) daha derinden geçmesi, ve iii) dikine hız verilerinin çok kaliteli olmamasıdır.

WD çözümünde kütle oranı ( $q=M_2/M_1$ ) 1'den büyük çıkmaktadır. Yani daha büyük kütleli olan bileşen daha soğuktur. Bileşenlerin her ikisi de Roche loblarını henüz doldurmamışlardır; ancak doldurmaya çok yakındırlar. İkinci bileşen birinciye nazaran, Roche lobunu doldurmaya daha yakındır.

(O-C) eğrisine göre sistemin dönemi büyümekte yani, küçük kütleli bileşenden büyük kütleliye madde akmaktadır. Bu madde akışı muhtemelen yıldız rüzgarı yoluyla olmalıdır. Çünkü bileşenler henüz Roche yüzeylerini tam doldurmamıştır. Kallrath ve Kamper (1992) yaptıkları çözümde, sistemde dönemin değişmediğini ve büyük kütleli bileşenden küçük kütleliye madde aktığını öne sürmektedirler. Ancak (O-C) eğrisine göre bu sonuçlar yanlıştır.

Birinci minimumun türünü (occultation veya transit) tam olarak anlayabilmek ve kütle oranının gerçek değerini ( $q$ 'nın 1'den büyük veya küçük olduğunu) belirleyebilmek için, BF Aur'un yüksek ayırma güçlü tayflarına ihtiyaç vardır.

## 6. KAYNAKLAR

- Al-Naimiy, H.M., 1978 *Ap&SpSci.* **53**, 181.  
Batten, A.H., Fletcher, J.M., ve McCarty, D.G., 1989 "Eighth Catalogue of the Orbital Elements of Spectroscopic Binary Systems", Pub. of Dominion Astroph. Observatory.  
Bradtstreet, D.H., 1993 *BinaryMaker 2.0*, Contact Software.  
Guarnieri, A., Bonifazi, A., ve Battistini, P., 1975 *A&ASS* **20**, 199.  
Kallrath, J., ve Kamper, B.-C., 1992 *A&A* **265**, 613.  
Kwee, K.K., ve Van Woerden, H., 1956 *Bull. Astron. Inst. Neth.* **12**, 327.  
Mammano, A., Margoni, R., ve Stagni, R., 1974 *A&A* **35**, 143.  
Mannino, G., Bartolini, C., ve Biolchini, R., 1964 *Mem. Soc. Astron. Ital.* **35**, 371.  
Morgenroth, O. 1935 *Astron. Nachr.* **255**, 425.  
Müyesseroğlu, Z., 1993 PhD. Thesis (yayınlanmamış), Ankara University Observatory.  
Müyesseroğlu, Z., ve Selam, S., 1994 *IBVS* **4027**.  
Roman, N.G., 1956 *ApJ* **123**, 246.  
Schneider, D.P., Darland, J.J., ve Leung, K.C., 1979 *AJ* **84**, 236.  
Schneller, H., 1961 *Astron. Nachr.* **286**, 97.  
Van Hamme, W., 1993 "Light Curve Modelling of Eclipsing Binary Stars" in içinde, Ed: E.F. Milone, Springer-Verlag Press.  
Zhang, R.-X., Kim, J.-Y.S., Zhang, J.-T., Zhang, X.-B., Kang, Y.W., ve Zhai, D.-S., 1993 *IBVS* **3941**.

## AYRIK ÇİFT SİSTEM V505 PERSEI (DHK11)

Tanrıver, M.; Özdemir, S.; Demircan, O.

Ankara Üniversitesi Gözlemevi, Fen Fakültesi,  
Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 06100 Tandoğan, ANKARA

### ÖZET

Tutulma gösteren F-türü V505 Per ayrık çift sisteminin UBV fotometrisi sunulmaktadır. Wilson-Devinney programı kullanılarak eş zamanlı ışık eğrisi ve radyal hız eğrisi çözümü, sistemin anakolda  $M \sim 1.2M_{\odot}$ 'lik kütleyle sahip iki bileşen yıldızdan oluştuğunu ortaya koymaktadır. Sistemin uzaklığı yaklaşık 60 pc'dir.

Anahtar Kelimeler: Tutulan çift yıldızlar, ayrık çiftler, V505 Per

## A DETACHED BINARY SYSTEM V505 PERSEI (DHK11)

### ABSTRACT

The UBV photometry of a detached F-type eclipsing binary V505 Persei is presented. A simultaneous light and radial velocity curve solution by using Wilson-Devinney code reveals that the system is formed by two identical component stars of  $M \sim 1.2M_{\odot}$  in the main sequence. The distance of the system should be about 60 pc.

Key words: Eclipsing binaries, detached binaries, V505 Per

## 1. GİRİŞ

Tutulma gösteren parlak DHK 11 (SAO 023229= BD+39 0764=HD 14384) yıldızı Kaiser ve ark. (1990) tarafından keşfedilmiştir. Bu sistem daha sonradan 71. Değişen Yıldız İsim Listesinde V505 Per olarak yer almıştır (Kozarovets ve ark., 1993). Tutulma derinliğinin 0.55 kadir olduğu ve 2.111 günlük bir periyoda sahip olduğu, ancak ikinci tutulma minimumunun gözlenemediği Kaiser ve ark. (1990) tarafından kaydedilmiştir. Sistem, ya çok sığ bir ikinci minimuma sahip olmalı ya da birinci ve ikinci minimum derinlikleri eşit olmalıdır. İlk bakışta sistem algole benzemektedir. Daha sonra Marschall ve ark.(1990), sistemin eşit çizgi genişliğine sahip çift çizgili bir spektroskopik sistem olduğunu buldular. Bu ise, periyodun 4.222 gün olduğunu ve 1. ve 2. minimum derinliklerinin yaklaşık eşit olduğunu göstermektedir. Williams'ın (1990) fotoelektrik gözlemleri bu sonuçları desteklemektedir. Bu nedenle, sistemin bileşenleri kütle, yarıçap ve ışınım gücü bakımından çok benzer olmalıdırlar. Fotoelektrik gözlemlerden elde edilen ışık eğrisi, basıklık ve yansıma etkisinin ihmal edilebileceğini ve sistemin yörüngesinin daire olduğunu göstermektedir.

Sistemin fiziksel özelliklerini ve tutulma yapısını anlamak için 1990'da gözlem programına V505 Per dahil edilmiştir.

## 2. YENİ GÖZLEMLER

A.Ü. Gözlemevinde 30 cm'lik Maksutov teleskobuna bağlı fotokatlandırıcısı EMI9789 QB olan fotometre ile V505 Per yıldızı, Eylül 1990 ve Şubat 1991 arasında 30 gece gözlenmiştir. B ve V filtrelerinde 452'şer gözlem noktası ve U filtresinde 362 gözlem noktası elde edilmiştir. Mukayese-değişen-gök-değişen-mukayese sırasında her filtrede gözlem ölçümü yapılmıştır. Mukayese ve denet yıldızları, sırasıyla BD+54 0567 = SAO 023407 ve BD+54 0561 = SAO 023389 dur. Mukayese eksi denet yıldızı gözlemlerinden elde edilen tek gözlemin r.m.s. hatası sırasıyla V, B ve U filtrelerinde 0.023, 0.026 ve 0.075 kadirdir.

Diferensiyel gözlemler, Yer'in atmosferik sönümlenme ve ışık zaman etkisinden arındırılmıştır. Gözlem geceleri ve gözlemciler ile ilgili bilgi Çizelge-1 de listelenmiştir.

Çizelge 1. V505 Perse'i'nin UBV gözlem dizisi.

Tarih	Filtreler	N*	Gözlemciler
1990, Eylül.1	U,B,V	30	GK
" , Eylül.2	"	32	ZM
" , Eylül.3	"	27	SÖ
" , Eylül.4	"	8	BG
" , Eylül.5	"	11	BG
" , Eylül.6	"	40	BG
" , Eylül.7	"	26	FÖ
" , Eylül.8	"	34	SÖ
" , Eylül.10	"	7	SÖ
" , Eylül.11	"	36	BG
" , Eylül.20	"	4	BA
" , Eylül.21	"	9	FÖ
" , Eylül.30	"	5	BA
" , Ekim.1	"	5	ZM
" , Ekim.2	"	38	BG
" , Ekim.4	"	8	BA
" , Ekim.5	"	4	ZM

Çizelge 1. (Devam).

Tarih	Filtreler	N*	Gözlemciler
" , Ekim.6	"	4	ZM
" , Ekim.7	"	6	ZM
" , Ekim.12	"	12	SÖ
" , Ekim.15	"	5	SS
" , Kasım.12	"	5	SS
" , Kasım.15	"	4	ZM
" , Kasım.18	"	5	ZM
1990, Aralık.9	B,V	5	ZM
" , Aralık.11	"	5	AA
" , Aralık.28	"	5	SÖ
" , Aralık.31	"	34	BA
1991, Ocak.1	"	37	GK
" , Ocak.26	"	3	FÖ

\* Her filtredeki gözlem sayısı.

ZM: Zekeriya Müyesseroglu, SS: Selim O. Selam, AA: Ayvur Akalın,  
FÖ: Ferhat F.Özeren, GK: Göksel Kahraman, SÖ: Sacit Özdemir, BG:  
Birol Gürol, BA: Berahitdin Albayrak.

Gözlemlerden elde edilen ışık ve renk eğrileri Şekil-1 de gösteriliyor. Birinci minimum, gözlemler sırasında 3 kez gözlenmiştir. İyi bilinen Kwee-van Woerdan (1956) metodu kullanılarak elde edilen üç yeni minimum zamanı Çizelge-2'de görülmektedir (3 rengin ortalaması olarak). Çizelge-2'de ise, literatürden toplanan V505 Per'in tüm minimum zamanları vardır. Williams ve arkadaşlarının (1990) ephemerisiyle oluşturulan (O-C) artıkları ağırlıklı lineer en küçük kareler yöntemiyle çözülmüş ve şu ışık elemanları bulunmuştur:

$$\text{HJD MinI} = 2447863.4937 + 4.2220168E \\ \pm 0.0027 \pm 0.0000001$$

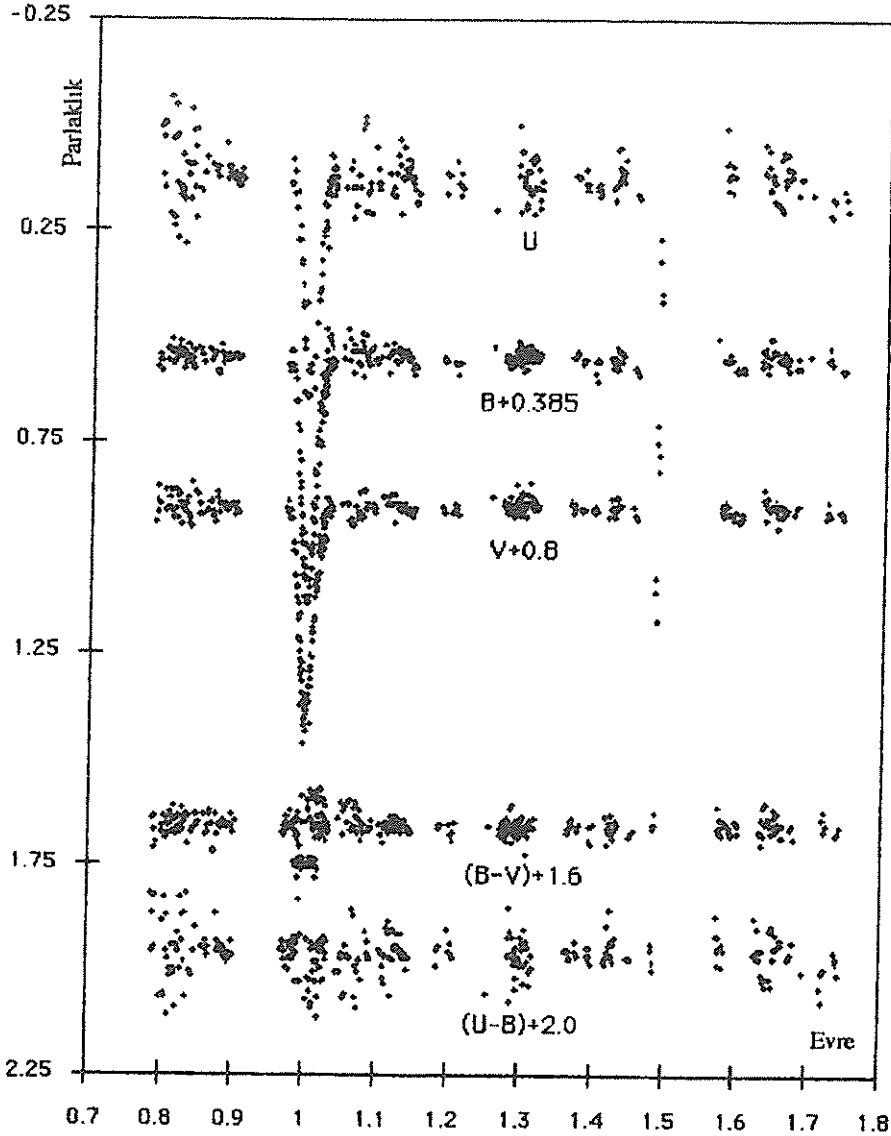
Bu elemanlar, Şekil-1'de evre hesabında da kullanılmıştır. En küçük kareler çözümünde kullanılan fotoelektrik minimumlar, görsel ve fotoğrafik minimumlarından 10 kez fazla ağırlıklandırılmıştır.

Çizelge 2. V505 Per'in minimum zamanları.

HJD 2400000+	E	O-C	Gözlemci
29535.713	-4341	0.0030	Harvard
29893.776	-4256	-0.8054	Harvard
30244.798	-4173	-0.2109	Harvard
47736.826	-30	0.0007	Kaiser
47789.586	-17.5	-0.0145	Kaiser
47808.603	-13	0.0034	Williams,Kaiser,Baldwin
47808.5994±.0006	-13	-0.0002	Landis
47810.7099±.0008	-12.5	-0.0007	Williams
47922.570	14	-0.0240	Kaiser
47922.5949±.0004	14	0.0009	Agerer
48146.3753±.0064	67	0.0144	bu çalışma
48167.4693±.0047	72	-0.0017	bu çalışma
48260.3561±.0003	94	0.0007	bu çalışma

Birinci minimum yöresi çok iyi gözlenmiş olmasına rağmen, ikinci minimum civarında dikkate değer bir boşluk olduğu görülüyor (bkz. Şekil-1). Ama, ikinci tutulmanın girişinde 4 gözlem noktası ikinci minimum derinliğinin varlığını destekliyor (bkz. Williams ve ark., 1990). Williams ve ark. (1990) benzer yapı gösteren ve

minimum derinlikleri arasındaki fark 0.03 kadirden daha fazla olmayan, birinci ve ikinci minimumu ayrı ayrı gözlediler. Bizim gözlemlerimiz de gözlemlerin hataları dahilinde Williams'ın sonuçları ile uyum içindedir. Buna göre basıklık ve yansıma etkisi ihmal edilebilir. Gözlemlerimizde birinci minimumun derinliği, sırasıyla U, B ve V filtrelerinde 0.59, 0.57 ve 0.50 kadirdir. Biraz daha sıcak bileşen bu minimumda örtülmektedir. Birinci minimum omuzlarından, tutuluma süresi, yaklaşık  $(0.051 \pm 0.002) * P - (5.17 \pm 0.20)$  saat olarak gözlemlerimizden belirlenmiştir.



Şekil 1. V505 Per'in U,B,V ışık eğrileri ve (B-V), (U-B) renk eğrileri.

### 3. IŞIK EĞRİSİ ÇÖZÜMÜ

#### 3.1 İlk Çözüm : Küresel Model

Tutulum dışındaki süreklilik, V505 Per'in, yakınlık etkilerinin ihmal edilebileceği bir ayrık çift yıldız olduğunu gösteriyor. Bileşen yıldızlar, yüzeyinde homojen ışık dağılımına sahip, küresel yapıda olmalıdır. Bu durumda ışık eğrileri, küresel model ile çok iyi tanımlanabilir ve böylece herhangi bir  $\theta$  evresinde normalize edilmiş parlaklık ölçümü  $I(\theta)$ ;  $I(\theta) = 1 - L_1\alpha$  ile verilebilir. Burada  $L_1$ , örtülen bileşenin kesirsel luminositesine bağlıdır ( $L_1 + L_2 = 1$ ) ve  $L_1\alpha$ , örtülme sırasında ışığın kesirsel kaybıdır. Küresel tutulma fonksiyonu  $\alpha$ , yeni bir matematik formülasyon yardımıyla hesaplanabilir (bkz. Kopal ve Demircan, 1978; Demircan, 1978).

Böylece, hesaplanan tutulma parametreleri ile teorik ışık eğrisi kolayca oluşturulabilir. Bu parametreler: bileşen yıldızların kesirsel yarıçapları  $r_{1,2}$ , yörünge düzleminin eğimi  $i$ , kesirsel luminosite  $L_1$ , ve örtülen yıldızın kenar kararım katsayısı  $u_1$ 'dir. Gözlemsel ve teorik ışık eğrisi karşılaştırılarak daha iyi bir uyuma sağlanması için, girdi parametrelerinin yeniden düzenlenmesi mümkün olmaktadır.  $\chi^2$  (Ki-Kare)'ye bakılarak bu uyuşmanın iyi olup olmadığı anlaşılmaktadır. Gözlenen ve teorik ışık eğrisi arasında yeterli uyuma sağlandığında kullanılan tutulma parametrelerinin son fotometrik çözüm olduğu kabul edilir. Minimum çukurları civarındaki gözlemsel noktalar üzerinden elle serbest eğri geçirilerek okunan 10 adet nokta ve minimum omuzundan belirlenen dış kontakt noktası, tutulma parametrelerinin çözümünde kullanılmıştır. Bu sistem yapılan çalışmaya göre; kütle, yarıçap ve luminosite bakımından benzer bileşenli ayrık ve evrimleşmemiş bir çift sistem olmalıdır. Bu durumda birinci minimum transitdir. Yani kütlece büyük olan ve daha sıcak olan bileşen birinci minimumda tutulmaktadır. Sistemin maksimumunda  $V=6^m.67$  ve  $(B-V)=0^m.43$  olduğu, Williams ve ark. (1990) tarafından belirlenmiştir. Burdan renk artığına bakıldığında, sistemin kızarmamış olduğu görülüyor. Wade ve Rucinski (1985)'den, sıcak bileşenin kenar kararım katsayısı  $u(B)=0.67$  ve  $u(V)=0.55$  olarak alınmış ve B ve V ışık eğrilerinin eşzamanlı çözümünde sabit kabul edilmiştir. Çözümde  $r_{1,2}=0.1$ ,  $i=80$  ve  $L_1=0.50$  başlangıç parametreleri olarak alınmış ve yaklaşık 20 iterasyon sonra, Çizelge-3 de verilen ilk çözüme ulaşılmıştır. B ve V filtrelerinde birinci minimum çukuru, Çizelge-3'deki parametrelerle iyi bir şekilde temsil edilebilmiştir. Dolayısıyla bu parametreler sistemin bir çözümüdür.

Çizelge 3. V505 Per'in tutulum parametrelerinin ortalama değerleri.

$r_p$	0.09±0.01	
$r_s$	0.08±0.01	
$i$	88°±0.5	
$L_p$	0.59, 0.55	(sırasıyla, B and V)
$L_s$	0.41, 0.45	(sırasıyla, B and V)
$u_p$	0.68, 0.55	(sırasıyla, B and V)

#### 3.2. Wilson-Devinney Çözümü :

Müyesseroğlu (1993) tarafından bir PC 80486'da çalışmaya uyarlanan Wilson-Devinney (WD) programının 1983 versiyonu kullanılarak sisteme ait yapay ışık eğrileri oluşturulmuştur. Dalgaboyundan bağımsız parametreler her bantta sabit tutularak, sistemin çözümü, 3 ışık eğrisi ve iki radyal hız eğrisi kullanılarak eşzamanlı olarak yapılmıştır. Marshall ve ark. (1990) tarafından 0.08 ve 0.717

evresinde alınan yüksek çözünürlüklü iki spektrumdan, bileşenlere ait radyal hız verileri alınmıştır. Karşılaşma zamanının, birinci minimumla çakıştığı görülmektedir. Sistemin yörüngesi daireseldir. Radyal hız eğrisine yapılan ve sistemin fotometrik dönemine eşit olan en iyi sinüzoidal eğri fiti, (hatası bir kaç km/sn den fazla olmayan) 88.1 ve 88.9 km/sn'lik radyal hız genlikleri vermiştir. Buradan bileşen yıldızların kütle oranı  $q \sim 0.99$  olarak bulunmuştur. Yüzey potansiyelleri  $\Omega_{1,2}$ 'nin başlangıç değerleri,  $r_{1,2} \sim 1 / (\Omega_{1,2} - q)$  bağıntısı kullanılarak belirlenmiştir. Birinci bileşenin başlangıç sıcaklığı  $T_1=6550K$  olarak seçilmiştir. Bu sıcaklık Williams (1990) tarafından fotometriden belirlenen F5V tayf türüne karşılık gelmektedir. Gözlemlerin hatası dahilinde, tüm evrelerde renk eğrisinin sabit olması (bkz. Şekil-1), bileşen yıldızların yüzey sıcaklıklarının yaklaşık eşit olduğunu gösteriyor. (B-V) ve (U-B) renk ölçümlerinde ortalama hata, yaklaşık olarak sırasıyla  $0^m.03$  ve  $0^m.04$  dir. (B-V) ve (U-B) renkleri, yaklaşık  $\pm 60$  K'lik bir hata payı dahilinde, F5V tayf türündeki bir yıldızla uymaktadır. Bu hata miktarı, bileşen yıldızlar arasında, sıcaklık farkı için bir üst limit vermektedir. Williams'ın ışık eğrisinde minimum ortasındaki derinlik, yüzey parlaklık oranının  $J_p/J_s \sim 1.03$  olduğunu ortaya çıkarıyor. Ayrıca bu, bileşenler arasındaki yaklaşık 60 K'lik sıcaklık farkına da uymaktadır. F5V tayf türüne karşılık, birinci bileşen için sıcaklık, yaklaşık  $T_1=6550 \pm 60$  K bulunuyor. Buna göre  $T_2=6490 \pm 60$  K düzeyinde olmaktadır. Buradaki hata tahminleri renk eğrilerine dayanılarak yapılmıştır.

Çözümde daha az duyarlı parametreler (bolometrik albedo, çekim kararma-üsleri ve kenar kararma katsayıları), sabit bırakılmıştır. Her iki bileşenin konvektif atmosfere sahip olduğu kabul edilmiş, karacisim ışınım yasası ve lineer kenar kararma yasası kullanılmıştır. Kenar kararma katsayıları, Wade ve Rucinski (1985) tarafından oluşturulan çizelgelerden interpolate edilerek belirlenmiştir. Bileşen yıldızlarda senkronize dönme olduğu varsayılmıştır ( $F_{1,2}=1$ ). Çözümlerde 3. ışık etkisinin olmadığı kabul edilmiştir. Her bir ışık eğrisi, gözlemlerin standart hatasına göre ağırlıklandırılmıştır.

İterasyona mode-2'de "lc" programı işletilerek başlanmıştır. Sistemin geometrisini daha iyi oluşturmak için, B ve V ışık eğrilerinde program ayrı ayrı işletilmiştir. Programın her işleyişinde yapay ve gözlemsel ışık eğrisi arasındaki uyuşumun görsel denetimi yapılmış; maksimum ve minimum ışık seviyelerinde yeterli uyuşum sağlandıktan sonra, "dc" programı ile iterasyona geçilmiştir. "dc"nin her bir iterasyonunda belli bazı parametreler serbest bırakılmıştır (Wilson ve Bierman, 1976). Serbest bırakılan parametrelerin artım miktarı, hatalarını aştığında iterasyon durdurularak o parametre belirlenmiştir. Başlangıçta  $L_2$  ve  $T_2$ 'nin birbirine bağımlı olduğu kabul edilerek, iki parametre takımı ( $i, T_2, \Omega_1$ , ve  $q, L_1, \Omega_2$ ) aynı duyarlılığa gelinceye kadar dönüşümlü olarak, değiştirilmiştir.  $T_2$  çözüme ulaştığında,  $L_2$ 'nin  $T_2$ 'ye bağımlı olmadığı kabul edilerek ( $IPB=1$ ),  $L_2$  belirlenmiştir.

En son elde edilen eş zamanlı çözüm Çizelge-4'de verilmiştir. B ve V filtresindeki teorik ve gözlemsel ışık eğrisi, Şekil-2 de görülmektedir.

**Çizelge 4.** V505 Per'in Wilson-Devinney çözümünde (Mode 2) elde edilen parametreler.

Parametre	Değer	Olası Hata
a	14.80 R <sub>⊙</sub>	0.20
i	87.90	0.03
q	0.991	0.004
T <sub>1</sub>	6550 K	-
T <sub>2</sub>	6496 K	16 K
Ω <sub>1</sub>	11.718	0.044
Ω <sub>2</sub>	13.322	0.050
r <sub>1</sub> (pole)	0.0932	0.0004
r <sub>1</sub> (point)	0.0934	0.0004
r <sub>1</sub> (side)	0.0933	0.0004
r <sub>1</sub> (back)	0.0934	0.0004
r <sub>2</sub> (pole)	0.0804	0.0004
r <sub>2</sub> (point)	0.0805	0.0004
r <sub>2</sub> (side)	0.0804	0.0004
r <sub>2</sub> (back)	0.0805	0.0004
L <sub>1,2</sub> /(L <sub>1</sub> +L <sub>2</sub> ) (V)	0.58, 0.42	0.03, 0.03
L <sub>1,2</sub> /(L <sub>1</sub> +L <sub>2</sub> ) (B)	0.58, 0.42	0.03, 0.03
L <sub>1,2</sub> /(L <sub>1</sub> +L <sub>2</sub> ) (U)	0.58, 0.42	0.04, 0.04
x <sub>1</sub> -x <sub>2</sub> (V, B, U)	0.55, 0.67, 0.72	-
L <sub>3</sub>	0.00	-
A <sub>1</sub> = A <sub>2</sub>	0.50	-
g <sub>1</sub> = g <sub>2</sub>	0.32	-
F <sub>1</sub> = F <sub>2</sub>	1.00	-

#### 4. MUTLAK DEĞERLER:

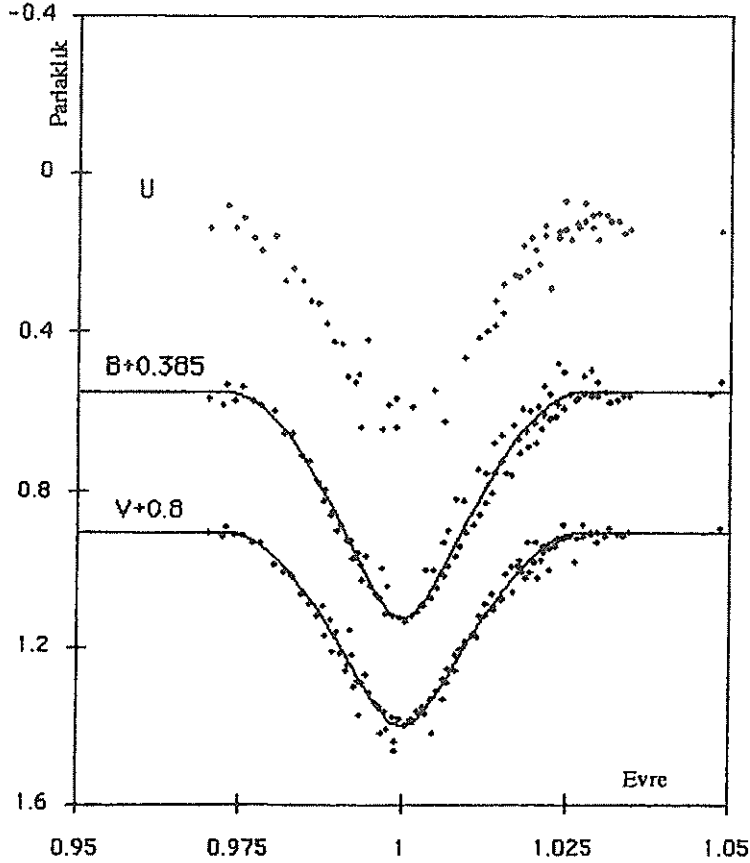
Işık ve radyal hız eğrisi çözümleri birleştirilerek, V505 Per'in mutlak parametreleri belirlenmiştir. Bunlar Çizelge-5 de listelenmiştir. Sistemin bolometrik mutlak parlaklığı 2<sup>m</sup>.89 dir. Yaklaşık -0<sup>m</sup>.02 lik bolometrik düzeltme (BC) ile M<sub>v</sub>=2<sup>m</sup>.91 bulunur. Tutulma dışında V=6<sup>m</sup>.87 ve ortalama E(B-V)=0<sup>m</sup>.00 olduğuna göre sistemin uzaklığı yaklaşık olarak 60 pc'tir.

Işık ve radyal hız eğrilerindeki eksiklikten dolayı, Çizelge-4 deki parametreler ve Çizelge-5 deki mutlak parametreler kesin sonuç değildir. İki, benzer anakol yıldızı bileşenden oluşan V505 Per sistemi oldukça ilginçtir. Sonuç olarak, sistemin daha duyarlı fotometrik ve tayfsal gözlemlerinin yapılması gerekmektedir. Ancak bu şekilde bileşen yıldızların kütle, yarıçap ve sıcaklıkları daha doğru belirlenebilir.

**Çizelge 5.** V505 Per'in mutlak değerleri.

	Birinci Bileşen	İkinci Bileşen	Olası Hata
M (M <sub>⊙</sub> )	1.23	1.22	0.03
R (R <sub>⊙</sub> )	1.38	1.19	0.02
L (L <sub>⊙</sub> )	3.14	2.26	0.10
K (km/s)	88.1	88.9	1.0
a <sub>1,2</sub> (R <sub>⊙</sub> )	7.37	7.43	0.20
M <sub>b</sub>	3.48	3.83	0.04
log g (cgs)	4.25	4.37	-
log T <sub>e</sub> (K)	3.816	3.813	-
Port. (cgs)	0.663	1.025	0.02
(M <sub>b</sub> ) <sub>system</sub>	2.89		0.04
a (R <sub>⊙</sub> )=a <sub>1</sub> +a <sub>2</sub>	14.80		0.2
Distance (pc)	60		5





Şekil 2. B ve V filtresinde teorik ve gözlemsel ışık eğrilerinin birlikte gösterimi.

## 6. Kaynaklar

- Demircan, O., 1978 PhD Thesis, The University of Manchester.  
Bradstreet, D.H., 1990 BAAS 22, 1293.  
Kaiser, D.H., Baldwin, M.E., and Williams, D.B., 1990 IBVS 3442.  
Kopal, Z., and Demircan, O., 1978 ApS&S 55, 241.  
Kozarovets, E.V., Samus, N.N., and Goranskij, V.P., 1993 IBVS 3840.  
Kwee, K.K., and Van Woerden, H., 1956 Bull. Astron. Inst. Neth. 12, 327.  
Marshall, L.A., Stefanik, R.P., Nations, H.L., and Davis, R.J., 1990 IBVS 3447.  
Müyesseroglu, Z., 1993 Ph.D. Thesis (unpublished), Ankara University Observatory.  
Van denBerg, D.A., 1985 ApJ Suppl. 58, 711.  
Wade, R.A., and Rucinski, S.M., 1985 A&AS 60, 471.  
Williams, D.B., Landis, H.J., and Pray, D., 1990 IBVS 3479.  
Wilson, R.E., and Bierman, P., 1976 A&A 48, 349.

## OB BİLEŞENLİ CQ CEP ÇİFT YILDIZ SİSTEMİNİN IŞIK EĞRİSİ VE YÖRÜNGE ANALİZİ

Hasan AK, Osman DEMİRCAN, Sacit ÖZDEMİR,  
Berahitdin ALBAYRAK, Mehmet TANRIVER

Ankara Üniversitesi Fen Fakültesi  
Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü  
06100, Tandoğan, ANKARA  
e-mail: ak@dione.astro.science.ankara.edu.tr

### ÖZET

Kısa dönemli WR örten çift yıldız CQ Cep sisteminin yeni UBV gözlemleri sunulmuştur. Tayfsal kanıtlara göre CQ Cep'in WN6+O9II-Ib bileşen yıldızlarından oluştuğu ve birinci minimumda WN6 bileşeninin örtüldüğü bilinmektedir. Bunun anlamı WN6 bileşeninin daha sıcak bileşen olmasıdır. Fakat sistemin yakın zamanda yapılan modelleri (örneğin; Underhill, Gilray ve Hill, 1990) bu kritere uymamaktadır. Biz bu çalışmada yeni ışık eğrilerini, Marchenko vd. (1995)'nin yeni radyal hız eğrileri ile beraber kullanarak sistemin fiziksel olarak anlamlı bir modelini elde ettik.

**Anahtar kelimeler:** UBV fotometrisi, örten çift yıldızlar, WR çift yıldızları, büyük kütleli yıldızlar

## LIGHT CURVE AND ORBITAL ANALYSIS OF CQ CEP BINARY WITH OB COMPONENT

### ABSTRACT

New UBV observations of shortest period WR eclipsing binary CQ Cep have been presented. It is known by the spectroscopic evidence that CQ Cep is formed by WN6+O9II-Ib component stars and WN6 component is eclipsed during the primary minimum. This means the WN6 component is the hotter component. However recent models of the system (e.g. Underhill, Gilray and Hill, 1990) are inconsistent with this criteria. We derived in this work consistent model of the system by using the new light curves together with the new radial velocity data by Marchenko et al. (1995).

**Key words:** UBV photometry, eclipsing binaries, WR binaries, massive stars

## 1. GİRİŞ: CQ Cep İle İlgili Bilinenler

CQ Cep=WR 155=HD 214419 (Marchenko vd. 1995'e göre WN6+O9II-Ib) bilinen en kısa dönemli WR orten çift yıldızdır. Üzerinde çok çalışılan CQ Cep ile ilgili 1980'e kadarki çalışmaların özeti Leung vd. 1983'te bulunabilir. Sistemle ilgili sonraki bilgi birikimi Stickland vd. (1984), Kartasheva ve Svechnikov (1990), Drissen vd. (1986), Underhill, Gilray ve Hill (1990) ve Marchenko vd. (1995) tarafından özetlenmiştir. Bilinenler şöyle özetlenebilir:

1. Işık eğrileri basıklık etkisi gösteren yaygın ve derin iki minimum gösterir. Işık eğrisi çevrimden çevrime 0.05-0.1 kadırlık değişimler gösterir. Minimumlar asimetriktrir.
2. Sistemin yörünge donemi değişimi oldukça karmaşıktır (Semenick 1968, Kartasheva ve Svechnikov 1990). Donemin son 30 yıldır değişmediği anlaşılmaktadır (Walker vd. 1983).
3. Soğurma çizgilerinden oluşturulan radyal hız eğrileri WR yıldızının salma çizgilerinin değişimi ile uyum içindedir. Radyal hız eğrilerinden yörünge çözümü asimetri nedeni ile eksantrik yörünge gerektirir. O yıldızına ilişkin radyal hız eğrisi özel bir yöntemle Kartasheva ve Snezhko (1985) ve Marchenko vd. (1995) tarafından elde edilmiştir. Buna göre; (i) birinci minimumda örtülen yıldız WR bileşenidir, ve (ii) O-bileşeni daha büyük kütleli bileşendir. Marchenko vd. (1995)  $q=m_{WR}/m_O=0.87\pm 0.04$  ve bileşenlerin tayf türlerini WN6-7+O9II-Ib olarak bulmuştur.
4. Çizgi profilleri uzun dönemde rastgele değişim gösterir (Leung vd. 1983).
5. Fotometrik ve polarimetrik gözlemlerden yörünge eğimi  $65^\circ < i < 78^\circ$  bulunmuştur (Leung vd 1983, Lipunova ve Cherepashchuk 1982, Pirola ve Linnaluoto 1988). Drissen vd (1986)'ya göre  $i=74^\circ \pm 4^\circ$
6. Underhill, Gilray ve Hill (1990)'a göre ışık eğrisi çözümü yapmadan  $i=74^\circ$  için buldukları salt parametreler şöyledir:

	WR yıldızı	O yıldızı
M/M <sub>o</sub>	13.6	16
R/R <sub>o</sub>	5.5	6.4
T(K)	29000	30800

Bu çözüme göre bileşenler henüz genç ve anakoldadır. Bu durum Bhatia ve Underhill (1986, 1988, 1989)'in önerileriyle uyum içindedir. Bhatia ve Underhill'e göre WR yıldızları henüz anakola gelmekte olan (T Tauriler gibi) genç yıldızlardır ve çevrelerindeki madde halkası oluşum diskinden arta kalan yapıdır.

Kendi içinde tutarlı görünen yukarıdaki çözüm yazarların unuttuğu önemli bir nedenle tamamen yanlıştır. Çözüme göre ışık eğrisinin daha derin olan birinci minimumunda, arkadaki bileşenin daha sıcak olan O yıldızı olması gerekir.

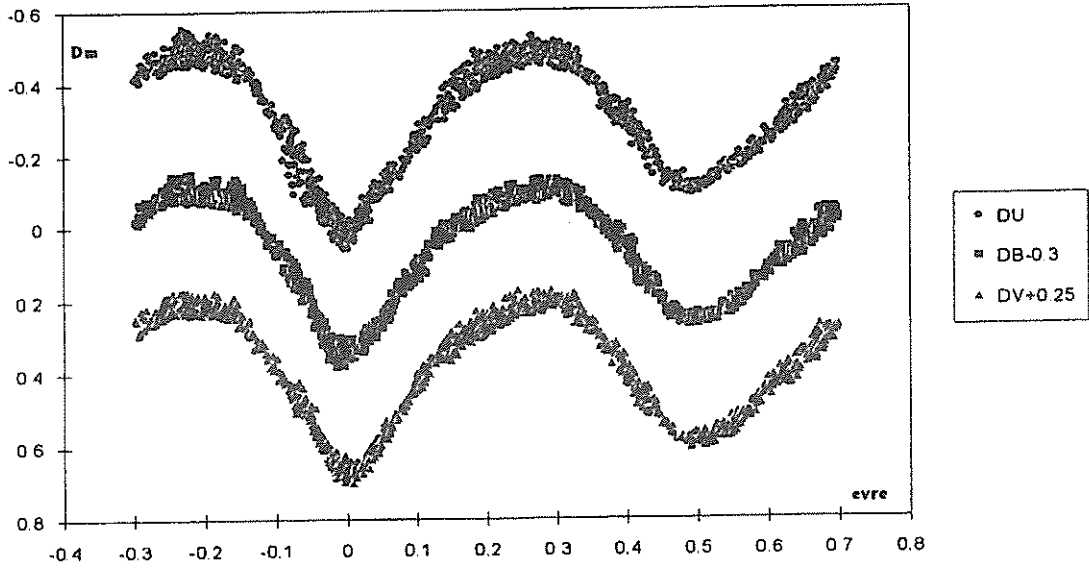
Halbuki radyal hız eğrileri bu minimumda arkadaki yıldızın WR bileşeni olduğunu kesin olarak göstermektedir. Bu durumda WR yıldızının daha sıcak olması gerekir. O yıldızına ilişkin radyal hız eğrisinin henüz olmadığı dönemde yapıldığı için, Leung vd.(1983), O yıldızının kütlesini daha küçük olarak ( $q < 1$ ) ve WR bileşeninin sıcaklığını çok büyük ( $T=45000$  K) kabul ederek yaptığı çözümler sistemin gerçek fiziksel durumunu yansıtmamaktadır.

Bu nedenlerle CQ Cep'in gerçek fiziksel yapısını ortaya çıkarmak için gözlem programımıza aldık ve UBV bantlarında tamamlanan ışık eğrilerini Z. Müyesseroğlu (1993) tarafından PC 80486 üzerinde çalışmaya uyarlanan Wilson Devinney (WD) kodu ile analiz ettik. Gözlemler ikinci bölümde, çözüm sonuçları üçüncü bölümde ve son bölümde de sistemin evrimsel durumuna ilişkin yorum verilmektedir.

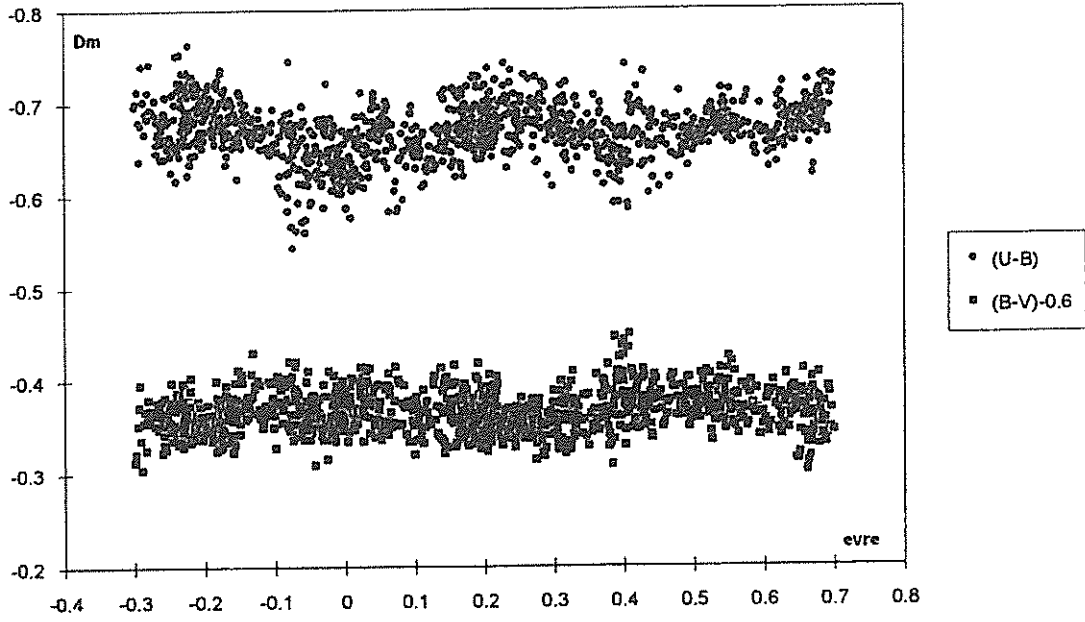
## 2.CQ CEP'in YENİ UBV GÖZLEMLERİ

CQ Cep sistemi Ankara Üniversitesi Gözlemevi'nde 1995 ve 1996 yıllarında toplam 22 gece (7 gece 1995, 15 gece 1996),diferansiyel fotometrik yöntemle 30 cm'lik Maksutov teleskobu ve 30 cm'lik Cassegrain teleskobunda gözlenmiştir. Mukayese ve denet yıldızları sırasıyla BD +56° 2815 ve BD +56° 2813'tür. Sırasıyla Maksutov ve Cassegrain teleskobunda kullanılan fotometre, Hamamatsu R1414 fotokatlandırıcılı SSP-5A ve Hamamatsu R4457 fotokatlandırıcılı SSP-5A'dır. 1995 ve 1996 yıllarında yapılan gözlemlerin, atmosferik sönmülemenden arındırılıp Güneş merkezine indigenmesi sonucu elde edilen toplam nokta sayısı 1136'dır.1996 yılında elde edilen minimum gözleminden Kwee ve van Woerden yöntemi kullanılarak sistemin bir minimum zamanı bulunmuştur,  $T_0(I.min)=2450267.431575 \pm 0.000770$ . Gözlemler bu minimum zamanı ve  $P=1.6412299$  (Kılınç, B.,1994) dönemine göre evrelendirilmiştir. CQ Cep sisteminin ışık eğrisinin çevrimden çevrime 0.05-0.1 kadirlik değişimler göstermesi ve yapılan gözlemlerde evrenin büyük bir kısmının en az iki kere taranmış olması ışık eğrisinde yaklaşık 0.1 kadirlik bir bant oluşmasına neden olmuştur.

Gözlemlerde gecelik tek noktanın standart hatası UBV renklerinde sırasıyla 0.031, 0.024 ve 0.021 kadir olarak belirlenmiştir.Şekil 2.1.'de CQ Cep sisteminin UBV renklerinde 1995-1996 gözlemlerine ait ışık eğrileri, Şekil 2.2.'de ise (U-B) ve (B-V) renk eğrileri görülmektedir. Özellikle (U-B)'de I. minimum sırasında bir çökme görülmektedir.



Şekil 2.1. CQ Cep çift sisteminin 1995-1996 gözlem sezonunda elde edilen U B V ışık eğrileri



Şekil 2.2. CQ Cep sisteminin (U-B) ve (B-V) renk eğrileri

### 3. IŞIK EĞRİSİ ANALİZİ

Işık eğrisi analizi için önce yeni gözlemlerden 0.03 evre aralıklarıyla normal noktalar oluşturulmuş ve analizde bu noktalar kullanılmıştır. WD kodu ile çözümü kolaylaştırmak için önce

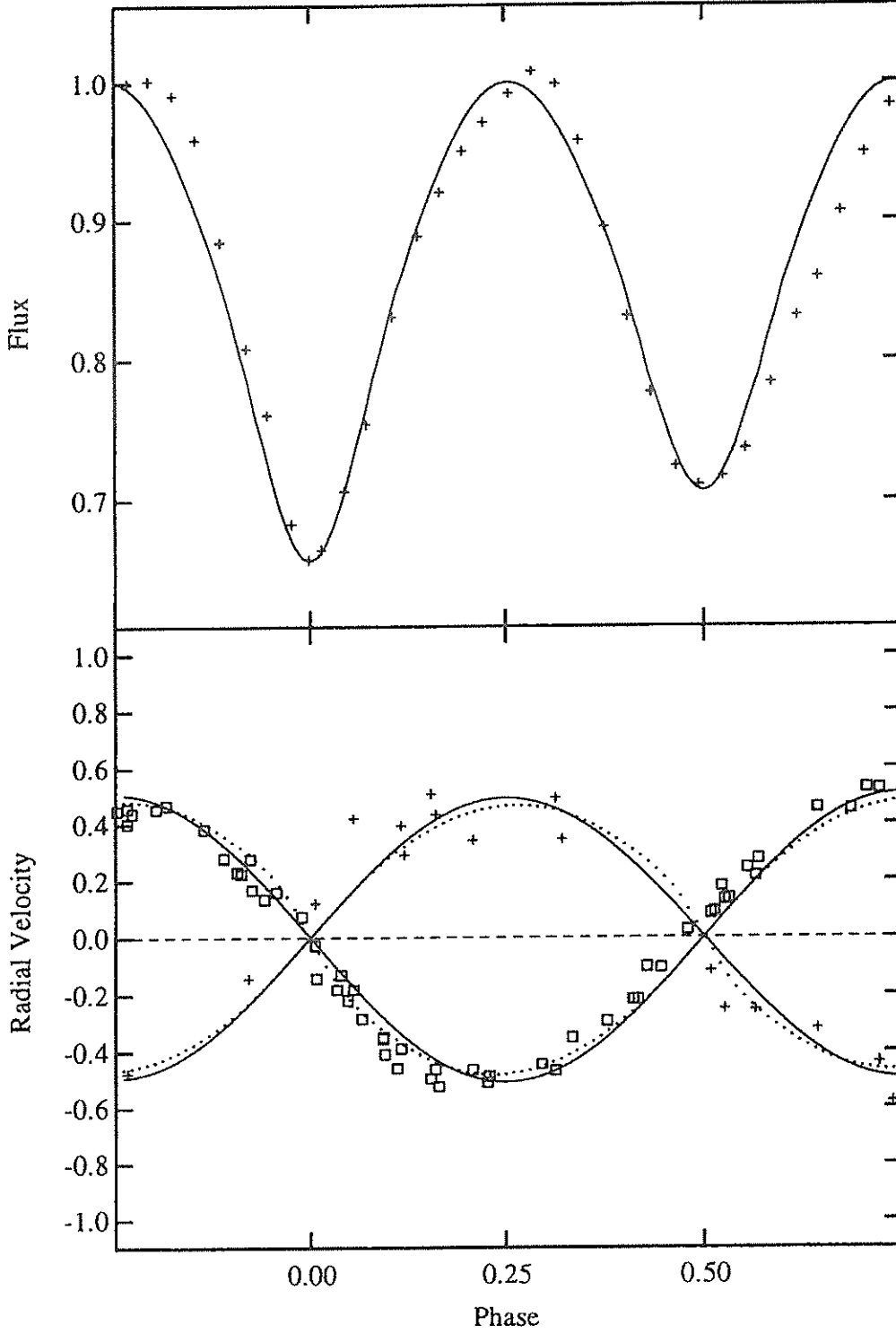
Bradtstreet (1993)'in BinaryMaker programında anlamlı girdi parametreleriyle kuramsal ışık ve radyal hız eğrileri oluşturulup gözlemlerle karşılaştırılarak en iyi uyum sağlayan ilk çözüm değerleri bulunmuş, sonra bu çözüm değerleri WD,DC programıyla iterasyona sokulup iyileştirilmiştir.

Çözümlerde kenar kararına sabitleri Wade ve Rucinski (1985)'den, albedo ve çekim kararına sabitleri de radyatif yıldızlar için standart değerler olarak sabit alınmıştır. Çözüm, ayrık çiftler için olan mod 2 ve yarı değen çiftler için olan mod 4 ve mod 5'te ayrı ayrı aranmasına rağmen, WD iterasyonu değen çiftlere doğru götürmüştür. Bunun üzerine çözüm mod 3'te (değen çiftler için) aranmıştır. Sonuç olarak en iyi çözüm değerleri Çizelge 3.1'de listelenmiştir.

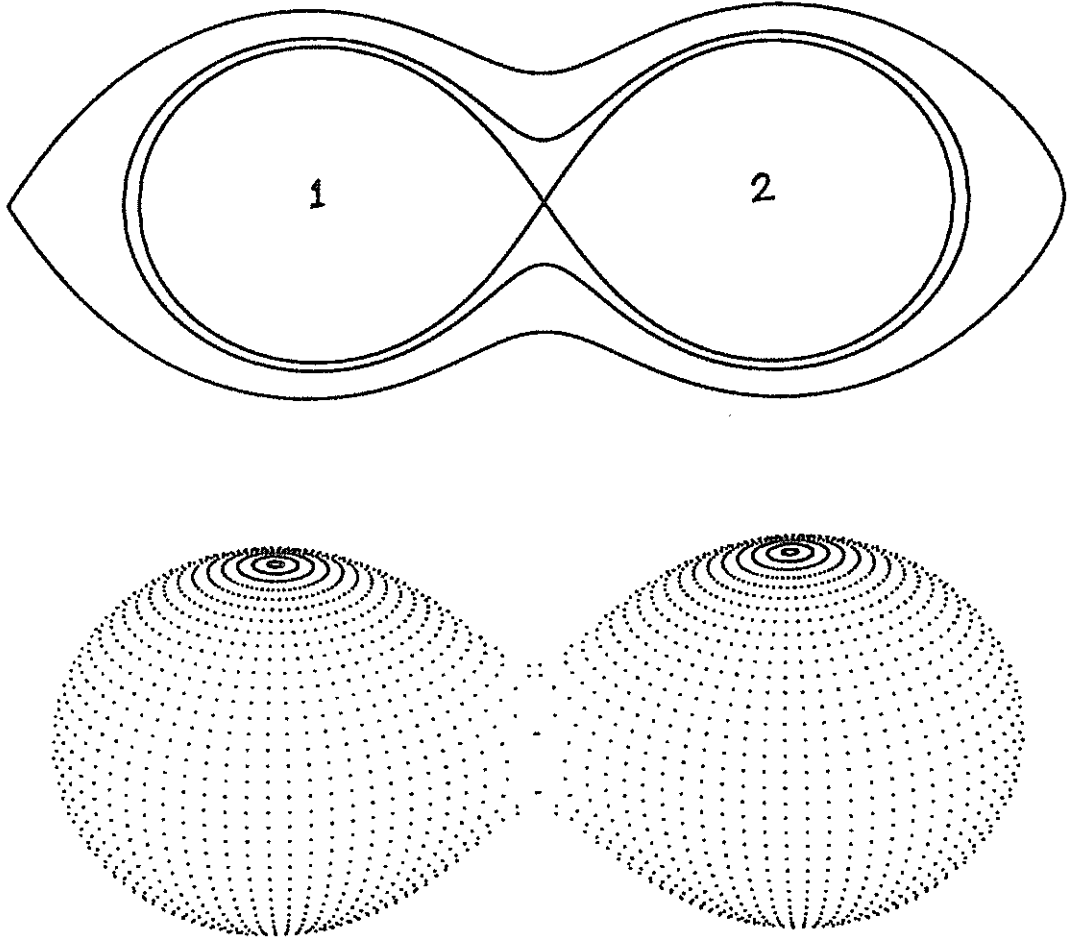
Çizelge 3.1. CQ Cep sisteminin WD kodu ile bulunan çözüm parametreleri (mod 3).

Parametre	Değer	Olası hata
$a(R_{\odot})$	20.38	0.33
$e$	0.000	
$i$	$67^{\circ}.3$	$0^{\circ}.6$
$q$	1.03	0.02
$T_1(K)$	31000	280
$T_2(K)$	25500	215
Pot 1	3.65	0.05
Pot 2	3.65	0.05
$r_1(\text{pole})$	0.3725	0.0022
$r_1(\text{point})$	-	-
$r_1(\text{side})$	0.3947	0.0031
$r_1(\text{back})$	0.4368	0.0058
$r_2(\text{pole})$	0.3774	0.0022
$r_2(\text{point})$	-	-
$r_2(\text{side})$	0.4001	0.0030
$r_2(\text{back})$	0.4418	0.0056
$L_{1,2}/(L_1+L_2)$ (V)	0.568, 0.432	0.005
$L_{1,2}/(L_1+L_2)$ (B)	0.576, 0.424	0.005
$X_1=X_2$ (V,B)	0.23, 0.29	-
$L_3$	0.000	-
$A_1=A_2$	1.0	-
$g_1=g_2$	1.0	-
$F_1=F_2$	1.0	-
I. min türü	occultation	-
$\Sigma(\text{fark}^2)$	0.2483	-

Örnek olarak V bandı gözlemleri arasında kuramsal ışık eğrisi ve radyal hız eğrisi Şekil 3.1.'de gösterilmiştir. Şekil 3.2. de ise çözüm sonucuna göre bileşenlerin Roche geometrisi ve yörünge düzlemi üzerindeki geometrisi görülmektedir. Çözüme göre bileşenlerin her ikisi de Roche yüzeyini doldurmuş durumdadır.



Şekil 3.1. CQ Cep sisteminin V bandı gözlemleri arasında teorik ışık ve radyal hız eğrisi



Şekil 3.2. CQ Cep sisteminin Roche geometrisi ve bileşenlerin yörünge düzlemi üzerindeki geometrisi, 0.25 evresi için.

#### 4. TARTIŞMA ve SONUÇLAR

Işık eğrisi ve radyal hız eğrisi çözümleri birleştirilerek sistemin salt parametreleri bulunmuş ve Çizelge 4.1.'de listelenmiştir.

Işık eğrileri çok asimetric olduğu için modellenen fiziksel olaylarla ışık eğrisini tamamen temsil etmek mümkün değildir. Ancak tutulma derinlikleri  $i=67^{\circ}.3$  için en iyi temsil edilmektedir. Potansiyellere ve dolayısıyla yarıçaplara bağlı olan tutulma genişlikleri çizelgedeki değerlerle en iyi şekilde temsil edilmiştir. Asimetri nedeniyle yarıçaplardaki hatalar büyük olabilir. Marchenko vd (1995)'nin radyal hız değerlerine güvenilirse O yıldızının daha büyük kütleli olması gerekir. Aynı



verilerden bizim bulduğumuz radyal hız eğrileri çözümü Marchenko vd (1995) değerlerinden biraz farklıdır. Işık eğrisi çözümlerine göre I. minimum occultation tutulmadır ve daha sıcak olan WR bileşenin kesirsel ışınım gücü sistemin ışınım gücünün %57'sini oluşturmaktadır.

Çizelge 4.1. CQ Cep sisteminin salt parametreleri.

Parametre	WR bileşen	O bileşeni
$M/M_{\odot}$	21.45	22.08
$R/R_{\odot}$	8.18	8.28
$L/L_{\odot}$	$5.53 \times 10^4$	$2.60 \times 10^4$
T(K)	31000	25500
$\log g(\text{cgs})$	4.09	3.95
$\rho_{\text{ort}}(\text{cgs})$	0.055	0.055
$a(R_{\odot})$	10.34	10.04
$M_{\text{bol}}$	-7.m14	-6.m32

Çizelge 4.1.'de verilen salt parametrelere göre O türü bileşen aslında erken B türü bir yıldız olmalı (büyük olasılıkla B1 V-IV). Yine büyük olasılıkla küçük kütleli görünen WR bileşeni kütle kaybederek küçük kütleli hale gelmiştir. Sistem değen çift yıldız olduğu halde minimum derinliklerinin eşit olmaması ve bileşenler arası 6500 K'lik fark olması açıklanamamaktadır.

## 5. KAYNAKLAR

- Bhatia, A. K., ve Underhill, A. B. 1986, ApJS, 60, 323  
 \_\_\_\_\_ 1988, ApJS, 67, 187  
 \_\_\_\_\_ 1990, ApJ, 358, 240  
 Bradstreet, D. H. 1993, BinaryMaker 2.0, Contact Software  
 Drissen, L., Moffat, A. F. J., Bastien, P., Lamontagne, R., ve Tapia, S. 1986, ApJ, 306, 215  
 Kartasheva, T. A., Snezhko, L. I. 1985, Soviet Astron., 29(4), 440  
 Kartasheva, T. A., ve Svechnikov, M. A. 1990, Bull. Spec. Astr. Obs.-North Caucasus, 28, 1  
 Kılınc, B. 1994, IBVS no:3998  
 Leung, K. C., Moffat, A. F. J., ve Seggevis, W. 1983, ApJ, 265, 961  
 Lipunova, N. A., ve Cherepashchuk, A. M. 1982, Soviet Astron., 26, 569  
 Marchenko, S. V., Moffat, A. F. J., Eenens, P. R. J., Hill, G. M., ve Grandchamps, A. 1995, ApJ, 450, 811  
 Müyesseroğlu, Z. 1993, Doktora Tezi (yayınlanmamış), Ankara Univ. Obs.  
 Pirolo, V., Linnaluoto, S. 1988, in Polarized Radiation of Circumstellar Origin, ed. G. V. Coyne, ve ark. (Vatican: Vatican Obs.), 655  
 Semeniuk, I. 1968; Acta Astr., 18, 313  
 Stickland, D. J., Bromage, G. E., Budding, E., Burton, W. M., Howarth, I. D., Jameson, R., Sherrington, M. R., ve Willis, A. J. 1984, A&A, 134, 45  
 Underhill, A. B., Gilroy, K. K., ve Hill, G. M. 1990, ApJ, 351, 651  
 Walker, E. N., Lylo, C., Pike, C. D., Stickland, D. J., ve Zuiderwijk, E. J. 1983, A&A, 128, 394

## IQ PERSEI ÖRTEN ÇİFT SİSTEMİNİN FOTOELEKTRİK IŞIKÖLÇÜMÜ VE FOTOMETRİK ANALİZİ

Ömer Lütfi DEĞİRMENCİ

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

**ÖZET:** IQ Persei örten çift sistemi Ege Üniversitesi Rasathanesi'nde, fotoelektrik olarak gözlenerek B ve V renklerinde ışık eğrileri elde edilmiştir. Dönem analizi yapılarak sistemin yeni ışık öğeleri belirlenmiş ve eksen dönme dönemi 122 yıl olarak elde edilmiştir. Işık eğrileri modern yöntemlerle çözülerek sistemin geometrik ve fiziksel parametreleri belirlenmiştir.

**Anahtar kelimeler:** örten çift yıldızlar, fotoelektrik fotometri, fotometrik analiz, eksen dönmesi.

### PHOTOELECTRIC PHOTOMETRY AND PHOTOMETRIC ANALYSIS OF THE ECLIPSING BINARY SYSTEM IQ PERSEI

**SUMMARY:** The B and V light curves of the eclipsing binary system IQ Persei have been obtained photoelectrically at Ege University Observatory. The new light elements of the system have been determined and the period of apsidal motion of the system has been obtained as 122 years. Analysing the light curves with the modern methods, the geometrical and physical parameters of the system were determined.

**Key words:** eclipsing binaries, photoelectric photometry, photometric analysis, apsidal motion.

### 1.GİRİŞ

IQ Persei (BD+47°920=HD 24909)'nin değişen yıldız olduğu Hoffmeister (1949) tarafından, fotoğrafik gözlemlerle, keşfedilmiştir. Daha sonra IQ Per'e ilişkin beş adet maksimum zamanı Soloviev (1954) tarafından verilmiş ve yıldız General Catalogue of Variable Stars (1958)'de Algol türü örten çift sistem olarak yayınlanmıştır. IQ Per örten çift sistemi Index Catalogue of Visuel Double Stars'da da görsel bir çift olarak yayınlanmıştır. Bu kataloğa göre IQ Per'in, görsel bileşeni BD+47°921 den açısal uzaklığı 39''.3 dir. Meisel (1968), hem IQ Per'i hem de görsel bileşenini tayfsal olarak incelemiş ve onları sırasıyla B8 Vp: ve A0 Vnp olarak sınıflandırmıştır. Burke (1968), bir ön raporunda sistemin döneminin 6<sup>s</sup>.974 olduğunu ancak bu değer yarısı ya da dörtte biri kadar da olabileceğini bildirmiştir. Hall et al.(1970), IQ Per'in UBV ışık eğrilerini elde etmiş ve dolanma dönemini 1<sup>s</sup>.7435673 olarak bulmuşlardır. Işık eğrilerini Russell and Merrill (1952) yöntemi ile çözmüş ve Schwarzschild (1958)'in kuramına dayanarak eksen dönme (apsidal motion) dönemini ~70 yıl olarak belirlemişlerdir (ışık eğrilerinde yan minimum ortası 0.542 evrededir). Bileşenlerin tayf türlerini ise, renk ölçeklerine dayanarak ve renk

artığını  $E(B-V)=+0^m.15$  olarak, baş ve yoldaş yıldız için sırasıyla, B7 ve A2±2 olarak belirlemiştir.

Young (1975)'in tayfsal yörünge analizi, kütle oranı için  $0.58\pm 0.03$  ve görel yörünge yarı-büyük eksen uzunluğu için  $a=9.8\pm 0.6 R_{\odot}$  değerini vermiştir. Lacy and Frueh (1985) sistemin tayfsal ve fotoelektrik VR gözlemlerini yapmış ve bileşenlerin tayf türlerini, baş yıldız için B7.5 ve yoldaş için A6 olarak vermişlerdir. Yörünge yarı-büyük eksenini için  $10.6 R_{\odot}$ , kütle oranı için  $q=0.493$  ve yörünge dış merkezliği için  $e = 0.075\pm 0.006$  değerlerini elde eden Lacy and Frueh, eksen dönme dönemini de yaklaşık 140 yıl olarak belirlemiştir (ışık eğrilerinde yan minimum  $0.516$  evrededir). Bu değer Hall et al.(1970)'un verdiği değer iki katıdır. Bileşenlerin salt parametrelerini Hejlesen (1980)'in kuramsal evrim modelleri ile karşılaştıran Lacy and Frueh, her iki bileşenin de henüz korlarında hidrojen yakan anakol yıldızları olduklarına karar vermişlerdir. Kuramsal modellere göre yoldaş hala sıfır yaş anakoluna (ZAMS) yakınken baş yıldız anakol evrim süresinin yaklaşık üçte birini tamamlamıştır.

Sistemin kapsamlı dönem analizini yapan Drozd et al. (1990), dönem değişiminin yalnızca eksen dönmesinden kaynaklandığını varsayarak, ışık öğelerini

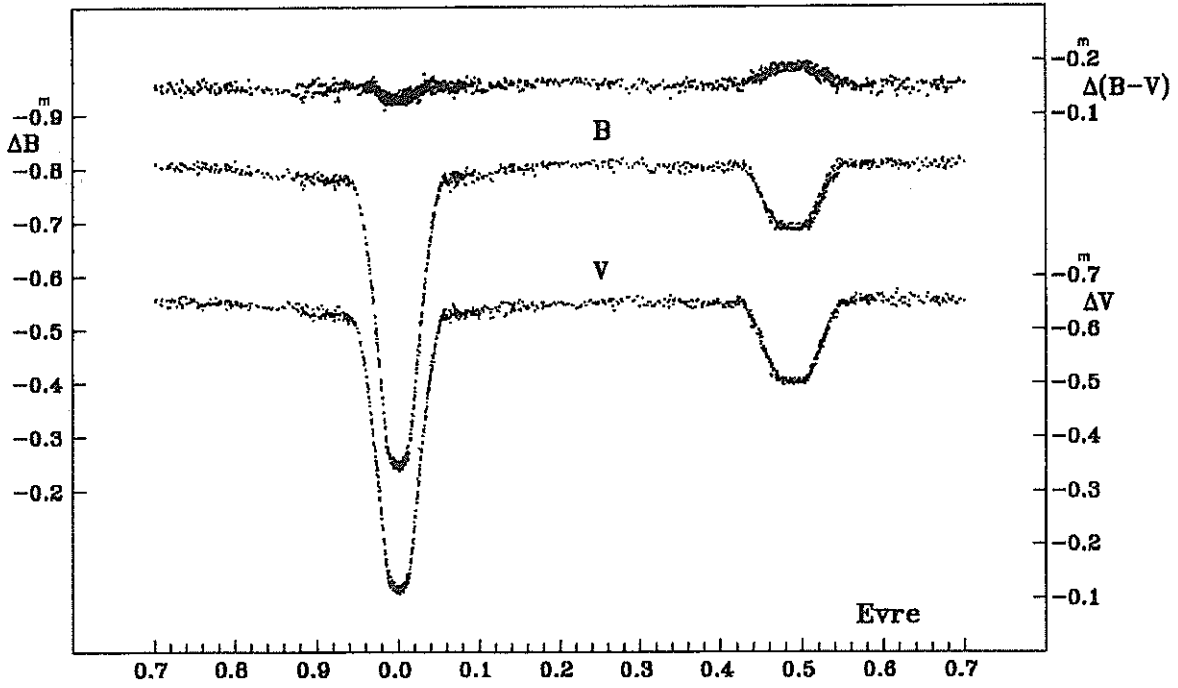
$$\text{HJD Min} = 2444290.3640 + 1.7435619 \cdot E \pm 0.042 \cos(63^\circ.61 + 0^\circ.0145 \cdot E) \quad (1)$$

$\pm 4 \quad \pm 2 \quad \pm 2 \quad \pm 2.0 \quad \pm 12$

şeklinde vermişlerdir. Drozd et al., sistemin yörünge dış merkezliğini  $e=0.076\pm 0.004$  ve eksen dönme dönemini de  $U=119\pm 9$  yıl olarak bulmuşlardır. Lacy and Frueh (1985)'in kütle ve yarıçapları ile Hejlesen (1987)'den aldıkları, bileşenlerin eksen dönme sabitlerini ( $k_{21}=0.0056$  ve  $k_{22}=0.0047$ ) kullanan Drozd et al., eksen dönme döneminin kuramsal değerini de  $103\pm 10$  yıl olarak hesaplamışlardır.

## 2. GÖZLEMLER

IQ Persei örten çift sistemi, Ege Üniversitesi Rasathanesindeki 48 cm lik Cassegrain türü teleskobu ve EMI9781 A fotokatlandırıcısı kullanılarak UBV fotometri sisteminin B ve V renk süzgeçlerinde gözlenmiştir. 1993 ve 1994 gözlem sezonlarında toplam 32 gece gözlenen sisteme ilişkin B ve V süzgeçlerinde 1045 er tane gözlem noktası elde edilmiştir. Gözlemler fark fotometrisi şeklinde yapılmış ve BD+47°923 yıldızı mukayese, BD+47°921 yıldızı denet, BD+48°906, BD+48°907 ve BD+48°909 yıldızları da standart yıldızlar olarak gözlenmiştir. Gözlemlerimizde mukayese yıldızının ışık değişimi gösterdiğine ilişkin bir kanıt bulunamamıştır. Gözlemler yer atmosferinin sönlükleştirme etkisinden, Hardie (1962) yöntemi ile arındırılmış ve gözlem zamanları Güneş merkezine indirgenmiştir. Elde edilen ışık ve renk eğrileri Şekil 1 de verilmiştir. Şekil 1 deki B-V renk eğrisinden görüleceği gibi, sistem baş minimum evresinde kırmızılaşmakta ve yan minimum evresinde ise mavileşmektedir. Bu durum yoldaşın baş yıldız göre daha geri tayf türünden olduğunu fotometrik olarak kanıtlamaktadır. Sistemin çeşitli evrelerde elde edilen  $\Delta B$ ,  $\Delta V$  görel aletsel parlaklıkları (değişen-mukayese) ile  $\Delta(B-V)$  görel renk ölçekleri Çizelge 1 de verilmiştir.



Şekil 1. IQ Per örten çift sisteminin fotoelektrik ışık ve renk eğrileri.

**ÇİZELGE 1**  
IQ Per örten çift sisteminin ışık eğrilerinden ölçülen aletsel parlaklık ve renk değerleri.

Evre	$\Delta B$	$\Delta V$	$\Delta(B-V)$
0.00	$-0.^m248$	$-0.^m119$	$-0.^m131$
0.25	-0.811	-0.653	-0.157
0.49	-0.691	-0.504	-0.184
0.75	-0.808	-0.653	-0.151

Standart yıldızların gözlemleri ile Çizelge 1 deki aletsel fark parlaklıklara karşılık gelen standart fark parlaklıkları hesaplanmış ve Çizelge 2 de verilmiştir. Tam tutulmanın olduğu 0.49 evredeki ışık tamamen baş yıldıza ilişkindir. Baş yıldızın bu değerleri ve sistemin 0.25 evredeki toplam parlaklıkları kullanılarak bileşenlerin standart B ve V parlaklıkları elde edilmiş ve sonuçlar Çizelge 3 te verilmiştir.

**ÇİZELGE 2**  
IQ Per örten çift sisteminin çeşitli evrelerdeki B,V standart parlaklıkları ve  $(B-V)_0$  öz renk değerleri.

Evre	B	V	$(B-V)_0$
0.00	$8.^m32$	$8.^m24$	$-0.^m06$
0.25	7.76	7.71	-0.09
0.49	7.88	7.86	-0.12
0.75	7.77	7.71	-0.08

**ÇİZELGE 3**

**IQ Per örten çift sisteminin bileşenlerine ilişkin standart parlaklık ve renk ölçükleri ve öz renkleri.**

Yıldız	B	V	B-V	(B-V) <sub>0</sub>
Baş Yıldız	7 <sup>m</sup> .88	7 <sup>m</sup> .86	+0 <sup>m</sup> .02	-0 <sup>m</sup> .12
Yoldaş	10 <sup>m</sup> .21	9 <sup>m</sup> .93	+0 <sup>m</sup> .28	+0 <sup>m</sup> .14

Baş yıldızın ve yoldaşın öz renkleri Popper (1980)'e göre sırasıyla B7 ve A5 tayf türlerine karşılık gelmektedir. Lacy and Frueh (1985) ise bileşenlerin tayf türlerini, baş yıldız için B7.5 ve yoldaş için A6 olarak vermişlerdir.

B ve V renklerinde elde edilen ışık eğrilerinden, baş ve yan minimumların tutulma süreleri  $D_1$ ,  $D_2$  ler ile yan minimum evresi  $\phi_{II}$  ler ölçülmüş ve yörünge eğim açısı için Lacy and Frueh (1985) tarafından verilen  $i=89^{\circ}.3 \pm 0^{\circ}.8$  değeri kullanılarak e ve w değerleri hesaplanmış ve Çizelge 4 te verilmiştir.

**ÇİZELGE 4**

**Işık eğrilerinin tutulma parametrelerinden hesaplanan e ve  $\omega$  değerleri.**

Süzgeç	e	w
B	0.0743	104 <sup>o</sup> .29
V	0.0797	103 <sup>o</sup> .80

### 3. DÖNEM ANALİZİ

Gözlemlerimiz sırasında 9 tanesi baş minimum ve 4 tanesi de yan minimum olmak üzere, toplam 13 tane minimum zamanı elde edilmiştir. Literatürden de 57 tanesi görsel, 23 tanesi de fotoelektrik olmak üzere 80 tane minimum zamanı derlenmiştir. Böylece elde edilen toplam 93 tanenin sadece 9 tanesi yan minimum zamanıdır.

Drozd et al.(1990)'nın verdiği O-C eğrisinden de anlaşılacağı gibi, O-C ler yalnızca sinüsoidal bir dağılım göstermektedir. Eksen dönmesi gösteren sistemlerin minimum zamanları, küçük dış merkezlikli yörüngeler için, Martinov (1971) tarafından aşağıdaki yaklaşık bağıntı ile verilmiştir:

$$HJD \text{ Min} = T_0 + P \cdot E + \begin{cases} -A \cos(\omega_0 + \omega E), & (\text{baş minimum}), \\ A \cos(\omega_0 + \omega E), & (\text{yan minimum}). \end{cases} \quad (2)$$

Burada  $T_0$ , başlangıç minimum zamanı, P yıldızıl dönem,  $\omega_0$  enberi argümanının  $T_0$  anındaki değeri ve  $\omega$  da enberi argümanının, çevrim başına değişme miktarıdır. E çevrim sayısı baş minimumlar için bir tamsayı, yan minimumlar içinse buçukludur. (2) bağıntısına göre baş ve yan minimumlar için O-C farkları, aralarında 180<sup>o</sup> lik faz farkı olan eşit genlikli, iki ayrı kosünüs benzeri dağılım gösterirler. Dağılımın genliği

$$A = \frac{Pe(1 + \cos e^2 i)}{2\pi} \quad (3)$$

bağıntısı ile verilir ve yörünge eğim açısı  $i$  nin bilinmesi halinde, yörünge dış merkezliği  $e$  nin tahmin edilebilmesine olanak sağlar.

Bu çalışmada görsel minimum zamanlarına 1 ve fotoelektrik minimum zamanlarına da 10 ağırlık verip, (2) bağıntısını baş ve yan minimum zamanlarına eş zamanlı (*simultaneously*) uygulayarak, diferensiyel düzeltme (*differential correction*) yöntemi ile  $T_0$ ,  $P$ ,  $A$ ,  $\omega_0$ , ve  $\dot{\omega}$  parametrelerini elde ettik. Giriş parametreleri olarak Drozd et al.(1990)'nın verdiği (1) bağıntısındaki değerler kullanılmış ve sonuçta aşağıdaki yeni ışık öğeleri elde edilmiştir:

$$\text{HJD Min} = 2444290.3640 + 1.7435620 \cdot E \pm 0.042 \cos(62^\circ.61 + 0^\circ.0141 \cdot E) \quad (4)$$

$\pm 4$                        $\pm 1$                        $\pm 2$                        $\pm 1.75$                        $\pm 8$

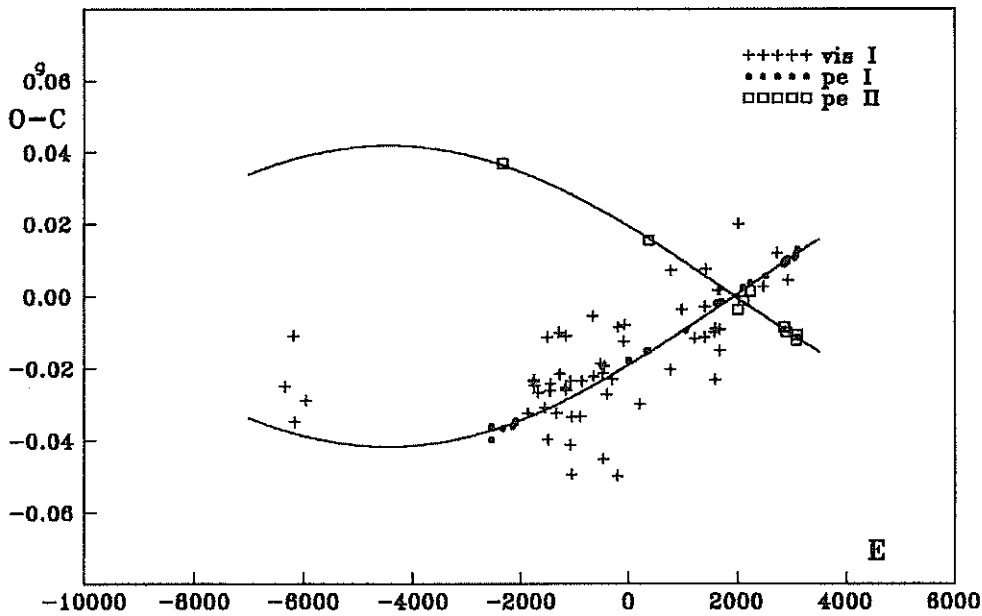
Gözlemlerden elde edilen O-C ler ile (4) bağıntısından elde edilen kuvarsal O-C eğrisi Şekil 2 de verilmiştir. Gözlemsel O-C değerleri (4) ifadesinin lineer kısmı ile hesaplanmıştır.

(4) ifadesine göre, görel yörünge yarı büyük eksen doğrultusu çevrim başına  $0^\circ 0141$  dönmektedir. Böylece eksen dönme hareketinin gözlenen dönemi

$$U_{\text{gözlenen}} = 360^\circ \frac{P}{\dot{\omega}} \quad (5)$$

bağıntısından  $121.9 \pm 9.5$  yıl olarak elde edildi. Eksen dönmesinin açısal hızına biri klasik diğeri de relativistik olmak üzere iki katkı vardır. Relativistik katkı Levi-Civita (1937) tarafından,

$$\left( \frac{\Delta\omega}{2\pi} \right)_{\text{re}} = \left( \frac{P}{U} \right)_{\text{re}} = \frac{3G(m_1 + m_2)}{ac^2(1 - e^2)} \quad (6)$$



Şekil 2. IQ Per örten çift sisteminin O-C diyagramı.

bağıntısı ile verilmiştir. Burada  $m_1$  ve  $m_2$  bileşenlerin kütleleri,  $a$  görelî yörünge yarı-büyük eksen uzunluğu,  $e$  yörünge dışmerkezliği,  $c$  ışık hızı ve  $G$  evrensel çekim sabitidir. Relativistik etkinin bileşenlerin yoğunluk dağılımı ya da onların iç yapıları ile herhangi bir ilgisi yoktur. Bu nedenle kuramsal evrim modelleriyle karşılaştırma sırasında, gözlemler relativistik etkiden arındırılmalıdır.

Yörünge eğim açısı  $i$  için, Lacy and Frueh (1985)'in verdiği  $89.3 \pm 0.8$  değeri kullanılarak, (3) bağıntısından, yörünge dış merkezliği  $e = 0.076 \pm 0.004$  olarak hesaplandı.

Baş minimumlar için (2) bağıntısından

$$E_i = \frac{T - T_0}{P} + \frac{A}{P} \cos(\omega_0 + \dot{\omega} \cdot E_{i-1}), \quad (i = 1, 2, \dots) \quad (7)$$

iterasyon formülünü yazabiliriz. Burada,

$$E_0 = \frac{T - T_0}{P} \quad (8)$$

alınarak ve (4) ifadesindeki ögeler kullanılarak, gözlem zamanlarına karşılık gelen evreler (7) bağıntısından hesaplanmıştır.

#### 4. IŞIK EĞRİLERİNİN ÇÖZÜMÜ

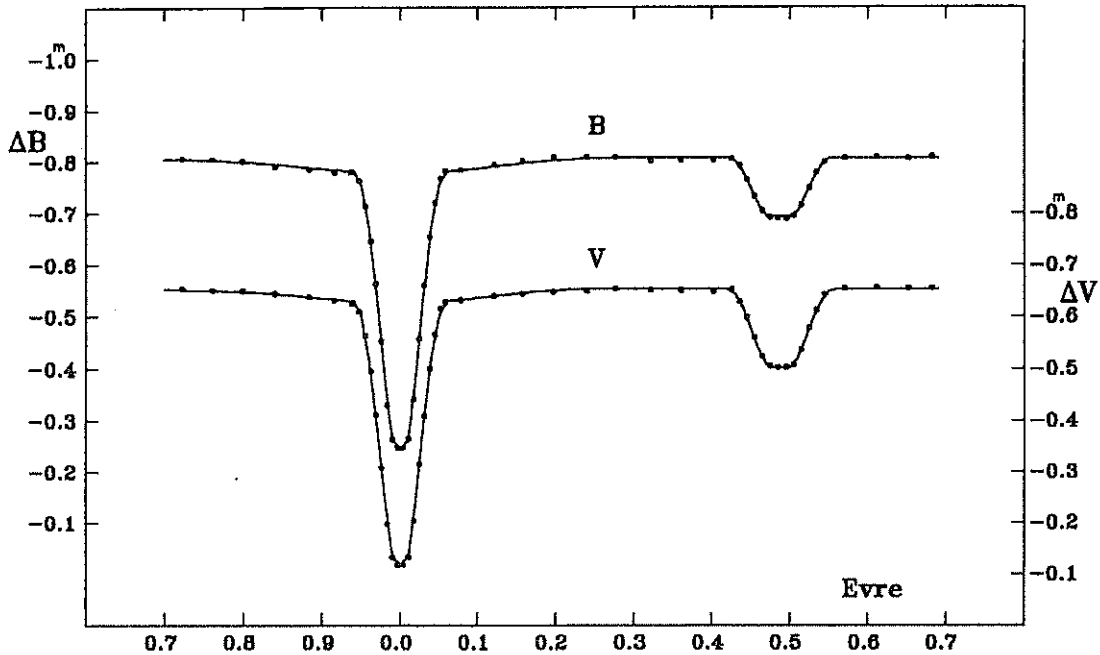
Örten çift yıldızların ışık eğrilerini çözmek için bir çok yöntem geliştirilmiştir. Bu yöntemlerden, günümüzde en çok kullanılanlardan biri Wood (1971) tarafından hazırlanan, WINK bilgisayar programıdır. Bu programın son versiyonu olan WINK 10 Etzel and Wood (1982) tarafından geliştirilmiştir. Diğer bir yöntem de Wilson and Devinney tarafından tanımlanan Wilson-Devinney programı olup son olarak Wilson (1992) tarafından geliştirilmiştir.

IQ Per'in ışık eğrileri WINK 10 ve Wilson-Devinney'in 1992 versiyonu kullanılarak çözülmüştür. Çözümlerde normal noktalar kullanılmıştır. Bu amaçla B ve V renklerinde elde edilen 1045'er tane gözlem noktasından, her bir renkte 50'er tane ortalama gözlem noktası elde edilmiş ve her bir ortalama nokta içerdiği gözlem noktası sayısı ile ağırlıklandırılmıştır.

WINK10 ile çözümlerimizde Lacy and Frueh (1985) tarafından verilen kütle oranı ( $q = m_c/m_h = 0.493$ ) sabit tutulmuştur. Baş yıldızın sıcaklığı B7-B7.5 tayf türüne uygun olarak 12600 K olarak seçilmiştir. Yıldız ışınım dengesinde varsayılarak ve ışınımlı atmosfer modeli kullanılarak ışık eğrileri çözülmüş ve sonuçlar Çizelge 5 de verilmiştir. Bu parametrelerle kuramsal ışık eğrileri oluşturulmuş ve Şekil 3 de normal gözlem noktaları ile birlikte verilmiştir. WINK 10 çözümü yörünge dışmerkezliği için B renginde  $0.069 \pm 0.005$  ve V renginde  $0.079 \pm 0.004$  değerlerini, enberi argümanı için de B ve V renklerinde sırasıyla  $106.96 \pm 0.05$  ve  $104.45 \pm 0.03$  değerlerini vermektedir.

**ÇİZELGE 5**  
Wood Yöntemi ile elde edilen sonuçlar.

Parametre	B	V
$i$	$88.9 \pm 0.1$	$88.0 \pm 0.1$
$e \cos \omega$	$-0.0196 \pm 0.0006$	$-0.0191 \pm 0.0004$
$e \sin \omega$	$0.0660 \pm 0.0057$	$0.0765 \pm 0.0045$
quad mag.	$-0.8058 \pm 0.0006$	$-0.6526 \pm 0.0004$
$u_A$	0.46	0.37
$u_B$	0.71	0.55
$w_A = w_B$	1.0	1.0
$T_A$ (equator)	12600 K	12600 K
$T_A$ (polar)	12717 K	12721 K
$T_B$ (equator)	$7754 \pm 26$ K	$7830 \pm 24$ K
$T_B$ (polar)	7788 K	7867 K
$r_A$	$0.2303 \pm 0.0009$	$0.2332 \pm 0.0010$
$k$	$0.6145 \pm 0.0013$	$0.6223 \pm 0.0010$
$a_A$	0.2339	0.2370
$b_A$	0.2317	0.2348
$c_A$	0.2296	0.2325
$a_B$	0.1430	0.1468
$b_B$	0.1417	0.1454
$c_B$	0.1411	0.1447
$q$	0.493	0.493
$L_A/(L_A+L_B)$	0.9493	0.9461
$L_B/(L_A+L_B)$	0.0507	0.0539
r.m.s. yanılması	0.0024	0.0019



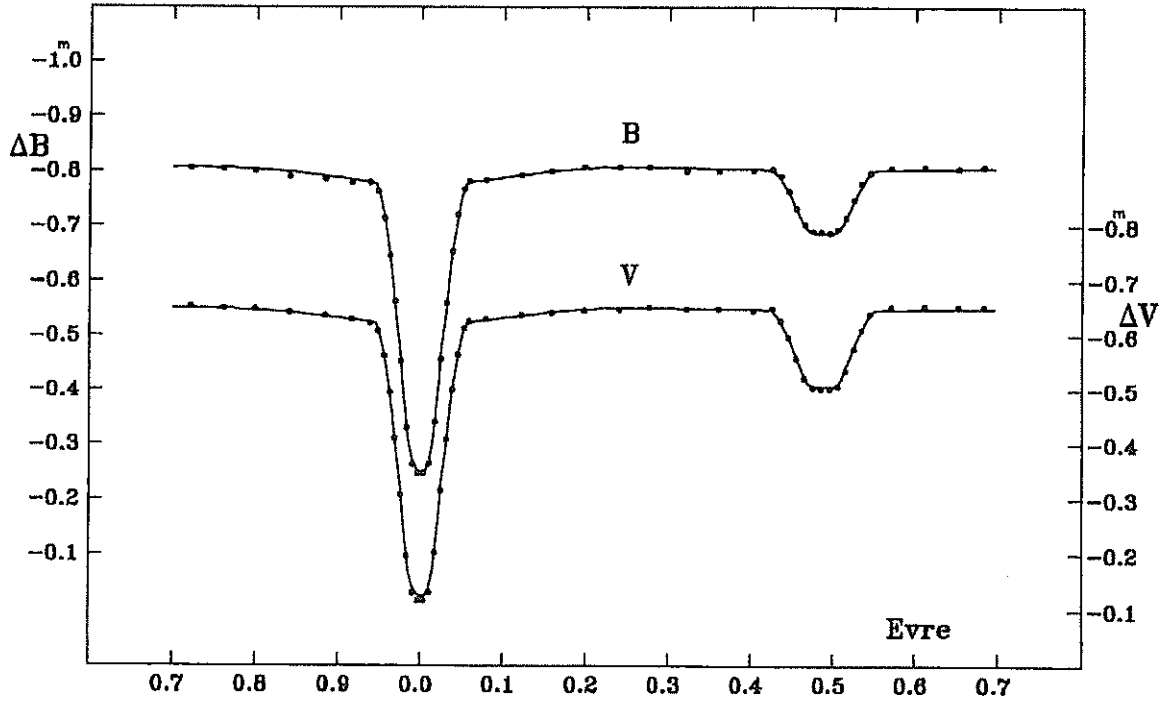
Şekil 3. Wood yöntemi ile elde edilen kuramsal ışık eğrilerinin (sürekli çizgiler) ortalama gözlem noktaları ile karşılaştırması.



Wilson-Devinney programı yıldız yüzeylerini eş potansiyelli yüzeyler olarak kabul eder ve Roche modeline dayanarak, bileşenlerin konfigürasyonlarını hesaplar. Çözümlerimiz programın ayırık çiftler için geçerli olan modunda (MODE2) gerçekleştirilmiştir. Karacisim ışıması, lineer kenar kararına yasası ve basit yansıma kabulleri ile ışık eğrilerinin ayrı ayrı ve eş zamanlı çözümleri elde edildi. Çözümlerimiz sırasında  $e$  (yörünge dışmerkezliği),  $\omega$  (yörünge enberi argümanı),  $i$  (yörünge eğim açısı),  $T_c$  (yoldaş yıldızın sıcaklığı),  $\Omega_{h,c}$  (bileşenlerin yüzey potansiyelleri),  $q=m_c/m_h$  (kütle oranı) ve  $L_{h,c}$  (bileşenlerin normalize edilmemiş tek renk ışıtmaları) serbest parametreler olarak seçilmiş ve bu parametrelere diferensiyel düzeltme uygulanmıştır. Burada  $h$  ve  $c$  indisleri sırasıyla sıcak (hotter) ve soğuk (cooler) bileşenler için kullanılmıştır. Elde edilen sonuçlar Çizelge 6 da verilmiştir. B ve V ışık eğrilerinin ortak çözümünden elde edilen parametreler ile oluşturulan kuramsal ışık eğrilerinin gözlem noktalarımızla karşılaştırması da Şekil 4 te verilmiştir. Şekil 4 ten de görüleceği üzere kuramsal ışık eğrilerinin gözlemlerle uyumu oldukça iyidir. Göreli yörünge yarı-büyük eksen uzunluğu için Lacy and Frueh (1985) tarafından verilen  $10.6 R_\odot$  değeri kabul edilerek bileşenlere ilişkin salt parametreler hesaplanmış ve Çizelge 7 de verilmiştir.

**ÇİZELGE 6**  
Wilson-Devinney Yöntemi ile elde edilen sonuçlar

Parametre	B	V	B&V
$a$	$10.6 R_\odot$	$10.6 R_\odot$	$10.6 R_\odot$
$e$	$0.068 \pm 0.001$	$0.080 \pm 0.001$	$0.075 \pm 0.001$
$\omega$	$106.4 \pm 0.3$	$104.0 \pm 0.2$	$105.1 \pm 0.2$
$i$	$88.5 \pm 0.2$	$88.6 \pm 0.2$	$88.5 \pm 0.2$
$x_h$	0.46	0.37	0.46 (B), 0.37 (V)
$x_c$	0.66	0.53	0.66 (B), 0.53 (V)
$A_h = A_c$	1.0	1.0	1.0 (B), 1.0 (V)
$g_h = g_c$	1.0	1.0	1.0 (B), 1.0 (V)
$T_h$	12600 K	12600 K	12600 K
$T_c$	$8154 \pm 20$ K	$8274 \pm 15$ K	$8213 \pm 14$ K
$\Omega_h$	$4.896 \pm 0.017$	$4.866 \pm 0.007$	$4.882 \pm 0.007$
$\Omega_c$	$4.851 \pm 0.023$	$4.803 \pm 0.010$	$4.836 \pm 0.010$
$q$	$0.505 \pm 0.003$	$0.505 \pm 0.002$	$0.506 \pm 0.002$
$L_h/(L_h+L_c)$	$0.921 \pm 0.001$	$0.892 \pm 0.001$	$0.918 \pm 0.001$ (B) $0.895 \pm 0.001$ (V)
$L_c/(L_h+L_c)$	0.079	0.108	0.082 (B), 0.105 (V)
$r_h$ (pole)	0.2289	0.2307	0.2298
$r_h$ (point)	0.2344	0.2366	0.2355
$r_h$ (side)	0.2310	0.2329	0.2320
$r_h$ (back)	0.2333	0.2354	0.2344
$r_c$ (pole)	0.1426	0.1449	0.1437
$r_c$ (point)	0.1450	0.1476	0.1462
$r_c$ (side)	0.1432	0.1456	0.1443
$r_c$ (back)	0.1446	0.1472	0.1459
$\Sigma W(O-C)^2$	0.0006	0.0004	0.0015



Şekil 4. Wilson-Devinney yöntemi ile B ve V renklerinde yapılan ortak çözümlerden elde edilen kuramsal eğrilerin (süreklî çizgiler) normal gözlem noktalarıyla karşılaştırılması.

ÇİZELGE 7

IQ Per örten çift sisteminin Wilson-Devinney yöntemi ile elde edilen salt parametreleri.

Parametre	Baş yıldız	Yoldaş
$m/m_{\odot}$	3.50	1.77
$R/R_{\odot}$	2.46	1.53
$T_c$ (°K)	12600	8213
$M_{bol}$	$-0.56^m$	$2.33^m$
Log g (cgs)	4.20	4.31

## 5. SONUÇ

Eksen dönmesi gösteren, örten çift sistem IQ Persei'nin fotoelektrik B ve V ışık eğrileri WINK 10 ve Wilson-Devinney programları kullanılarak çözülmüştür. Her iki yöntemle elde edilen kuramsal ışık eğrilerinin gözlemlerle uyumu oldukça iyidir. Wilson-Devinney yöntemi kütle oranına son derece duyarlı olup, bu yöntemle elde edilen  $q=0.506 \pm 0.002$  değeri Lacy and Frueh (1985) tarafından verilen tayfsal kütle oranı ile uyumludur. Eksen dönme hareketinin, gözlenen açıl hızı  $0.0141$   $\text{cevrim}^{-1}$  olup, bunun  $0.0011$   $\text{cevrim}^{-1}$  lik kısmı, (6) bağıntısıyla verilen relativistik katkıdır. Böylece, bileşenlerin, dönme ve karşılıklı çekim etkileri nedeniyle, deformasyona uğramaları sonucu ortaya çıkan klasik katkı,  $0.0130$   $\text{cevrim}^{-1}$  dir. Görüldüğü gibi, eksen dönmesine olan relativistik katkı, toplam katkının yalnızca % 8 i kadardır. Eksen dönme parametreleri için daha duyarlı değerler elde edilebilmesi için, gelecekte daha çok minimum zamanı, özellikle yan minimum zamanı, elde edilmelidir.

## KAYNAKLAR

- Burke, E. W., Jr.: 1968, I.A.U. Inf. Bull. Var. Stars, No.269.
- Drozd, M., Krzesinski, J., and Pajdosz, G.: 1990, I.A.U. Inf. Bull. Var. Stars, No.3494.
- Etzel, P. B., and Wood, D. B.: 1982, WINK Status Report, No. 10 (özel haberleşme).
- Hall, D. S., Gertken, R. H., and Burke, E. W., Jr.: 1970, Pub. A.S.P., **82**, 1077.
- Hardie, R. H.: 1962, Stars and Stellar Systems, Vol. II, "Astronomical Techniques" (Univ. of Chicago Press), p.178.
- Hejlesen, P. M.: 1980, Astr. Ap. Suppl., **39**, 347.
- Hejlesen, P. M.: 1987, Astr. Ap. Suppl., **69**, 251.
- Hoffmeister, C.: 1949, Astr. Abh. Erg. Astr. Nach., **12**(1), A21.
- Lacy, C. H., and Frueh, M. L.: 1985, Ap. J., **295**, 569.
- Levi-Civita, T.: 1937, Amer. J. Math., **81**, 305.
- Martynov, D. Ya.: 1971, in *Zatmennyje Peremennye zvezdy* (ed. V. P. Tsesevich, Moscow), p.325.
- Meisel, D. D.: 1968, A. J., **73**, 350.
- Popper, D. M.: 1980, Ann. Rev. Astron. Astrophys, **18**, 115.
- Russell, H. N., and Merrill, J. E.: 1952, Princeton Obs. Contr. No.26.
- Schwarzschild, M.: 1958, *Structure and Evolution of the Stars* (Princeton: Princeton University Press), p.154
- Soloviev, A.: 1954, U.S.S.R. Astron. Circ. No.149, 20.
- Wilson, R. E.: 1992, özel haberleşme.
- Wood, D. B.: 1971, A. J., **76**, 701.
- Young, A.: 1975 Pub. A. S. P., **87**, 717.

## U Peg DEĞEN ÇİFT YILDIZ SİSTEMİNİN DÖNEM ANALİZİ

Mustafa HELVACI, Cemal AYDIN, Osman DEMİRCAN

Ankara üniversitesi  
Fen Fakültesi  
Astronomi ve Uzay Bilimleri Ana Bilim Dalı

### ÖZET

Bu çalışmada, tipik bir W UMa tipi W-alt türü sistem olan U Peg degen çift yıldızının yeni gözlemleri yapılmış ve beşyüzün üzerinde gözlem noktası elde edilmiştir. Gözlemler V ve B dalgaboylarında EMI 6789 QB fotokatlandırıcısı kullanılarak beş gecesi Eylül-Ekim 1989, beş gecesi Eylül-Ekim 1990 ve üç gecesi Eylül 1991 aylarında olmak üzere toplam onüç gece boyunca Ankara Üniversitesi Gözlemevi'nde gerçekleştirilmiştir. Elde edilen gözlemlerden yedi minimum zamanı tespit edilmiştir. Dönem analizinde, dönemin  $\Delta P/P = -0.00620$  sn/yıl azalma gösterdiği saptanmıştır. Sistemin ikinci derece ışık elamanları ;

$$\text{Min I} = \text{JD.hel.}2448515,4969 + 0,374779988 * E - 3.6818 * 10^{-11} * E^2$$

$\pm 12 \qquad \qquad \pm 63 \qquad \qquad \pm 21$

Dönem azalmasının nedeni kütlece büyük olan bileşenden küçük olan bileşene madde aktarılması olabilir. (O-C) diyağramının parabolik ifadesinden sapmalar 15.36 yıl dönemli, çevrimli bir yapı göstermektedir. Bu değişimin nedeni olarak üçüncü cismin varlığı ve magnetik etkinlik durumu tartışılmıştır.

**ANAHTAR KELİMELER :** W UMa Sistemleri - degen çift yıldızlar -  
fotometrik çözümler - dönem değişimleri.

## PERIOD ANALYSIS of U Peg CONTACT BINARY SYSTEM

Mustafa HELVACI, Cemal AYDIN, Osman DEMİRCAN

Ankara University  
Science Faculty  
Department of Astronomy and Space Sciences

### ABSTRACT

In this study, new photoelectric observations of contact binary system U Pegasi which is a typical W-subsystem of W UMa type binary stars were made and over five hundred observations were obtained in each V and B wavelenghts. The observations were obtained using EMI 6789 QB photomultiplier during total thirteen nigts which is five nights in September, November 1989 and five nights in September, November 1990 and three nights September 1991 at the Ankara Universty Observatory.

Seven new times of minima were obtained from new observation. A period study revealed a period decrease of  $\Delta P/P = -0.00620$  sec/yr. The quadratic light elements of the system were found to be ;

$$\text{Min I} = \text{JD.hel.}2448515,4969 \pm 12 + 0,374779988 * E \pm 63 - 3.6818 * 10^{-11} * E^2 \pm 21$$

The couse of the period decrease can be mass transfer from more massive to less massive component. The residuals from the parabolic representation of the (O-C) diagram from a sinusoidal variations with a period of 15.36 yr. As the cause of this variotions, the existance of a third body and the magnetic activity effect have been discussed.

**KEY WORDS :** W UMa systems - contact binaries - photometric solitions - period changes .

## 1. Giriş

U Peg (BD + 15° 4915); tipik bir W Uma, W alt türü degen çift yıldız sistemidir. İlk kez 1894 yılında Chandler tarafından keşfedildi. U Peg sistemini keşfinden bu güne kadar yaklaşık yüz yıldır, sistemin ışık eğrisindeki değişimi açıklamak için bir çok araştırmacı tarafından değişik modeller geliştirildi.

Sistemin ilk yörünge elemanları 1915 yılında Shapley tarafından elde edildi. Adams ve ark. (1924) tarafından sistemin spektral tipi F3 olarak belirlendi. Ancak 1935 yılında yaptıkları bir başka çalışmada sistemin spektral tipi G3 olarak değiştirildi. Sistemin ayrıntılı fotoğrafik gözlemi Jordan (1929) tarafından yapıldı ve yeni yörünge elemanları elde edildi. Sistemin üzerinde ilk ciddi çalışma Lafara (1952) tarafından yapılmıştır. Lafara sistemi fotometrik yolla gözlemiş ve fiziksel parametrelerini elde etti. Fotometrik yolla elde edilen yeni yörünge elemanları çok daha güvenilir ve hassastır. Nitekim Huruha (1957) tarafından sistemin fotometrik yolla gözlemiş ve ışık eğrisinin her iki maksimumunda da flare görüldüğünü ileri sürüldü. Ancak bu güne kadar bunu doğrular hiç bir bulgu elde edilememiştir. Araştırmacılar bu bulgunun gözlemsel hatadan kaynaklandığını ileriye sürmektedir. Ancak son yıllarda magnetik etkinlik gözlemlerin gelişmesi, bu konuda çalışanları umutlandırmaktadır.

Magnetik etkinlik belirteçlerinden en belirginini, Ca II, H ve K çizgilerinin gözlenen akı değerlerinin zamana göre değişim göstermesidir. Söz konusu çizgiler özellikle Ca II çizgisi, U Peg sisteminin tayfında, yaygın olarak kendini göstermektedir (Rigterink, 1971). Aynı zamanda yıldızın pek çok özelliğinin zamanın fonksiyonu olarak değişim göstermesi, yıldızda magnetik etkinliğin bir sonucudur. Özellikle F tayf türünden daha geç tip yıldızlarda magnetik etkinlik kendini daha iyi gösterir. Yıldız, yapısal evrim bakımından magnetik etkinliğe sıkı sıkıya bağlıdır. Yakın zamana kadar U Peg üzerine geliştirilen pek çok model magnetik etkinliği pek göz önüne almamıştır. Ancak 1988 yılında Çinli Astronom D.Zhai, U Peg sistemini magnetik etkinliği de dikkate alarak inceledi ve sisteme ait yeni parametreleri bir makaleyle yayınladı.

Evrim açısından incelendiğinde; U Peg sisteminin her iki bileşeni de 1. kritik Roche Loplarını doldurmuş olduğu görülür (Binnendijk, 1960., Rigterink, 1971., Russo, 1972., Zhai ve ark., 1984). Bileşenlerin birinden diğerine madde akımı söz konusudur. Doğal olarak diğer bileşene akan madde, öbür bileşenin de Roche Lopunu doldurmuş olmasından dolayı sistemi zarf gibi sarmaktadır. Değişik makalelerde 2. kritik Roche Lobutun doluluk oranları (Over-Contact derecesi) farklılık göstermektedir. Örneğin Binnendijk (1960) Over-Contact derecesi' ni % 16, Zhai ve arkadaşları (1984) %9.4 olarak vermektedir. Bunun nedeni kütle oranlarının farklı alınması olabilir. Zira Binnendijk fotometrik kütle oranını ( $q_{ft} = 1.85$ ), Zhai de spektroskopik kütle oranını ( $q_{sp} = 3.01$ ) almıştır.

U Peg sistemi, bileşenler arası kütle alış-verişinin bir sonucu olarak dönem değişimi de göstermektedir (Lafara, 1952., Huruha, 1957., Binnendijk, 1960., Rigterink, 1971., Russo, 1981., Zhai ve ark., 1984, 1989). Zhai ve ark. (1984) U Peg sistemin döneminde bir azalma olduğunu ortaya koymuşlardır. İlk kez Zhai ve ark. (1984) yaptıkları (O-C) analizi sonunda sistemin bir üçüncü bileşene sahip olduğu ileri sürmüşlerdir.

## 2. U Peg Değen Çift Yıldız Sisteminin Yeni Gözlemleri

### 2.1 Materyal ve Metot

U Peg değen çift yıldız sistemi (BD+15°4915) 1989- 1990-1991 yıllarındaki gözlemleri, A.Ü.Fen Fakültesi Ahlatlıbel gözlem evinde bulunan 30 cm lik Cassegrain türü (Maksutov düzeltici merceğine sahip) teleskopa bağlı EMI 6789 QB foto katlandırıcısı kullanılarak gerçekleştirilmiştir. Toplam 14 gecede, B-V bantlarında, 509 nokta elde edildi.

Gözlem sırasında kullanılan mukayese ( $C_1$ ) ve ( $C_2$ ) yıldızları ile ilgili gözlemsel bilgiler tablo 2.1.'de verilmiştir.

Gözlemler diferansiyel fotometre tekniği kullanılarak yapıldı. Her bir gözlem noktası için B ve V filtrelerinde, Mb-Mv-gv-gb; Vb-Vv-gv-gb; Vv-Vb; Mb.. sırası takip edilerek yıldızların ışık şiddetleri ile orantılı çıktı gerilimleri bir yazıcı yardımıyla kağıt üzerine aktarıldı. Yeni gözlemlerden elde edilen ışık eğrileri minimum ve maksimum seviyelerinin belirlenmesinde ve minimum zamanlarının bulunmasında kullanılmıştır.

<u>Yıldızın Adı</u>	<u>Türü</u>	<u><math>\alpha</math> 1989</u>	<u><math>\delta</math> 1989</u>	<u>Görsel Parlaklık</u>
BD +15°4915	V	23 <sup>h</sup> 57 <sup>m</sup> 24s.7	+15°53' 32".0	9 <sup>m</sup> .23 (V) max
BD +14°5078	(C <sub>1</sub> )	23 <sup>h</sup> 52 <sup>m</sup> 20s.4	+14°51' 38".0	9 <sup>m</sup> .30 (V) max
BD +14°5080	(C <sub>2</sub> )	23 <sup>h</sup> 54 <sup>m</sup> 24s.5	+15°11' 12".0	9 <sup>m</sup> .50 (V)

Tablo 2.1. U Peg'in (V) yeni gözlemleri sırasında kullanılan mukayese (C<sub>1</sub>) ve denet yıldızı (C<sub>2</sub>) ile ilgili gözlemsel değerler.

## 2.2. U Peg Sisteminin Yeni Gözlemlerinden Elde Edilen Minimum Zamanları

Peg sisteminin gözlemlerinden elde edilen atmosfer dışı parlaklık değerleri zamana (H.J.D.) göre grafike edilerek 7 minimum zamanı belirlendi. Elde edilen minimum zamanlarıyla hesaplanan minimum zamanları arasındaki farklar "(O-C) değerleri" tablo 2.2' de verilmiştir.

COMP.	OBS.	OBS.	EPOCH	O-C	MINIMUM
JD.hel.2400000,0	JD.hel.2400000,0	JD.hel.2400000,0			
	(V) Bandı	B Bandı			
47774.5812	47774.5612	47774.5605	10645.0	-0.02033	MIN-I
47819.3674	47819.3492	47819.3452	10764.5	-0.02018	MIN-II
47821.4287	47821.4073	47821.4081	10770.0	-0.02101	MIN-I
48178.4011	48178.3841	48178.3847	11722.5	-0.01672	MIN-II
48179.3441	48179.3215	48179.3213	11725.0	-0.02268	MIN-I
48514.3978	48514.3702	48514.3708	12619.0	-0.02731	MIN-I
48515.5222	48515.4969	48515.4955	12622.0	-0.02598	MIN-I

Tablo 2.2 : U Peg sisteminin 1989-1990-1991 Gözlem Sezonu, Ağustos-Eylül ve Ekim ayları içerisinde Ankara Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Ahlatlıbel Gözlemevinde yapılan gözlemlerinden elde edilen Minimum zamanları ve O-C değerleri.

## 3. U Peg Sisteminin Dönem Değişimi

Bir sistemin dönemi değişiyorsa, yapılacak ilk iş; sistemin daha önceki gözlemlerini literatürden tespit edip, verilen minimum zamanlarını ve (O-C) değerlerini toplamaktır. Yapılan araştırmada, U Peg Sistemi'ne ait 1894 ve 1985 yılları arasında toplam 74 minimum zamanı ve (O-C) değeri toplanmış, bu çalışmada elde edilen minimum zamanları ve (O-C) değerleri de eklenerek Tablo 3.1.'de verilmiştir. Bu değerler evreye göre grafike edilerek (Şekil 3.1)'de verilmiştir.

### 3.1 Yeni (O-C) Analizi

(O-C) değerlerinin kolları aşağıya dönük bir parabol dağılımı göstermesi, dönemin azaldığını gösterir. En küçük Kareler Yöntemi kullanarak bizim bulduğumuz (O-C) değerleriyle birlikte toplam 80 değeri, en iyi temsil eden; parabol denklemi elde edilmiştir. En küçük kareler yönteminin uygulanması sırasında görsel (visual) ve fotoğrafik yolla bulunan noktaların ağırlığı 1, fotoelektrik yolla elde edilen noktaların ağırlığı 6 alınarak işleme katılmıştır. Tablo 3.1.'de hangi noktaların, Visual & Fotoğrafik ve Fotoelektrik olduğu gösterilmiştir.

3.1 denkleminin E'ye göre 2.türevi bize dönemin Epoch'a bağlı değişimini verecektir.

$$\frac{dy}{dE} = b + 2cE, \quad \frac{d^2y}{d^2E} = 2c = \Delta P \quad 3.1$$

En küçük kareler yöntemi ile yapılan çözüm sonunda; dönem değişimi

$\Delta P/P = -0.00620$  sn/yıl olarak elde edilmiştir.

Daha ileri ki bir zamanda kullanılmak üzere sistemin düzeltilmiş ışık elemanlarını şu şekilde vermek uygun olacaktır.

$$\text{Min I} = \text{JD.hel.}2448515,4969 + 0,374779988 \text{ E}$$

$\pm 12 \qquad \qquad \qquad \pm 63$

### 3.2 U Peg Sisteminde Üçüncü Bir Yıldızın Varlığı

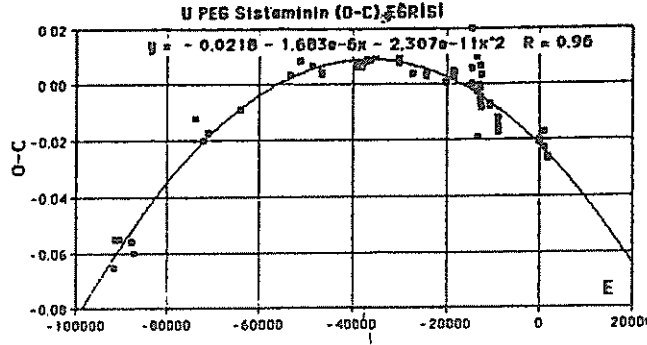
Yeni Gözlemlerin elde edilen (O-C) eğrisi (Şekil 3.1) üzerinde yapılan ayrıntılı inceleme sonunda, eğrinin üzerine binmiş ikinci bir salınım olduğu düşünülerek parabolten olan farklar alındı ve (O-C)<sup>2</sup> değerleri elde edildi. Bu farklar da evreye göre grafike edildiğinde (O-C)<sup>2</sup> değerlerinin sinüsoidal bir dağılım gösterdiği görüldü (Şekil 3.2). (O-C)<sup>2</sup> eğrisinin sinüzoidal bir yapı göstermesi sistemin üçüncü bir bileşene sahip olduğunu göstermektedir.

Tablo 3.1

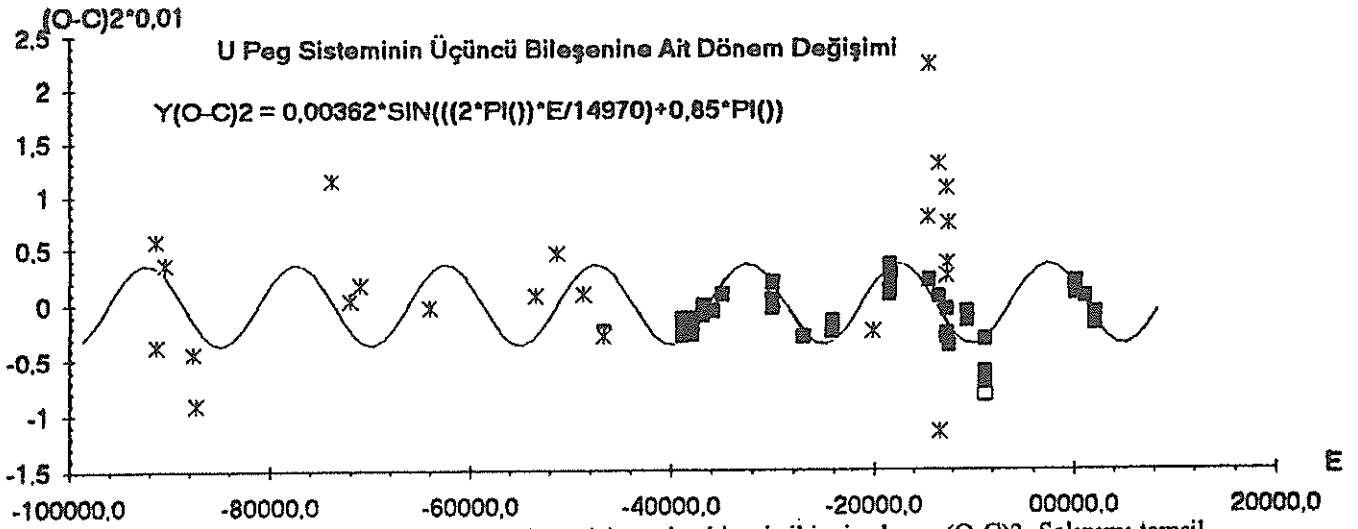
MIN=JD.hel. 2400000,0+	E	(O-C) * 0,01	REFERANS	MIN=JD.hel. 2400000,0+	E	(O-C) * 0,01	REF.
13514,6190	-80768,0	-5,54	Vis & fotg.1.	40827,8396	-07890,5	0,44	Fotoelec.2
13542,5310	-80693,5	-6,47	Vis & fotg.1.	40831,7729	-07880,0	0,25	Fotoelec.2
13830,5610	-79925,0	-5,45	Vis & fotg.1.	40832,7122	-07877,5	0,48	Fotoelec.2
14907,6820	-77051,0	-5,64	Vis & fotg.1.	40837,7692	-07864,0	0,23	Fotoelec.2
15021,2370	-76748,0	-6,03	Vis & fotg.1.	40888,7399	-07728,0	0,26	Fotoelec.2
20072,5940	-63270,0	-1,24	Vis & fotg.1.	40891,7381	-07720,0	0,26	Fotoelec.2
20756,7510	-61444,5	-1,96	Vis & fotg.1.	40892,6763	-07717,5	0,38	Fotoelec.2
21130,5980	-60447,0	-1,74	Vis & fotg.1.	40893,8008	-07714,5	0,40	Fotoelec.2
23735,3400	-53497,0	-0,90	Vis & fotg.1.	42302,4200	-03956,0	0,58	Vis & Fotg.5.
27744,3930	-42800,0	0,31	Vis & fotg.1.	42347,3879	-03836,0	-0,01	Fotoelec.6
28521,3210	-40727,0	0,84	Vis & fotg.1.	42359,3980	-03804,0	1,69	Vis & Fotg.7.
29522,7360	-38055,0	0,64	Vis & fotg.1.	42714,3090	-02857,0	0,96	Vis & Fotg.8.
30260,6790	-36086,0	0,41	Vis & fotg.1.	42741,2810	-02785,0	-0,27	Fotoelec.6
30260,8660	-36085,5	0,37	Vis & fotg.1.	42777,2440	-02689,0	-1,88	Vis & Fotg.5.
33182,8561	-28289,0	0,75	Fotoelec.1.	43012,4450	-02061,5	0,66	Vis & Fotg.8.
33190,7262	-28268,0	0,71	Fotoelec.1.	43012,4380	-02061,5	-0,04	Vis & Fotg.9.
33190,9132	-28267,5	0,68	Fotoelec.1.	43015,4350	-02053,5	-0,16	Vis & Fotg.8.
33202,7181	-28236,0	0,60	Fotoelec.1.	43020,6790	-02039,5	-0,46	Vis & Fotg.10.
33230,6408	-28161,5	0,75	Fotoelec.1.	43021,6134	-02037,0	-0,71	Fotoelec.10.
33244,5075	-28124,5	0,73	Fotoelec.1.	42024,6120	-02029,0	-0,68	Vis&Fotg.10.
33255,5630	-28095,0	0,67	Fotoelec.1.	43078,4030	-01885,5	0,31	Vis & Fotg.11.
33558,7624	-27286,0	0,76	Fotoelec.1.	43142,2920	-01715,0	-0,82	Vis & Fotg.9.
33561,7592	-27278,0	0,62	Fotoelec.1.	43785,0431	00000,0	-0,79	Fotoelec.12.
33924,5497	-26310,0	0,79	Fotoelec.1.	43785,2312	00000,5	-0,72	Fotoelec.12.
33998,9448	-26111,5	0,88	Fotoelec.1.	43789,3530	00011,5	-0,80	Fotoelec.13.
34303,4545	-25299,0	0,83	Fotoelec.1.	44469,3857	01826,0	-1,69	Fotoelec.14.
34685,3586	-24280,0	0,97	Fotoelec.1.	44490,3786	01882,0	-1,18	Fotoelec.14.
36481,6864	-19487,0	0,83	Fotoelec.1.	44500,4922	01909,0	-1,73	Fotoelec.15.
36483,7490	-19481,5	0,96	Fotoelec.1.	44501,4295	01911,5	-1,70	Fotoelec.15.
36484,6839	-19479,0	0,76	Fotoelec.1.	44502,5554	01914,5	-1,54	Fotoelec.15.
36508,6702	-19415,0	0,79	Fotoelec.1.	44503,4923	01917,0	-1,55	Fotoelec.15.
36511,6688	-19407,0	0,82	Fotoelec.1.	44504,6165	01920,0	-1,56	Fotoelec.15.
36515,6057	-19396,5	0,99	Fotoelec.1.	47774,5608	10645,0	-2,03	Fotoelec.16.
37636,0099	-16407,0	0,39	Fotoelec.2	47819,3472	10764,5	-2,02	Fotoelec.16.
38689,7081	-13595,5	0,31	Fotoelec.3	47821,4077	10770,0	-2,10	Fotoelec.16.
38691,7693	-13590,0	0,30	Fotoelec.3	48178,3844	11722,5	-1,67	Fotoelec.16.
38692,7072	-13587,5	0,39	Fotoelec.3	48179,3214	11725,0	-2,27	Fotoelec.16.
40206,2600	-09549,0	0,04	Vis & Fotg.4.	48514,3705	12619,0	-2,73	Fotoelec.16.
40826,9010	-07893,0	0,27	Vis & Fotg.2	48515,4962	12622,0	-2,60	Fotoelec.16.

1). A.J., 65,88; 2). A.J., 77,319,1972; 3). IBVS.,1010; 4). IBVS., 328; 5). Contr. of the Copernicus Obs. and Planet in Brno:20; 6). IBVS., 1200; 7). IBVS.,978; 8). IBVS.,1190; 9). AN.,300,165,1979; 10). IBVS., 1249; 11). AN.,301,329,1980; 12). Astron. Astrophys.Suppl.Ser.,57,487-894; 13). IBVS.,1924; 14). IBVS., 1908; 15). IBVS.,2026; 16). Bu Çalışma





Şekil 3.1 : U Peg sisteminin (O-C) eğrisi "dönem değişimi" ve eğriyi en iyi temsil eden parabol denklemi görülmektedir.



Şekil 3.2 : Upeg sisteminin (O-C) eğrisi üzerine binmiş ikinci saltmum (O-C)<sup>2</sup>. Saltmumu temsil eden sinüs denklemi görülmektedir.

Şekil 3.2 'de ki dağılıma sinüs fonksiyonu fit edilmiş ve yaklaşık 50 iterasyon sonunda ;

$$Y(O-C)^2 = 0.00362 \cdot \sin \left[ (2\pi/14970) * E - (\pi/2) \right] \quad 3.3$$

ifadesi elde edildi. Buradan üçüncü cismin periyodu  $P_3 = 15.36$  yıl olarak bulundu.

Üçüncü cismin kütlesine ilişkin hesaplamaları yapmak için, bu çalışmada ayrıca ışık eğrisi analizi yapılmadığından Zhai ve ark. (1988) tarafından U Peg sisteminin ışık ve radyal hız eğrilerinin eş zamanlı çözümlerinden elde edilen;

$$\begin{aligned} a &= 2.533 R_{\odot} & i &= i_3 = 75^{\circ}.96 \\ R_1 &= 0.754 R_{\odot} & R_2 &= 1.236 R_{\odot} \\ M_1 &= 0.387 M_{\odot} & M_2 &= 1.167 M_{\odot} \end{aligned}$$

değerler kullanıldı. Üçüncü cisim için hesaplanan kütle fonksiyonu ve kütle aşağıda verilmiştir.

$$f(M_3) = \frac{(0.91303039 \cdot M_3)^3}{(M_3 + 1.554)^2} \quad 3.4$$

### 70°<i <90° için 0.145<M<sub>3</sub><0.155 (Güneş Kütlesi)

Bu kütle aralığında U Peg sistemine ait üçüncü bileşen M5 tayf türünde anakol yıldızı olduğu tahmin edilmektedir.

#### 4. Tartışma ve Sonuç

U Peg sisteminin elde edilen yeni gözlem sonuçları, önceki gözlem sonuçlarıyla karşılaştırılarak yorumlanmıştır.

Işık eğrilerinde görülen ilk farklılık, ışık eğrilerinin minimum çukurunun beklenen 0 ve 0.5 evresinde olmamasıdır. Bunun nedeninin (O-C) eğrisinden dönem azalması olduğu açıkça anlaşılmaktadır. Işık eğrilerinin her evresinde eğrisellik göstermesi ve minimum çukurlarının hemen hemen aynı derinlikte olması, sistemin W UMa türü bir sistem olduğunun en iyi göstergesidir.

Huruha(1957) tarafından, U Peg sisteminin ışık eğrilerinin maksimumunda Flare belirtisi olan bir çıkıntının görüldüğünün ileri sürülmesi, her ne kadar daha önceki gözlemlerde böyle bir belirtiyeye rastlanmamış ise de, bizi bu yönde bir beklentiye itmiştir. Başlangıçta 1989 yılı toplam ışık eğrisinin maksimumunda Flare etkisini andıran bir çıkıntı görülmüştür. Ancak gözlem rulolarının tekrar incelenmesi sonunda, söz konusu çıkıntıya ilişkin noktaların hava koşullarından kaynaklanmış olduğu kanaatine varılmıştır. Ancak yine de bu noktalar ayıklanmamış ve olduğu gibi bırakılmıştır.

Şekil 3.1'den de görüleceği gibi, (O-C) eğrisinin kolları aşağıya dönük bir parabol dağılımı göstermesi, sistemin döneminde bir azalma olduğunu belirtir. Bunun nedeni bileşenlerin birbirlerine madde aktarmasıdır. Hangi bileşenin diğerine madde aktardığını anlamak için sistemin q kütle oranına bakmak gerekir. Ancak bugüne kadar U Peg üzerine yapılan çalışmalara bakıldığında birbirinden oldukça farklı kütle oranlarına rastlanılmaktadır. Bu oldukça ilginç bir durumdur. Kütle oranında ki bir belirsizlik sistemin evrimi, sıcaklığı, yoğunluğu, bileşenlerin yarı çapları gibi pek çok fiziksel ve yapısal parametrelerinde belirsizliğe neden olur. Kütle oranındaki bu belirsizliğin nedenini anlamak için yapılan araştırma sonunda, kütle oranının tespit edilmesinde kullanılan yöntemlerin bu farklılığa neden olduğu anlaşılmıştır. Tayfsal yolla bulunan kütle oranları fotometrik yolla bulunan kütle oranlarına göre daha gerçekçi ve güvenilirdir. Özellikle son yıllarda tayfsal ve fotometrik gözlemlerin eşzamanlı çözülmesiyle bulunan kütle oranları çok daha güvenilir kabul edilmektedir.

U Peg sisteminin fotometrik ve tayfsal olarak ilk gözlemleyen ve eşzamanlı olarak çözen, Zhai (1984) olmuştur. Bu bakımdan Zhai(1984)'nin vermiş olduğu q = 3.01 değeri daha doğru olduğu kabul edilmiştir.

q=M<sub>2</sub>/M<sub>1</sub> =3.01 için M<sub>2</sub>>M<sub>1</sub> dir. O halde, kütlece büyük bileşen aslında yoldaş yıldızdır. Işık eğrilerine bakıldığında (Ek-1), birinci minimum derinliğinin yan minimuma göre daha derin olduğu ve kütlece küçük bileşenin (baş yıldız), kütlece büyük olan bileşene göre daha sıcak olduğu anlaşılır. Bunun anlamı, küçük bileşen daha önce evrimleşerek roche Lopunu doldurmuş ve karşı bileşene madde aktarmıştır. Buradan kütlece küçük olan baş yıldızın şu anda HR diyagramında TAMS üzerinde, anakoldan ayrılmak üzere olduğu çıkarılabilir.

(O-C) eğrisinin kolları aşağı dönük parabol olması, kütlece büyük olan bileşenin (yoldaş yıldızın) roche Lopunu doldurduğunu ve kütlece küçük olan baş yıldızın madde aktardığını göstermektedir. Ancak her iki bileşen de roche Loplarını doldurduğundan akan madde sistemi sararak bir zarf oluşturmaktadır. Işık eğrisinin bütün evrelerde değişim göstermesi bunu kanıtlamaktadır (Ek-1).

U Peg sisteminin magnetik aktivite gösterdiğine ilişkin bulgular (Zhai, 1988), bizi zamana göre sistemin parlaklık değişimi gösterip göstermediği konusunda araştırmaya

yitmiştir. Bunu anlamının en basit yolu, bugüne kadar sisteme ait elde edilen ışık eğrilerinin maksimum ve minimum parlaklıklarını toplamaktır. Literatürden ve bu çalışmadan elde edilen maksimum ve minimum parlaklık değerleri aşağıda verilmiştir (Tablo 4.1). Bu değerler zamana göre grafike edilerek Şekil 4.1 ve 4.2' de verilmiştir.

Şekil 4.1' e dikkat edilirse, 1980 yılından sonra birinci minimum derinliği artarken, ikinci minimum derinliği azalma eğilimi görülmektedir. Maksimumlara bakıldığında birinci maksimum hemen hemen sabit kalırken, ikinci maksimum artma göstermektedir. Bu durum 1980'li yılların sonuna kadar devam etmektedir. Bu ise sistemin 1980'li yılların sonuna doğru sistemin toplam parlaklığının maksimuma ulaştığını gösterir. Bu değişimler Şekil 4.2' de daha iyi görülmektedir. Minimumlar arasındaki fark artarken maksimumlar arasındaki fark azalmaktadır. Bu değişimleri şu şekilde yorumlamak mümkündür.

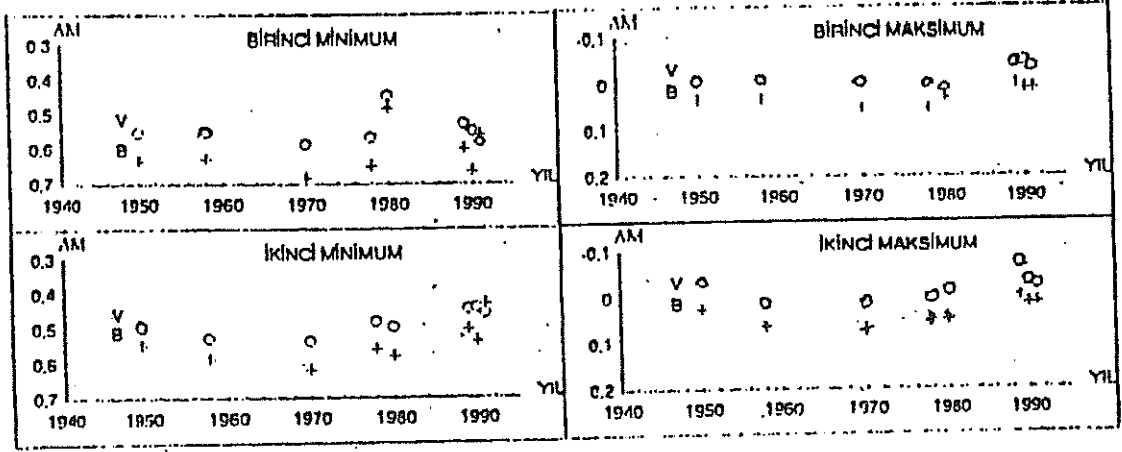
- Sistemi saran konvektif zarf üzerinde güneş'teki gibi leke oluşumları var olabilir. Eğer durum böyle ise, leke aktivitesi 1980'li yılların sonunda maksimuma ulaşarak 1990 yılından itibaren tekrar sönümlenme döneme girmiş, bununla beraber sistemin toplam parlaklığı da azalmaya başlamış olabilir. Birinci minimum derinliğinin artarken, ikinci minimum derinliğinin azalması lekelenmenin kütlece büyük olan ikinci bileşen üzerinde oluşmuş olduğunu göstermektedir. Gözlemler de bu düşünceleri desteklemektedir.

Sonuç olarak şunu söyleyebiliriz. Sistem tipik bir W UMa W-alt türü bir sistemdir. Sistemin esas bileşeni yani daha sıcak bileşeni kütlece daha küçük olan bileşendir ve büyük bileşenden küçük bileşene madde aktarılmaktadır. Akan bu madde, her iki bileşen de Roche lop'unu doldurduğu için sistemin etrafını bir zarf gibi sarmaktadır. Bunun sonucu sistemin dönemi azalmaktadır. Bunun yanında, magnetik aktivite sonucu sistemin parlaklığı da zamana göre değişim göstermektedir.

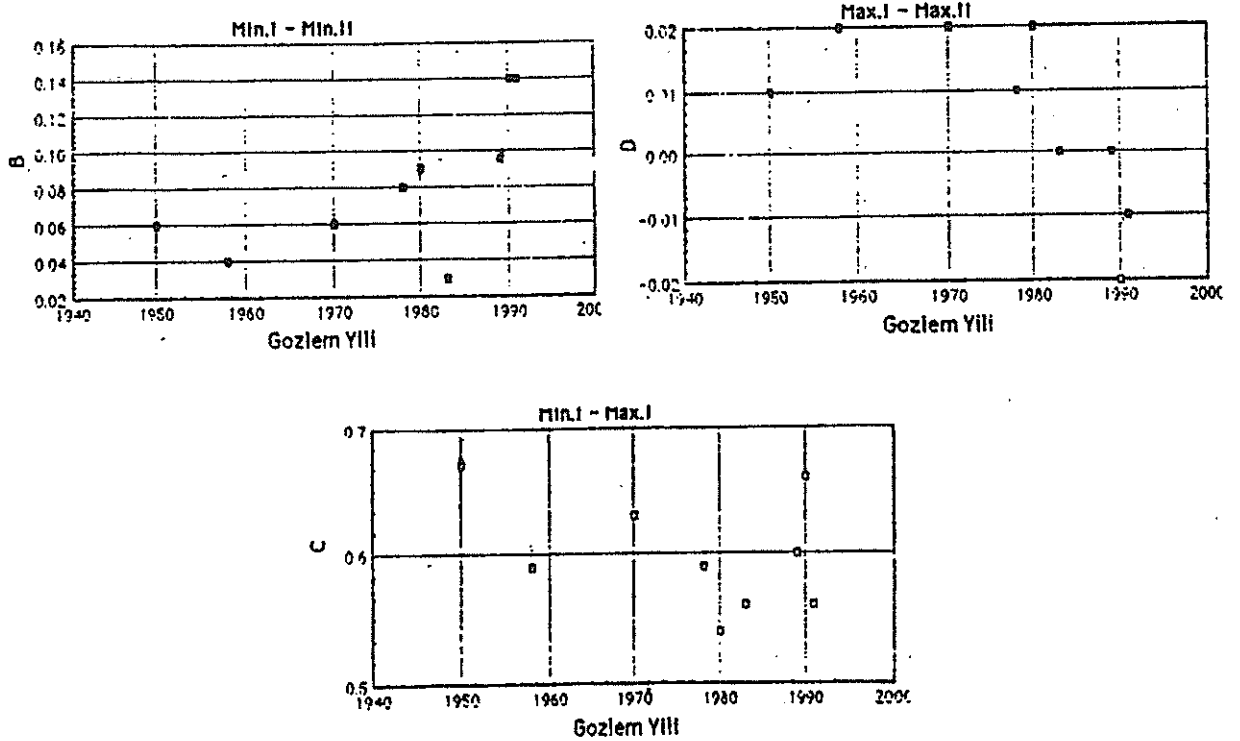
## REFERANSLAR

- Adams, W.S., Joy, A.H., and Sanford, R.F.: 1924, *Publ. Astron. Soc. Pacific*, **36**, 139.  
Adams, W.S., Joy, A.H., Humason, M., and Brayton, A.: 1935, *Astrophys. J.*, **81**, 187  
Aslan, Z., Asir, A., Engin, S., Tüfekçioğlu, Z., and Yılmaz, N.: 1981, *Inf. Bull. Var. Stars*, No. 1908.  
Binnendijk, L.: 1960, *Astron. J.*, **65**, 88  
Binnendijk, L., 1970, *Vistas in Astronomy*, **12**, 217.  
Chandler, S.C.: 1895, *Astron. J.*, **15**, 181.  
Demircan, O.: 1984, *Ulusal Astronomi Toplantısı (Tebliğler)*, 137.  
Huruhata, M.: 1952, *Pulp, Astron. Soc. Pacific* **64**, 200.  
Huruhata, M., Hakamura, T., and Kitamura, T.: 1957, *Ann. Tokyo 2 nd Ser* **5**, 3.  
Jordan, F.: 1929, *Allegheny Pulp.* **7**, 139.  
Kwee, K.K.: 1958, *Bull. Astron. Inst. Neth.* **14**, 131.  
Lafara, R.: 1952, *Astrophys. J.* **115**, 14.  
Lafta, S.J. and Grainger, J.F.: 1985, *Astrophys. Space Sci.* **114**  
Rigterink, P. V.: 1971, *Astron. J.* **77**, 319.  
Rucinski, S. M.: 1982, *Astron. Obs. Krakow* **53**, 82, *Banachiewicz Tables, Rocznik*.  
Russo, G., Sollazzo, C., Maceroni, C., and Milano, L.: 1982, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.* **47**, 211.  
Shapley, H.: 1915, *Astrophys. J.* **41**, 295.  
Skumanich, A., 1972, *Ap. J.*, **171**, 565.  
Struve, O., Horak, H.G., Canavaggia, R., Kourganoff, Y., and Colacevich, A.: 1950, *Astrophys. J.*, **111**, 658.  
Wilson, R. E., and Devinney, E. J., 1971, *Ap. J.*, **166**, 605.  
Zhai, D., Leug, K. C., and Zihang, R.: 1984, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.* **57**, 478.  
Zhai, D. and Lu.W.X., 1988, *Act. Astron. Sin.* **29**, 9-15.

	Min I-V	Min I-B	Min II-V	Min II-B	Max I-V	Max I-B	Max II-V	Max II-B	Gözlemci
1950	0,552	0,631	0,493	0,546	-0,007	0,033	-0,033	0,026	Lafara (1950)
1958	0,55	0,628	0,527	0,587	-0,009	0,031	0,01	0,065	Binnendijk (1960)
1970	0,585	0,664	0,537	0,62	-0,003	0,055	0,012	0,075	Rigterink (1972)
1978	0,565	0,649	0,48	0,58	0	0,055	0	0,052	Zhai et alç (1984)
1980	0,445	0,48	0,495	0,578	0,012	0,03	-0,015	0,05	Rovitis(1982)
1989	0,526	0,598	0,444	0,503	-0,048	0	-0,075	0	Bu çalışma
1990	0,547	0,664	0,441	0,538	-0,05	0,01	-0,035	0,015	
1991	0,579	0,558	0,458	0,43	-0,038	0,01	-0,025	0,013	



Şikil 6.1. U Peg sisteminin 1950-1991 yılları arasındaki V ve B bantlarındaki parlaklık değişimi.(Lafara (1952), Binnendijk (1960), Rigterink (1972), Zhai et al. (1984), Bu çalışma)



Şikil 8.2. U Peg sisteminin 1950-1991 yılları arasında ışık eğrisinin minimum, maksimum ve derinlik değişimleri.

## HIPPARCOS GİRDİ KATALOĞU ' NDA BULUNAN KARBON YILDIZLARININ HAREKETİ

Cahit YEŞİLYAPRAK <sup>1</sup>, Zeki ASLAN <sup>1</sup>  
ve Orhan GÖLBAŞI <sup>1</sup>

<sup>1</sup> Akdeniz Üniversitesi , Antalya

### ÖZET:

Bu çalışmada, karbon yıldızlarının kinematik özellikleri incelenmiştir. Bu yıldızların N ve R tipi alt gruplarının kinematik olarak benzer olmadığı bulunmuştur. R tipi yıldızlar, N tipi yıldızlara göre sayısal olarak az olmalarına karşın, yüksek hızlı yıldızlar içinde büyük bir çoğunluğa sahip oldukları görülmüştür. Uzay hızları ve galaksi içindeki dağılımları da N tipi ile karşılaştırıldığında farklılık göstermektedir. R tipi yıldızların galaksi içindeki dağılımları yaşlı disk ve kalın disk karışımına benzemektedir. R tipi karbon yıldızları arasında kısa dönemli çift yıldızların olmayışı, yüksek hızlı R tipi yıldızların eskiden çift olan yıldızların kaçan bileşenleri olabileceği fikrini ortaya çıkarmıştır. Fakat bu fikri destekleyen başka bir kanıt da yoktur. Bilinen metal bolluklar ve galaktik düzlemden olan uzaklıklar, yüksek hızlı R tipi yıldızların kalın disk yıldızları olduğunu göstermektedir.

**Anahtar Kelimeler :** Karbon Yıldızları: kinematik, radyal hızları, uzay hızları

### MOTIONS OF CARBON STARS IN THE HIPPARCOS INPUT CATALOGUE

#### Abstract :

In this study, the kinematical properties of Carbon Stars have been examined. The N and R type stars which are the subgroups of Carbon Stars have been found not to be kinematically similar. It has been observed that the majority of high velocity stars were R type stars although they are numerically less than N type stars. The space velocities and the galactic distribution of R type stars compared to N type stars are different. The distribution of R type stars in the Galaxy are like that of the mixture of old disc and thick disc stars. The fact that the binary stars with small orbital periods do not exist amongst R type carbon stars has suggested that R type stars with high velocity might be the runaway components of ex-binaries. But there is no any other evidence to support this idea. The known metal abundances and the distances from the galactic plane show that the high velocity R type stars are thick disc objects.

**Key Words :** Carbon Stars: kinematics, radial velocities, space velocities

## GİRİŞ :

Karbon yıldızları, ilk olarak 1868 yılında Secchi tarafından soğuk bir yıldız grubu olarak tanımlanmıştır. Diğer soğuk yıldız gruplarından (M yıldızları gibi) ayrı olarak, tayflarında farklı karbon molekül çizgileri ( $C_2$ , CN, CH, CO gibi) bulunan yıldızlardır. Bu demektir ki, atmosferlerinde diğer yıldız gruplarına göre daha çok karbon bulundurlar. (Russell, 1934). Yıldız evriminin son evrelerini kuramsal olarak anlamak için karbon yıldızları çok önemlidir. Aynı zamanda galaksilerin yapılarına ve evrimlerine de ışık tutarlar.

Yüzey sıcaklıkları yaklaşık olarak 3000 ile 5000 °K arasındadır. Tayflarında hemen hemen hiç metal-oksid çizgileri bulunmaz. Normal yıldız evrim kuramlarına göre, enerji üreten çekirdek tepkimeleri yalnız yıldızların merkezinde oluşur. Bu, yıldızlarda kimyasal yapı değişimine neden olur. Yıldızların yüzey kimyasal bileşimi ise; yıldızları oluşturan yıldızlararası bulutun ilk oluşumundaki kimyasal yapısını yansıtır. Ba II ve Karbon yıldızlarının varlığı, yıldızların anakol sonrası evrelerde yüzey kimyasal bileşimlerinin değişebildiğinin bir kanıtıdır. Son yıllarda elde edilen verilerle anlaşılmıştır ki, yıldızlarda yüzeyin kimyasal bileşimi bir kısım çift yıldızlarda kütle aktarımı yolu ile, bir kısım tek yıldızlarda ise merkezdeki maddenin konveksiyon ile yüzeye taşınması yolu ile olmaktadır. Evrimsel olarak kırmızı dev evresinde olan karbon yıldızlarındaki yüzey kimyasal bolluk değişiminin bu ikinci yolla olduğu anlaşılmıştır. Merkezde H ve He yanması ile işlenen maddeler kırmızı dev evresinde yüzeye karışmaktadır. Kırmızı dev evresinde evrimin kuramsal olarak  $M \rightarrow MS \rightarrow S \rightarrow SC \rightarrow C$  şeklinde olduğu hesaplanmaktadır. Bu süreçte başlangıçtaki C / O oranı 1'den küçüktür. Karbon yıldızlarında ise bu oran 1'den büyük değerlere ulaşmaktadır. (Johnson ve Querci, 1986). Diğer normal yıldızlara göre kimyasal yapılarında oksijene oranla karbon bolluğu (C / O) 4 - 5 kat daha fazladır. Bunun nedeni, oksijen atomlarının çoğunun CO molekülü oluşturmak için kullanılması ve diğer oksit molekülleri için yeterli oksijenin bulunmamasıdır. (Ohnaka ve Tsuji, 1996)

Karbon yıldızlarını sınıflandırmak için sıcaklık, C / O,  $^{12}C / ^{13}C$ , ağır metallerin hafif metallere oranı [Fe / H], tayf, renk ve değişim tipi gibi parametrelere ihtiyaç vardır. Karbon yıldızları Harvard Sınıflandırma Sistemi'ne göre N ve R olarak 2 alt gruba ayrılırlar. N tipi karbon yıldızları, R tipine göre daha soğuktur. B - V renk göstergesi de bu tip sınıflandırma için bir ölçüdür ve R tipi yıldızların B - V değeri, N tipine göre daha küçüktür. Aralarındaki fark sadece sıcaklık değildir, atmosferlerinde buldukları element oranlarında da farklılık vardır. Tayflarındaki  $C_2$  ve CN soğurma bantlarının davranışına göre R ve N yıldız grupları ondalık olarak (R0 - R9, N0 - N9) alt gruplara ayrılırlar. Diğer bir sınıflandırma ise Keenan ve Morgan 'ın 1941 yılında yaptığı C sınıflandırmasıdır. Sıcaklık ve C / O oranına göre ondalık alt gruplara (C0 - C9) ayrılırlar. Fakat son yıllarda elde edilen bir takım kanıtlar, C sınıflandırmasının iyi bir sıcaklık göstergesi olmadığını göstermiştir. (Tsuji, 1981). Bu iki sınıflandırma türü arasında kesin bir bağlantı olmamasına rağmen, R tipi yıldızlar (R0 - R9) C sınıflandırmasında yaklaşık olarak C0 - C4 arasına, N tipi yıldızlar (N0 - N9) ise C5 - C9 arasına denk gelmektedir. J tipi olarak tanımlanan ve yapısında diğerlerine göre çok daha fazla  $^{13}C$  içeren karbon yıldız türü de vardır.

Yıldızların kimyasal yapıları ve kinematik özellikleri arasında birtakım ilişkiler olduğu bilinmektedir. Karbon yıldızlarının da bilinen kimyasal ve ısınım özelliklerine rağmen kinematik özellikleri ile ilişkileri iyi bilinmemektedir. Bu çalışmada amaç, karbon yıldızlarının kinematik özelliklerini incelemek ve elde edilen sonuçların, kimyasal yapıları ile ilişkilerini belirlemektir. Yıldızların kinematik özelliklerini incelerken radyal hızlar ve öz hareketler bu incelemelerin temelini oluştururlar. Radyal hızlar ve öz hareketlerden yıldızların hareket yönleri ve hızları hesaplanabilir. Bu çalışmada hem radyal hızlar hem de öz hareketlerden yararlanılmıştır.

## MATERYAL VE METOD :

İncelediğimiz karbon yıldızlarının gözlemsel verileri en yeni veri kaynağı olan Hipparcos Girdi Katoloğu'ndan alınmıştır. Alınan veriler J2000'e göre ekvatorial koordinatlar ( $\alpha$ ,  $\delta$ ), galaktik koordinatlar ( $l$ ,  $b$ ), görünür parlaklık ( $V$ ), renk göstergesi ( $B - V$ ), radyal hızlar ( $V_R$ ) ve öz hareketlerdir ( $\mu_\alpha$ ,  $\mu_\delta$ ). Katologda C, N ve R olarak sınıflandırılan ve radyal hızı ile öz hareketi bulunan bütün karbon yıldızları alınmıştır. Görünür parlaklık sınırı ( $V < 13$ ) katoloğun sınırındadır. Radyal hızı bilinen toplam karbon yıldızı sayısı 269'dur. Bunların sadece 168 tanesinin öz hareketi verilmektedir. Değişen karbon yıldızlarını, değişim tiplerini, N ve R olarak alt gruplarını belirlemek için hem Hipparcos Girdi Katoloğu hem de gerektiğinde GCVS (Kholopov, 1985) katoloğu kullanılmıştır. Bu, değişen ve değişmeyen karbon yıldızları arasındaki kinematik farklılıkları incelemek için yapılmıştır.

### Radyal Hız Analizi:

Bu çalışmada karbon yıldızları ve oluşturulan farklı alt gruplarının radyal hızlarından, güneşe göre ortalama hareketlerin galaktik bileşenleri bulunmuştur. İlk yaklaşım olarak diferansiyel galaktik dönme ihmal edilmiş ve hesaplamalara katılmamıştır.

269 karbon yıldızının radyal hızlarından, ortalama uzay hız bileşenlerini bulmak için

$$V_R = u \cos l \cos b + v \sin l \cos b + w \sin b$$

denklemi en küçük kareler yöntemi kullanılarak çözülmüştür. Bu denklemde;  $V_R$  gözlenen radyal hız,  $l$  galaktik boylam,  $b$  galaktik enlem,  $u$  güneşe göre galaktik merkez doğrultusundaki uzay hız bileşeni,  $v$  galaktik dönme yönündeki uzay hız bileşeni ve  $w$  galaktik kuzey kutbu doğrultusundaki uzay hız bileşenidir.

### Diferansiyel Galaktik Dönme İle Çözüm :

Radyal hız çözümü için diferansiyel galaktik dönme hesaba katıldığında elde edilen

$$V_R = u \cos l \cos b + v \sin l \cos b + w \sin b + A r \sin 2l \cos^2 b$$

denklemi en küçük kareler yöntemi ile çözülmüştür. Bu denklemde;  $r$  uzaklık (pc.) ve  $A$  Oort sabiti' dir.

$$M_V - V = 5 - 5 \log r + A_v$$

denklemi kullanılarak da yıldızların uzaklıkları hesaplanmıştır. Bu denklemde;  $M_V$  mutlak parlaklık,  $V$  görünür parlaklık,  $r$  uzaklık (pc.) ve  $A_v$  soğurmadır.

Karbon yıldızlarının bireysel (spektroskopik ya da trigonometrik) paralaksları çoğunlukla bilinmemektedir. Uzaklık hesaplarında her grup için belirlenen bir ortalama mutlak parlaklık kullanılmıştır. Kabul ettiğimiz mutlak parlaklıklar, bütün karbon yıldızları için  $M_V = -1.5^m$ , N tipi için  $M_V = -1.8^m$  ve R tipi için  $M_V = -1.0^m$  'dir. (Alksne, Alksnis, Dzervitis 1991). Görünen parlaklıkları yıldızlararası soğurmada arındırmak için Parenago' nun

$$A_v = a_0 \beta \operatorname{Cosec} |b| (1 - e^{-r \sin |b|/\beta})$$

eşitliği kullanılmıştır. Denklemde ki  $a_0$  ve  $\beta$  sabitleri Sharov (1964) ' dan alınmıştır.

### Uzay Hızları :

Radyal hızları ve öz hareketleri bilinen yıldızların uzay hız bileşenleri ( $u$ ,  $v$ ,  $w$ ), Johnson ve Soderblom'un (1987) verdiği dönüşüm matrisleri kullanılarak hesaplanmıştır.

**BULGULAR VE TARTIŞMA :**

Bütün karbon yıldızları ile N ve R alt grupları için elde edilen radyal hız çözümü sonuçları çizelge - 1 de verilmiştir.

Çizelge - 1: Radyal hızlardan ortalama hız bileşenleri.

Grup	Yıldız Sayısı	u (km/s)	v (km/s)	w (km/s)	$\sigma$
Bütün	269	- 11.8 $\pm$ 4.2	- 24.1 $\pm$ 4.4	1.3 $\pm$ 7.2	46
N	155	- 14.6 $\pm$ 3.7	- 18.6 $\pm$ 3.8	- 7.3 $\pm$ 7.6	31
R	74	0.4 $\pm$ 13.2	- 43.2 $\pm$ 13.9	12.6 $\pm$ 17.1	71

$\sigma$ , çözüm etrafındaki dağılımdır, yani birim ağırlığa karşılık gelen standart sapmadır. Ortalama u ve w bileşenleri beklenildiği gibi; istatistik olarak Güneş'in -u<sub>o</sub> ve -w<sub>o</sub> bileşenlerinden farklı değildir. Kinematik farklılığı yansıtan parametreler v ve  $\sigma'$  dir. Çizelge - 1' de N ve R tipi karbon yıldızları arasında belirgin bir fark olduğu görülmektedir. Bu farklılık Vandervort (1958) tarafından da bulunmuştu. Buna göre N ve R tipi yıldızlar farklı kinematik özelliklerdedir. Bir kaç yüksek hızlı yıldızın, radyal hız çözümünde bu şekilde bir farklılık oluşturabileceği de düşünülmelidir. Bu nedenle ortalama etrafındaki hız bileşenlerinin normal bir dağılım yaptığı kabul edilerek, her bir yıldız için sapma farkı  $3\sigma$  'yı geçen yıldızlar dışlanarak radyal hız çözümü yeniden yapılmış ve elde edilen sonuçlar çizelge - 2' de verilmiştir. Görüldüğü gibi kinematik olarak farklılık azalmıştır. Ancak dağılım R tipi yıldızlarda yine fazladır. Çıkarılan yüksek hızlı yıldızların listesi çizelge - 3' de verilmiştir.

Çizelge - 2: Yüksek hızlı yıldızlar çıkarıldığında elde edilen ortalama hız bileşenleri

Grup	Yıldız Sayısı	u (km/s)	v (km/s)	w (km/s)	$\sigma$
Bütün	261	- 13.4 $\pm$ 2.8	- 15.2 $\pm$ 3.0	- 9.5 $\pm$ 7.2	31
N	152	- 14.1 $\pm$ 3.2	- 15.3 $\pm$ 3.3	- 5.5 $\pm$ 6.6	27
R	69	- 9.3 $\pm$ 7.6	- 15.5 $\pm$ 8.2	- 22.2 $\pm$ 10.3	40

Çizelge -3 : Yüksek hızlı karbon yıldızları

Yıldız	Tayf Türü	V	V <sub>R</sub> (km/s)	$\mu_{\alpha}$ ( " / yıl)	$\mu_{\delta}$ ( " / yıl)
V Ari	R (C4.4)	7.97	-176.0	0.057	0.038
TT CVn	R (C3.5)	9.42	-135.0	-0.018	-0.009
HP PEG	R (C1.2)	8.86	-381.0	0.048	-0.015
HD 5223	R (C1.2)	8.44	-232.0	0.152	-0.006
HD 187216	R	9.55	-126.7	-0.001	-0.003
HD 198269	R	8.15	-207.0	0.030	-0.038
HD 224959	R	9.54	-132.0	-	-
V CrB	N (C6.2)	10.10	-115.0	0.027	0.001
NSV 12685	N	8.42	-168.0	-0.011	-0.037
RS LUP	N	8.85	92.1	-	-



Yüksek hızlı yıldızların çoğunun R tipi karbon yıldızı olduğu görülmektedir. Eğer R ve N tipi karbon yıldızları kinematik olarak benzer ve Hipparcos Girdi Kataloğu'nda ki karbon yıldızları homojen bir grup olsaydı, çizelge - 3 ' deki 10 yıldızdan 7 tanesinin N ve 3 tanesinin de R tipi karbon yıldızı olması beklenirdi. Çözümünden çıkarılan yıldızların tipi ve sayısı da, N ve R tipi yıldızların kinematik olarak benzer olmadığını desteklemektedir. Çözümler N tipi yıldızların kinematik olarak homojen olduğunu göstermektedir.

R tipi karbon yıldızları kinematik olarak homojen mi ? Çizelge - 2 ve 3' e göre bu soruya evet demek zordur. Çünkü ayrılıkları  $3\sigma'$  dan büyük yıldızların sayısı beklenilenden çok fazladır. İncelenen karbon yıldızlarının içinde sayısal olarak R tipi yıldızlar azdır. Dolayısıyla çözümden çıkarılacak olan R tipi yıldız sayısının az olması beklenirken, büyük bir bölümünün R tipi olması incelemeye alınan yıldızların sayısal dağılımı ile ters bir sonuçtur.

R tipi karbon yıldızları için 2 olası fikri öne sürebiliriz :

- R tipi yıldızlar kinematik olarak homojen bir grup değil, bir karışımdır.
- R tipi yüksek hızlı yıldızlar, kaçan OB tipi yıldızlara benzer olarak eskiden çift olan yıldızların kaçan bileşenleridir.

Çözümünden çıkarılan yıldızların sayısı ve çizelge - 2' de  $\sigma'$  nın  $v'$  den beklenilenden büyük olması ilk fikri desteklemektedir. Aşağıda tartışılacak olan kimyasal bolluk da bunu desteklemektedir.

İkinci öneriyi, düşük yörünge periyotlu ya da yüksek yörünge hızlı R tipi çift yıldızların gözlenmemesi desteklemektedir. Yüksek hızlı yıldızlar içinde çift yıldız sayısı diğer yıldız gruplarına göre daha azdır. Örneğin yüksek hızlı V Ari, TT CVn ve HD 187216 yıldızlarının çift bileşenlerinin olduğuna dair bir kanıt yoktur. (Kipper ve ark., 1996).

Karbon yıldızlarının çoğu değişen yıldızlardır. Bu nedenle, değişen ve değişmeyen karbon yıldızları için de ayrı ayrı çözümler yapılmıştır. Değişen olduğu şüpheli olanlar (bunlar muhtemelen düşük genlikli değişenlerdir), değişmeyen gruba dahil edilmiştir. Bu değerlendirme sonuçları çizelge - 4 'de verilmiştir. Her gruptaki ikinci satırda bulunan çözümler yüksek hızlı yıldızlar çıkarıldığında elde edilen çözümlerdir. Değişen ve değişmeyen yıldızlar arasında kaydadeğer bir fark olmadığı görülmektedir.

Çizelge - 4 : Değişen ve değişmeyen karbon yıldızlarının karşılaştırılması

Grup	Yıldız Sayısı	u (km/s)	v (km/s)	w (km/s)	$\sigma$
Değişen	168	$-9.7 \pm 5.0$	$-21.4 \pm 5.1$	$4.0 \pm 9.5$	43
	162	$-10.1 \pm 2.9$	$-14.4 \pm 3.0$	$-1.5 \pm 5.9$	25
Değişmeyen	101	$-14.1 \pm 8.0$	$-28.9 \pm 8.8$	$-2.0 \pm 11.3$	51
	96	$-18.4 \pm 5.6$	$-12.6 \pm 6.3$	$-14.7 \pm 8.1$	35

Diferansiyel galaktik dönme dahil edilerek yapılan çözümlerde, ilk yaklaştırma olarak bütün karbon yıldızları için mutlak parlaklık  $M_v = -1.5^m$ , N tipi için  $M_v = -1.8^m$  ve R tipi için  $M_v = -1.0^m$  kabul edilmiştir ve yıldızlararası soğurma için buna göre düzeltme yapılmıştır. (Alksne, Alksnis, Dzervitis 1991). Ancak, ortalama mutlak parlaklık bilinmeyen olarak alınmıştır ve Oort sabiti (A) ile birlikte çözülmüştür. (Aslan, 1973). Elde edilen çözümler çizelge - 5 ' de verilmiştir. R tipi yıldızların uzay dağılımlarının homojen olmaması (Şekil - 2) çözümü, özellikle w değerini etkilemektedir. Çizelge - 1 ve 2' den de bu görülmektedir.

Çizelge - 5 : Diferansiyel galaktik dönme ile çözümler

Grup	Yıldız Sayısı	u (km/s)	v (km/s)	w (km/s)	$A \times 10^{-0.2 M}$	$M_v$	$\sigma$
N	152	$-11.7 \pm 2.9$	$-14.5 \pm 3.0$	$-6.3 \pm 6.0$	$0.033 \pm 0.006$	-1.8	24
R	69	$-15.5 \pm 8.3$	$-12.3 \pm 8.3$	$-25.2 \pm 10.3$	$0.020 \pm 0.012$	-0.7	39

Eğer  $A = 0.0144$  km/s/pc (Kerr ve Lynden-Bell, 1986) alınırsa, çizelge - 5 'de ifade edilen ortalama mutlak parlaklıklar, kabul ettiğimiz ortalama mutlak parlaklıklar ile uyum içindedir. Ayrıca, N tipi bir yıldız olan V CrB için verilen mutlak parlaklık değeri  $-1.7'$  dir. (Kipper ve Jorgensen, 1996).

Yüksek hızlı yıldızlar dışlanırsa, R tipi yıldızlarda da diferansiyel galaktik dönme etkisi seziliyorsa da bunun hatası N tipi yıldızlara göre büyüktür ve hesaplanan görünen mutlak parlaklıkların yanılması fazladır. Bu sonuç, R tipi yıldızların homojen olmadığını, kinematik olarak kalın disk ve yaşlı disk yıldızları içeren bir karışım olduğunu destekler yöndedir.

Karbon yıldızlarında metal bolluk oranı için, literatürden bulduğumuz değerler çizelge - 6' da verilmiştir.

Çizelge - 6 : Metal bolluk oranları

Yıldız	Tipi	Z (pc.)	[Fe / H]	Kaynak
V Ari	R	- 445	-2.90	(14)
TT CVn	R	1094	-2.90	(15)
HD 187216	R	549	-2.48	(12)
V CrB	N	1644	-2.12	(16)

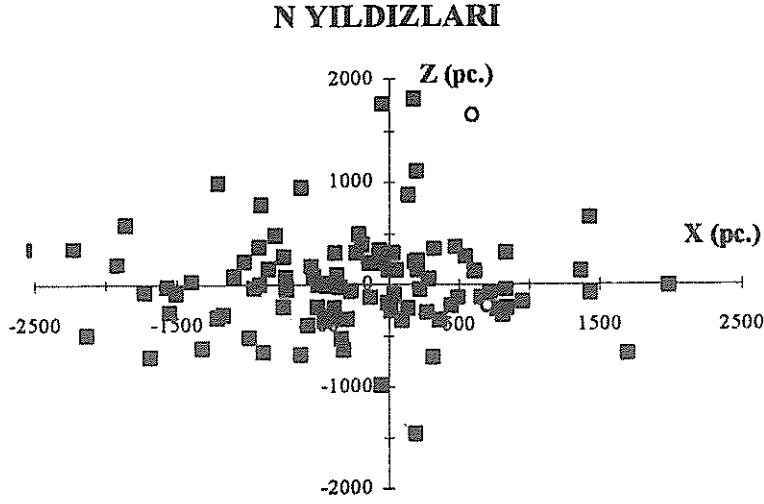
Çizelge - 6' da verilen değerler, bu yıldızların eskiden çift olan yıldızların kaçan bileşenleri değil, öbek II grubu yıldızların özelliklerini yansıtmaktadır. (Buser ve Fenkart, 1990).

N ve R tipi yıldızlar için kabul edilen mutlak parlaklıklar kullanılarak, N ve R tipi yıldızların hem öz hareketleri ve radyal hızlarından uzay hız bileşenleri hem de galaktik konum bileşenleri (X, Y, Z) hesaplanmıştır. Burada güneşe göre, X galaktik merkez doğrultusunu, Y galaktik dönme doğrultusunu ve Z' de galaktik düzleme dik galaktik kuzey kutup doğrultusunu göstermektedir. Galaksi içindeki X - Z dağılımları şekil - 1 ve şekil -2 'de gösterilmiştir. Her iki grupta da çözümden çıkarılan yıldızlar " o " ile gösterilmiştir.

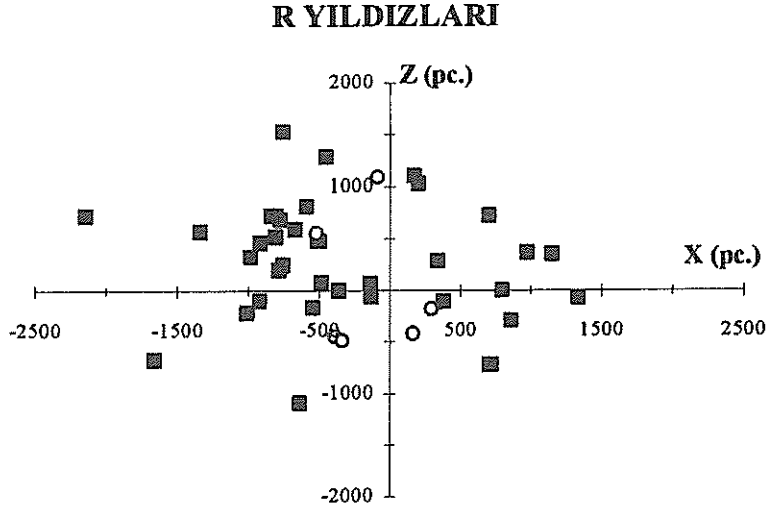
Bu dağılımlarda görünen parlaklık sınırı ( $V < 13$ ) nedeni ile, incelenen yıldızlar güneş komşuluğunda yaklaşık  $\pm 2$  kpc.'lik bir alan içindedir. Bu dağılımlarda seçicilik etkisinin olduğu görülmektedir ve bu özellikle R tipi yıldızlar için daha belirgindir. İncelediğimiz yıldızların ekvator koordinatlarında dik açıklığa ( $\delta$ ) göre sayısal dağılımı çizelge - 7' de verilmiştir.

Çizelge - 7 : İncelenen karbon yıldızlarının dik açıklığa göre sayısal dağılımı

	Bütün	N	R
$\delta < 0^\circ$	113	64	16
$\delta > 0^\circ$	156	91	58
<b>Toplam</b>	269	155	74



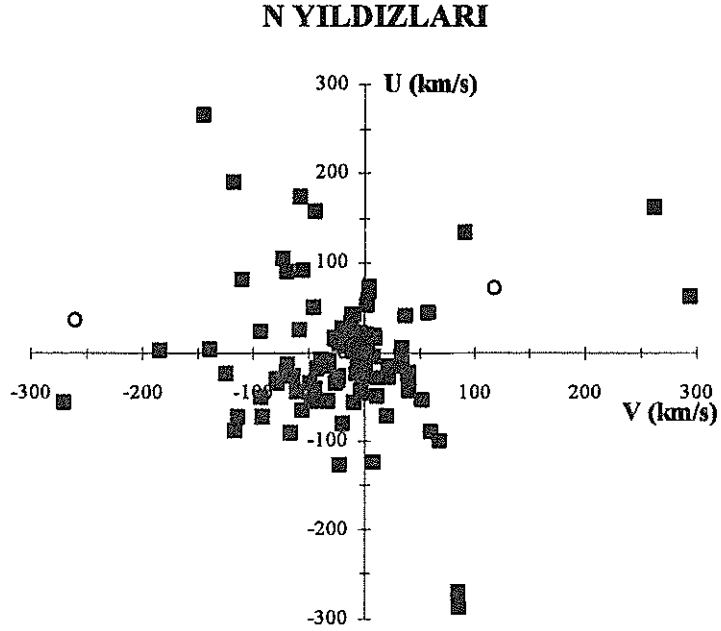
Şekil - 1: N tipi yıldızların X - Z düzlemindeki dağılımı  
Çözümünden çıkarılan yıldızlar "o" ile gösterilmiştir.



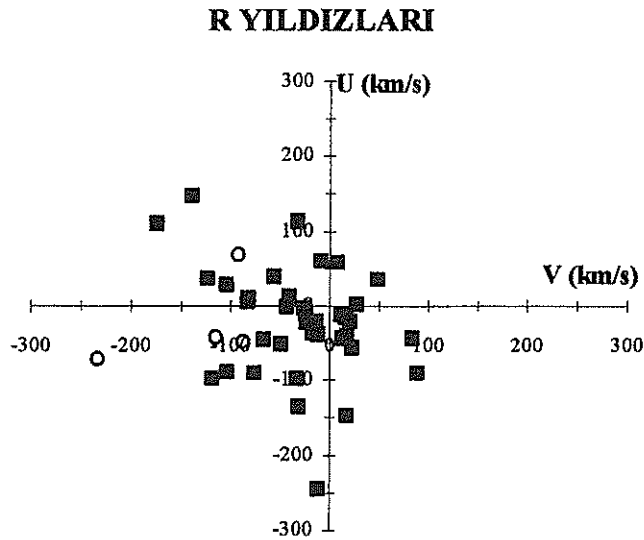
Şekil -2 : R tipi yıldızların X - Z düzlemindeki dağılımı  
Çözümünden çıkarılan yıldızlar "o" ile gösterilmiştir.

N tipi karbon yıldızlarının galaksi içindeki sayısal yoğunluğunun R tipine göre daha fazla olduğu, genellikle galaktik düzlem çevresinde dağılmış oldukları buna karşın yüksek hızlı yıldızların ağırlıklı bir çoğunluğunu R tipi karbon yıldızlarının oluşturduğu bilinmektedir. (Sanford, 1944). N tipi yıldızların galaksi düzlemi etrafında ve galaksinin sarmal kolları içinde dağıldığı bilinmekle beraber, R tipi yıldızlar için bu geçerli değildir. R tipi yıldızlar ise kalın disk (Gilmore, Wyse, Kuijken, 1989) yıldızlarına benzer bir dağılım göstermektedirler. Yukarıda verilen radyal hız çözümleri (diferansiyel galaktik dönme dahil edildiğinde) ve şekil - 1 ve 2' de bununla uyumaktadır.

Hem radyal hızı hem de öz hareketleri bilinen yıldızların her biri için uzay hız bileşenleri ( $u$ ,  $v$ ,  $w$ ) hesaplanmıştır. N ve R tipi yıldızların  $u$  -  $v$  hız dağılımları,  $\pm 300$  km/s içinde şekil - 3 ve 4 de gösterilmiştir.



Şekil - 3: N tipi yıldızların  $u$  -  $v$  hız dağılımı  
Çözümünden çıkarılan yıldızlar "o" ile gösterilmiştir.



Şekil - 4: R tipi yıldızların  $u$  -  $v$  hız dağılımı  
Çözümünden çıkarılan yıldızlar "o" ile gösterilmiştir.

Bu bileşenler kullanılarak hesaplanan ortalama değerler çizelge - 8' de verilmiştir. İkinci satırdaki değerler yüksek hızlı yıldızlar çıkarıldığında elde edilen sonuçlardır. Çizelge - 1 ve 2 ile çizelge - 8' in karşılaştırılmasından da görüldüğü gibi, radyal hız çözümü ile uzay hızlarından elde edilen çözüm çok farklıdır. Bunun tek açıklaması, öz hareketlerde ve uzaklıklardaki hatalar olmalıdır. Bu, çözümden çıkarılan yıldızların sayısında ve hızlarında da kendini göstermektedir. 9 tane yıldızın hız bileşenleri sayısal olarak 300 km/s ' den daha büyük çıkmıştır. Çizelge -8' de  $\sigma_u$ ,  $\sigma_v$  ve  $\sigma_w$  'nın beklenmedik büyük değerleri de aynı nedenlerle gerçek olamaz. Aşırı öbek II yıldızlarının hız dağılımları bile  $(\sigma_u, \sigma_v, \sigma_w) = (131 \pm 7, 102 \pm 8, 89 \pm 5)$  km/s şeklindedir. (Gilmore, Wyse, Kuijken, 1989). Bu nedenle, uzaklıklar ve öz hareketlerdeki sistematik ya da gelişigüzel yanlıgılar en aza indirilinceye kadar, uzay hız bileşenlerinden elde edilen kinematik sonuçlara itibar edilmemelidir.

Çizelge - 8: Uzay hızlarından hesaplanan ortalama hız bileşenleri

Yıldız	Yıldız Sayısı	$u \pm \epsilon_u$ ( km/s )	$v \pm \epsilon_v$ ( km/s )	$w \pm \epsilon_w$ ( km/s )	$\sigma_u$	$\sigma_v$	$\sigma_w$
N	101	$4.1 \pm 15.1$	$-25.3 \pm 9.2$	$-21.1 \pm 19.6$	152	93	197
	99	$3.1 \pm 15.4$	$-24.4 \pm 9.0$	$-18.7 \pm 19.8$	153	90	197
R	45	$-21.0 \pm 16.2$	$-68.5 \pm 18.6$	$-25.7 \pm 13.2$	109	125	88
	39	$-7.6 \pm 15.6$	$-43.4 \pm 15.7$	$-32.8 \pm 12.5$	97	98	77

### SONUÇ:

Sonuç olarak, elde edilen kinematik bulgular R tipi karbon yıldızlarının N tipi yıldızlardan farklı olduğunu göstermiştir. N tipi yıldızların daha homojen bir kinematik grup olduğu, belirgin diferansiyel galaktik dönme gösterdiği bulunmuştur. Ancak N tipi yıldız olan V CrB' in kimyasal bolluğu ve galaktik düzlemden uzaklığı buna uymamaktadır. R tipi yıldızların ise yaşlı disk ve kalın disk karışımı bir özellik taşıdığı görülmüştür. Yüksek hızlı R tipi yıldızlardan üçünün bilinen kimyasal bolluğu bunu desteklemektedir. Ancak tayfsal çalışmalarla bu sayıyı artırmak, hem yüksek hızlı hem de düşük hızlı karbon yıldızlarının kimyasal analizini yapmak gerekmektedir. Bu çalışmalar, R tipi yıldızlarda neden çift yıldız yüzdesinin beklenilenin altında olduğuna da ışık tutacaktır.

**KAYNAKLAR:**

- 1) Aslan, Z., 1973, M.N., 165, 337
- 2) Alksne, Z.K., Alksnis, A.K., Dzervitis, U.K., 1991, "Properties Of Galactic Carbon Stars", (Orbit Book Co. Inc.)
- 3) Blaauw, A., Schmidt, M., 1965, "Galactic Structure", (The Un. Of Chicago Press)
- 4) Bok, B.J., Bok, P.F., 1981, "The Milky Way", (Harvard Un. Press)
- 5) Buser, R., Fenkart, R. P., 1990, A.A., 239, 243
- 6) Gilmore, G., Wyse, F.G.R., Kuijken, K., 1989, A.A., 27, 555
- 7) Johnson, D.R.H., Soderblom, D.R., 1987, A.J., 93, 864
- 8) Johnson, H.R., Querci, F.R., 1986, "The M - Type Stars", (NASA Publishing)
- 9) Keenan, P.C., Morgan, W.W., 1941, Ap.J., 94, 501
- 10) Kerr, F.J., Lynden-Bell, D., 1986, M.N., 221, 1023
- 11) Kholopov, P.N., 1985, "General Catalogue Of Variable Stars (GCVS)", (Nauka Publishing)
- 12) Kipper, T., Jorgensen, U.G., 1994, A.A., 290, 148
- 13) Kipper, T., Jorgensen, U.G., Klochkova, V.G., Panchuk, V.E., 1996, A.A., 306, 489
- 14) Kipper, T., Kipper, M.A., 1990, Azh.Lett., 16, 1113
- 15) Kipper, T., 1992, Baltic Ast., 1, 181
- 16) Kipper, T., Jorgensen, U.G., 1996, Poster IAU Symp. 177
- 17) Mihalas, D., Binney, J., 1981, "Galactic Astronomy- Structure and Kinematics", (W.H.Freeman and Co.)
- 18) Ohnaka, K., Tsuji, T., 1996, A.A. in press
- 19) Russell, H.N., 1934, Ap.J., 79, 317
- 20) Sanford, R.F., 1944, Ap.J., 99, 145
- 21) Secchi, A., 1868, Mem.Soc.Ital.Sci.(3), 2, 73
- 22) Sharov, A.S., 1964, Soviet Astron.-AJ, 7, 689
- 23) "The Hipparcos Input Catalogue", 1992, (The Inca Consortium.)
- 24) Tsuji, T., 1981, J.A.A., 2, 95
- 25) Vandervort, G.L., 1958, A.J., 63, 477

---

---

## AK Her ÖRTEN ÇİFTİNDE DÖNEM DEĞİŞİMİ

**Bülent YAŞARSOY, Varol KESKİN**

**Ege Üniv. Fen Fak. Astronomi ve Uzay Bil. Böl., Bornova, İzmir**

---

---

### ÖZET

AK Her örten çiftinin, çeşitli araştırmacılar tarafından 1899-1994 yılları arasında elde edilmiş olan O-C değerlerinin dağılımı sinüsoidal değişim göstermektedir. Yapılan bu çalışmada sinüsoidal değişimin dönemi hakkında bilgi edinilmeye çalışılmış, bunun için de en küçük kareler yöntemi kullanılarak yaklaşımlar yapılmış ve AK Her ve üçüncü cisim kütle merkezi etrafında yaptığı yörüngenin dönemi yaklaşık 75 yıl olarak bulunmuştur. Öte yandan daha önce bu yıldız üzerine çalışma yapan araştırmacılar AK Her için dördü sistem önerisini yapmışlardır. Bu çalışmada Gözlem noktaları ile kuramsal eğri arasındaki farklara (Şekil 2) Fourier analizi uygulanmış fakat bunun sonucunda 4. bileşenin etkisi gözlenememiştir. Ancak önerildiği gibi 4. bir bileşen varsa bunun yörünge dönemi 150 yıldan fazla olmalıdır. Bundan sonraki çalışmalar bize 4. bileşen hakkında bilgiler sunabilir.

---

---

### The Period Change of AK Herculis

**Bülent YAŞARSOY, Varol KESKİN**

**Ege Univ. Sci. Faculty. Dept. of Astronomy and Space Science**

---

---

### SUMMARY

The O-C values for the eclipsing binary AK Her obtained by various researchers between 1899-1994 suggest a sinusoidal variation. In this study, the period of the sinusoidal variation has been calculated. To do this, several iterations were made by making use of the least squares method and the period of this sinusoidal variation was found to be roughly 75 years. In the past, the system was reported to be composed of four components by several researchers. Fourier analysis has been done to the differences between the O-C values and the sinusoidal fit and it is seen that there was no evidence for the fourth component (Fig. 2). If the fourth component really exists, however, it's orbital period should be over 150 years. Further work on this system might reveal the existence of the fourth body.

### 1.GİRİŞ

W UMa türü dizge olan AK Herculis görsel çift olan ADS 10408'in daha parlak bileşenidir. AK Her'in görsel bileşeni kendisinden yaklaşık 4".7 uzaktadır. AK Her'in ışık değişimi ilk kez Metcalf tarafından bulunmuştur (Pickering, 1917). Çeşitli araştırmacıların gözlemleri, ışık eğrisinde asimetric bir biçimi ortaya koymuştur.

Maksimumlardan biri diğerinden daha parlak ve minimumlar arasındaki zaman, yarı dönemden farklı olmaktadır. Dizgenin ilk tayfsal gözlemlerini Sanford (1934) yapmıştır. Dizge daha sonra tayfsal ve fotoelektrik olarak çok sayıda araştırmacı tarafından gözlenmiştir. Bookmyer (1961), dizge üzerinde yaptığı iki renk ışıkölçüm sonucunda, ışık eğrilerinin çevrimden çevrime değiştiğini, birinci maksimumun daha parlak olduğunu göstermiştir.

AK Her'in dönemi, üçüncü cisim nedeniyle değişim göstermektedir. Dönem değişimi üzerine farklı araştırmacılar tarafından farklı zamanlarda incelemeler yapılmıştır. Dizgenin dönemi üzerine ilk çalışmayı, Schmidt ve Herczeg (1959) yapmış ve sistemin 1910-1957 yılları arasında elde edilmiş tüm gözlenen minimum zamanı değerlerini toplayarak elde ettikleri sinüsoidal O-C değişiminin dönemini 64 yıl olarak belirlemişlerdir. Daha sonra Binnendijk (1961), benzer bir çalışma yapmıştır. Daha sonra Woodward ve Wilson (1977) da bu sistem üzerine araştırma yapmışlar ve 58 yıl yöresinde bir dönem belirlemişlerdir. Bundan iki yıl sonra Barker ve Herczeg (1979), 78.03 yıllık bir dönem bulmuşlardır. Glownia (1985) tarafından yapılan çalışmada ise sinüs biçimli O-C değişiminin genliği  $0^{\text{e}}.0294$  ve dönemi 65.95 yıl olarak bulunmuştur.

Tunca ve ark. (1987) tarafından bir araya getirilen ve çeşitli araştırmacılar tarafından 1923-1986 yılları arasında elde edilmiş olan O-C değerleri, sinüsoidal değişimin minimumunda, yükselen kolunda ve maksimumunda yer almaktadır. Tunca ve ark. yörünge dönemini 75.72 yıl ve yarı genliği  $0^{\text{e}}.0189$  olarak bulmuşlardır. I. L. Andronov, V. G. Karetnikov, O. G. Lakinskaya (1989) ise AK Her'deki üçüncü cisim için yörünge dönemini 66.2 yıl olarak belirlemişlerdir.

Örten çiftlerdeki ek bileşenleri bulabilmek için ışık-zaman etkisinin gözlenebilen sonuçları kullanılabilir. Bunların varlığını test edebilmenin bir yolu böylesi çoklu sistemlerin dengelerini gözönüne almaktır. Üçlü cisimlerin dengede olduğu bulunmuştur. Fakat daha çok bileşen içeren sistemlerde bu durum geçerli değildir. Bu nedenle Barker ve Herczeg (1979) tarafından önerilen üç cisim modeli Abhyankar ve Panchatsaram (1982) tarafından önerilen dört cisim modeline göre daha mantıklı görülmektedir (Abhyankar, 1984).

## 2.MATERYAL VE METOD

O-C değişimi eğrisinin eksen dönmesi olarak yorumlanabilmesi için baş ve yan minimum ait (O-C) değişim eğrilerinin birbirine göre ters yönlü değişim göstermesi gerekmektedir. AK Her'de böylesi bir değişim yerine, her iki minimuma ait (O-C) değerleri aynı yönlü sinüsoidal değişim gösterdiğinden bunun ışık-zaman etkisinden, yani çift sistemin üçüncü bir cisimle ortak kütle merkezi etrafında dönmesiyle ortaya çıkan bir değişim olduğunu söyleyebiliriz.

Bu çalışmada AK Her'in dönem değişimi ile ilgili kaynak araştırmalarından toplam olarak 35 kaynaktan, 1899-1994 yılları arasında elde edilmiş 287 minimum zamanı toplanmıştır. Bunların 73 adedi görsel, 18 adedi fotogörsel, 14 adedi fotografik, ve 155 adedi fotoelektriktir. Ege Üniversitesinin 48 cm'lik Cassegrain türü teleskobu ile B ve V renklerinde 9 adet minimum zamanı elde edilmiş ve diğerlerine eklenmiştir. Bu minimum zamanları Tablo 1'de verilmektedir.



Tablo 1

AK Her'in Ege Üniversitesi Gözleminde elde edilen minimum zamanları

Tarih	Filtre	Minimum zamanı	Minimum
3 Ağustos 1994	B	24 49568.37000	II
	V	24 49568.37070	II
16 Ağustos 1994	V	24 49581.43717	II
18 Ağustos 1994	B	24 49583.32977	I
	V	24 49583.32757	I
20 Ağustos 1994	B	24 49585.43719	I
	V	24 49585.44066	I
22 Ağustos 1994	B	24 49587.34021	II
	V	24 49587.33951	II

### 3.BULGULAR VE TARTIŞMA

Tunca ve ark. (1987) tarafından hesaplanan  $T_0=24\ 22977.25905$  ve  $P=0^{\text{e}}.42152207$  değerleri kullanılarak, toplanan minimum zamanlarına ilişkin O-C değerleri hesaplanmıştır. O-C değişimlerinin E değerlerine karşılık grafiği Şekil 1'de verilmiştir. Grafikte sinüs benzeri bir değişim gözlenmiştir. Bu sinüs benzeri değişime en küçük kareler yöntemi ile yaklaşırma yapılmıştır. Kuramsal sinüs eğrisi için kullanılan

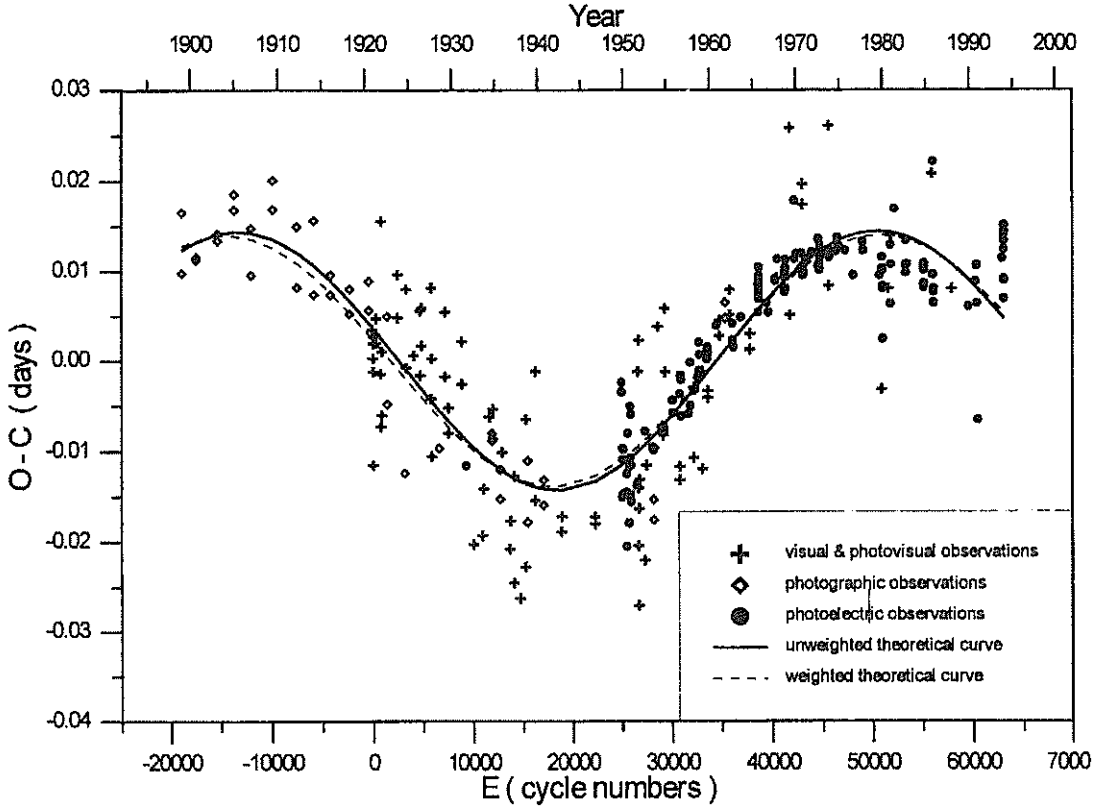
$$\text{Min I (JD Hel)} = T_0 + E * P + A_0 * \text{Sin} [2\pi (E-E_0) / P_0]$$

denkleminde başlangıç değerleri olarak Tunca ve ark. (1987) tarafından verilen, sinüs değişiminin yarı-genliği  $A_0 = 0^{\text{e}}.0189$ , sinüs değişiminin başlangıç değeri  $E_0 = 32541$  çevrim ve sinüs değişiminin dönemi  $P_0 = 65609$  çevrim, değerleri kullanılarak bu denkleme sinüs yaklaşımı uygulanmıştır. Denklemden  $T_0$  başlangıç minimum zamanı ve  $P$  çiftin gün cinsinden yörünge dönemidir. Hesaplamalar sırasında ardı ardına yaklaşımlar yapılmış, değişken parametrelerin düzeltme miktarları hatalarından daha küçük olduğunda yaklaşımlara son verilmiştir. İşlem sonucunda

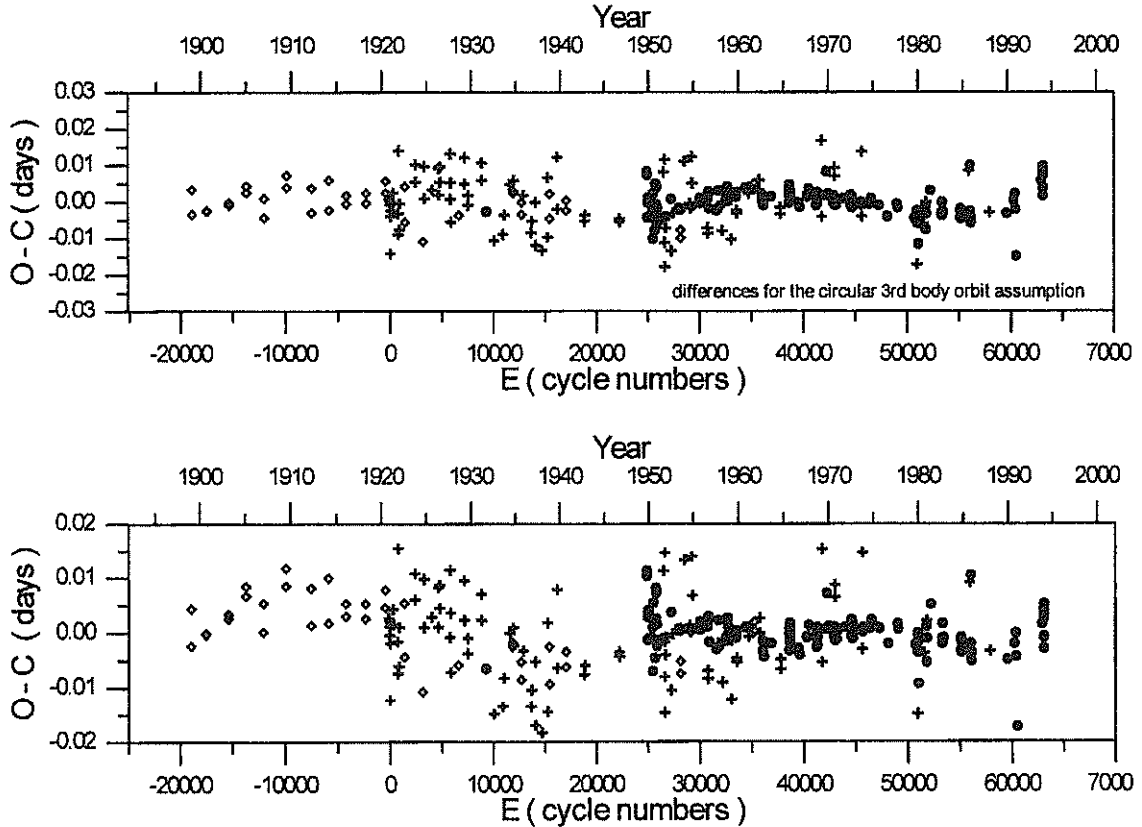
$$\begin{aligned} T_0 &= 24\ 22977.25419 & P_0 &= 64511.53519 \text{ çevrim } (74.4505 \pm 1.27 \text{ yıl}) \\ P &= 0^{\text{e}}.42152251 & E_0 &= 34317.24490 \text{ (Başlangıç çevrim sayısı)} \\ A_0 &= 0^{\text{e}}.01471 & \text{r.m.s} &= 0.008130 \end{aligned}$$

olarak bulunmuştur.

Yaklaşım işlemi sonucunda bulunan değerlerle elde edilen kuramsal sinüs eğrisi Şekil 1'de gözlemsel noktaların üzerine kesikli çizgi ile çizilmiştir. Gözlenen ve kuramsal değerler arasındaki farklar ise Şekil 2'de verilmiştir.



Şekil 1. Gözlem noktaları ile ağırlıklı (sürekli çizgi) ve ağırlıksız (kesikli çizgi) kuramsal sinüs eğrilerinin grafiği.



Şekil 2. Gözlem noktaları ile kuramsal eğri arasındaki farklar.

Tunca ve ark. (1987) tarafından bulunan değerler başlangıç alınarak ve gözlem noktalarının gözlem yöntemlerine göre; görsel ve fotogörseller için 1, grafikler için 2 ve fotoelektrik gözlemler için de 4 ağırlık verilerek yeni bir yaklaşım yapılmıştır. Bu yaklaşımın sonuçları ise

$$\begin{aligned} T_o &= 22977.25406 & P_o &= 65410 \text{ çevrim (75.4874 yıl)} \\ P &= 0^s.42152231 & E_o &= 34443 \text{ (Başlangıç çevrim sayısı)} \\ A_o &= 0^e.01392 & r.m.s &= 0.01572 \end{aligned}$$

olarak bulunmuştur. Ağırlıklı çözümün grafiği Şekil 1'de gözlem noktaları üzerine sürekli çizgi ile verilmiştir. Kuramsal eğriler ile gözlem noktaları arasındaki farklar Şekil 2'de verilmiştir.

Bu çalışmada gözlem noktaları ile kuramsal eğri arasındaki farklara Fourier analizi uygulanmış ancak varsa 4. bileşen ile ortak kütle merkezi etrafındaki olası yörüngenin dönemi hakkında bir bulgu bulunamamıştır. Eğer olası yörüngenin dönemi 150 yıldan daha kısa olsaydı fark grafiğinde (Şekil 2), dönemli bir değişim gözlenmesi gerekirdi. Bunun sonucu, gerçekten 4. bileşen varsa, yörünge döneminin 150 yıldan fazla olması beklenebilir. Bundan sonraki çalışmalar bize bu olası yörüngenin dönemi ve varsa 4. bileşen hakkında bilgiler verebilecektir.

#### 4.KAYNAKLAR:

- Abhyankar K. D. : 1984, *Binary & Multiple System*, 1  
Barker, A. L., Herczeg, T. J. : 1979, *PASP* 91, 247  
Battistini, P. Bonifazi, A., Guarnieri A. : 1974, *IBVS* 951  
*BBSAG* 48, 49, 50, 56, 57, 58, 80, 81, 90, 98, 99, 107  
Binnendijk, L. : 1961, *AJ* 66, 32  
Bookmyer, B. B. : 1974, *IBVS* 922  
Bookmyer, B. B., Kaitchuck, H. R. : 1979, *PASP* 91, 234  
Brancewicz, H., Kreiner, J. M. : 1976, *IBVS* 1119  
Domke, K., Pohl, E. : 1952, *Astr. Nach.* 281, 113  
Hanzl D. : 1991, *IBVS* 3615  
Karetnikov V. G. : 1979, *IBVS* 1673  
Kızılırmak, A., Pohl E. : 1971, *IBVS* 530  
Kızılırmak, A., Pohl E. : 1972, *IBVS* 647  
Kızılırmak, A., Pohl E. : 1974, *IBVS* 937  
Kızılırmak, A., Pohl E. : 1976, *IBVS* 1163  
Kızılırmak, A., Pohl E. : 1977, *IBVS* 1358  
Killian, D. J., Edwards, T. W. : 1972, *IBVS* 710  
Kurutaç, M., İbanoğlu, C. : 1969, *IBVS* 369  
Pohl, E., Akan, M. C., İbanoğlu, C., Sezer, C., Güdür, N. : 1987, *IBVS* 3078  
Pohl, E., Gülmen, Ö. : 1981, *IBVS* 1924  
Pohl, E., Hamzaoğlu, E., Güdür, N., İbanoğlu, C. : 1983, *IBVS* 2385  
Purgathofer, A., Prochazka, F. : 1965-1967, *Mitt. Univ. Sternw. Wien Bnd.* 13-14, 152  
Schmidt, H., Herczeg, T. : 1959, *Zeits. Ap, Bnd.* 47, 106  
Tunca, Z., Keskin, V., et all. : 1987, *Ap. Space Sci.* 136, 63  
Woodward, E. J. : 1942, *Harvard Circ.* 446, 11

## Türkiye'de Astronomiye Bibliometrik Bir Bakış

Ali Uzun

Orta Doğu Teknik Üniversitesi Fizik Bölümü

### Özet

Türkiye'de çalışmakta olan astronomların 1985- 1994 döneminde Science Citation Index'e (SCI) giren dergilerde yayınlamış oldukları toplam 187 makale incelendi. Türk astronomlarınca yurt dışında yapılmış olan yayınlar incelemeye alınmadı.

Yayınların %73 ünün Astronomi alanında tanınmış 34 dergiden yalnızca üç tanesinde ((Astrophysics and Space Science(ApSS), Astronomy and Astrophysics(A&A), ve Astrophysical Journal(ApJ)) de yayınlanmış olduğu gözlemlendi. Ege Üniversitesi ile ODTÜ'nün toplam yayın sayısı içerisindeki payının %40 olduğu hesaplandı.

Ortak yazarlı makale sayısında önemli bir artış olduğu ve "ortalama" bir makalenin 1985- 1994 döneminde giderek daha az atıf (citation) aldığı saptandı.

Anahtar kelimeler: yayın, kurumlar, ortak yazar, atıf

### A Bibliometric Perspective on Astronomy in Turkey

I studied 187 papers published in the journals on astronomy and astrophysics indexed in the Science Citation Index (SCI) for the decade period 1985- 1994. These have been the papers that included at least one author listing an address from an institution in Turkey. I found that a great majority of the papers, whether theoretical or observational, went to only very small number (three) of a total set of 34 journals in the area. The distribution of papers by institutions revealed that about three fourths of the papers came from two universities: the Aegean University, and the Middle East Technical University (METU). I also found that the fraction of multiple authored papers has increased appreciably and the number of citations an "average" paper received has decreased gradually during the period considered.

Key words: publication patterns, institutions, co- authorship, citation

## Giriş

Birçok dalda olduğu gibi Türkiye'de astronomi araştırmaları 1930 lu yıllarda yabancı bilim adamlarının öncülüğünde İstanbul Üniversitesi ve üniversite gözlemevinde başlamıştır. 1940 lı yıllarda Ankara Üniversitesi, 1950 lerde Ege Üniversitesi ve ODTÜ'nün açılmalarıyla astronomi eğitimi ve araştırmaları hızlı bir gelişme sürecine girmiştir.

Astronomi araştırmaları 1950 li yılların sonlarına değin büyük ölçüde yerli dergilerde yayınlanmış ve 1960 lı yılların sonlarından başlayarak özellikle İtalya, Fransa ve ABD'de basılmakta olan dergilerde artan sayıda Türk yazarlarına rastlanmaya başlanmıştır.

İkinci kuşak astronomların yetişmesiyle 1970 li yıllarda yurtdışı dergilerde yıllık ortalama yayın sayısı 10 civarında gerçekleşirken (Uzun, 1986), son yıllarda bu sayı 30 lara yükselmiştir.

Şu anda 100 den fazla doktoralı astronom beş büyük üniversitede (Ankara Üniv., ODTÜ, Boğaziçi Üniv., İstanbul Üniv.) aktif araştırma faaliyeti içerisinde.

## Materyal ve Metod

1985- 1994 te yayınlanan makaleleri derlemek için Journal Citation Reports (JCR) de yeralan 34 astronomi/astrofizik dergisi CD- ROM dan taranmış ve Nature, Science, vb genel konuları kapsayan dergiler dikkate alınmamıştır. Her yayının türü (teorik veya gözleme dayalı), yazar isimleri, adresleri, ve 1995'e değin almış olduğu atıf sayısı kaydedilmiştir.

## Bulgular

SCI da yeralan astronomi dergilerinde 1985- 1994 döneminde Türkiye adresli en az bir yazar içeren toplam 187 adet yayın bulunmuştur. Bunların 49 u (%26) ağırlıklı olarak teorik türde olup, 1960 ve 1970 li yıllarda astronominin ABD deki durumunu andırmaktadır (Abt, 1981).

Yayın istatistiğinin ayrıntıları Tablo 1 de verilmektedir. Tablonun incelenmesiyle, yayınların 170 tanesinin (%91) 34 dergiden 7 sinde yer aldığı, kalanların ise 8 farklı dergiye dağılmış olduğu anlaşılmaktadır.

Yayınların %47 sinin "düşük etkili" (low impact) bir dergi olan ApSS' ye gitmiş olması çarpıcıdır. Bu dergiye gönderilen hemen her çalışma ücretsiz (page charge alınmadan) basılmaktadır.

Yine aynı tablo' dan görüleceği gibi, daha prestijli bir dergi olan A&A ve Ek'i yayınların %25 ini, yüksek etkili Amerikan dergileri ApJ, ve Astronomical Journal (AJ) birlikte yayınların ancak %11 ini içermektedir. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society (MNRAS) ın payı %5 ve Earth, Moon and Planets'in payı ise %4 civarındadır. Burada ilginç bir gözlem, M.A. Alpar'ın MNRAS ve ApJ' de yeralan toplam 23 çalışmadan 9 tanesinde ya tek, ya da ilk isim olarak gözükmektedir.

Tablo 1  
Türk astronomi yayınlarının dergilere göre dağılımı

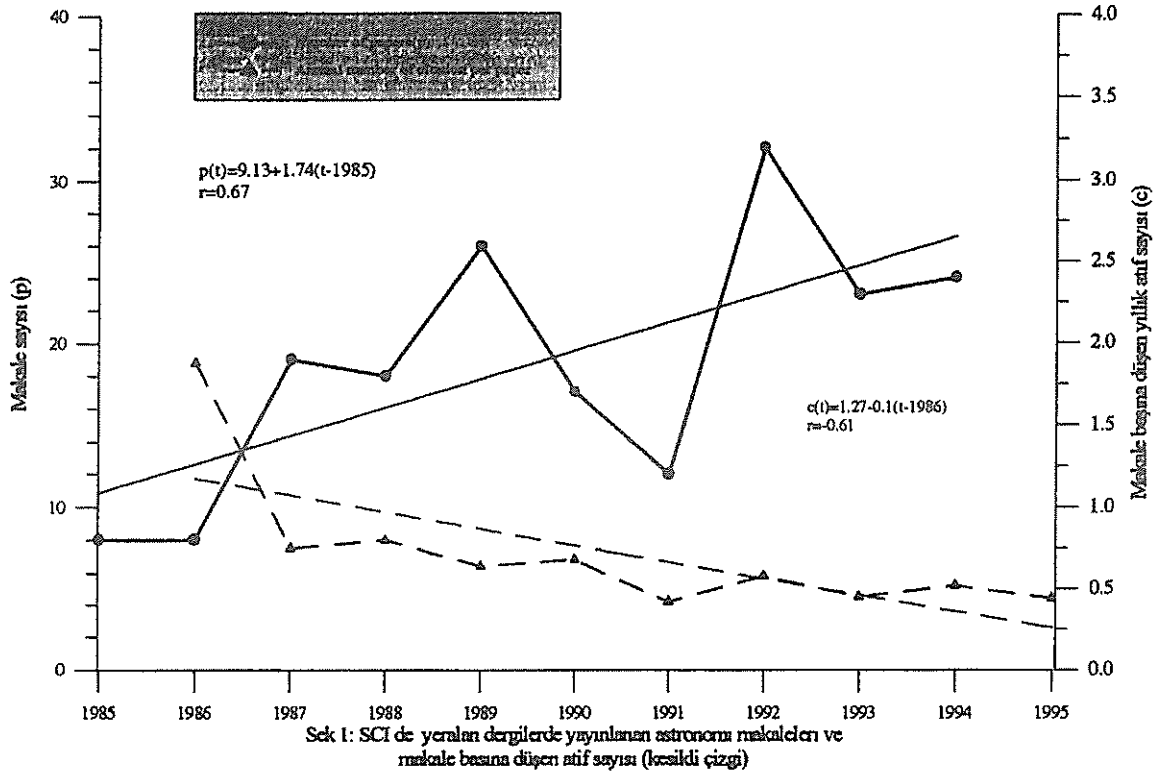
Sıra	Dergi	1985	1986	1987	1988	1989	1990	1991	1992	1993	1994	Toplam
1	ApSS	6	4	13	11	13	10	5	14	6	5	87
2	A&A	1	2	4	1	2	1	3	7	8	6	35
3	ApJ	1	1	0	3	1	2	1	1	2	2	14
4	A&A Ek.	0	0	0	0	0	2	1	3	2	3	11
5	MNRAS	0	1	0	1	1	0	1	1	2	2	9
6	Earth Moon Planets	0	0	0	0	4	1	0	1	1	0	7
7	AJ	0	0	0	0	1	0	1	3	1	1	7
	Diğerleri <sup>a</sup>	0	0	2	2	4	1	0	2	1	5	17
<b>Toplam</b>		<b>8</b>	<b>8</b>	<b>19</b>	<b>18</b>	<b>26</b>	<b>17</b>	<b>12</b>	<b>32</b>	<b>23</b>	<b>24</b>	<b>187</b>

Yayın sayısının 1985- 1994 arasındaki yıllık değişimi Şekil 1 de gösterilmektedir. Yayın sayısı 1985/1986 daki minimum 8 den 1992 deki maximum 32 ye yükselmiş ve 1985- 1994 aralığındaki zamana bağlı büyüme

$$P(t) = 9.13 + 1.74 (t - 1985), \quad 1985 < t < 1994$$

doğrusuna uydurulmuştur (uyum derecesi  $r = 0.67$ ). Aynı dönemde dünya astronomi yayınları toplam %54 lük bir büyümeyle 1985 deki 5850 den 1994 deki 9000'e ulaşmıştır.

<sup>a</sup> Diğerleri: Advances in Space Research, Annales Geophysicae-Atmospheres- Hydrospheres and Space Sciences, Annual Review of Earth and Planetary Sciences, IAU Symposia, Astrophysical Letters and Communication, Publications of the Astronomical Society of the Pacific, Revista Mexicana De Astronomia Y Astrofisica, and Solar Physics.



Yayın sayısının kurumlara göre dağılımı Tablo 2 de verilmektedir. Bu dağılım, n yazarlı bir makale için, her yazarın kendi kurumu hesabına 1/n' lik bir katkı getirmesi varsayımı ile elde edilmiştir (Abt, 1993). Tablo'da yer alan kurumlar içerisinde Ege Üniversitesi ile ODTÜ toplam yayın sayısının %40' ını üretirken, Boğaziçi Üniversitesi, Ankara Üniversitesi, ve İstanbul Üniversitesinin toplam üretimi %39 olmuştur. "Yurt içindeki diğer kurumlar" kategorisinde gözükten yayınların hemen hepsinin Gebze'deki Marmara Araştırma Merkezi (MAM) dan geliyor olması da ilginçtir.

Aynı tablo'ya ilişkin bir başka gözlem, kurumların sıkça makale gönderdikleri dergilerle ilgilidir. Ege Üniversitesinden çıkan yayınların %88 i ApSS, ve A&A da yer alırken, yüksek "etki faktör" lü ApJ ile birlikte bu iki dergi ODTÜ yayınlarının %92 sini içermektedir. İstanbul Üniversitesi yayınlarının %59 u yalnızca ApSS ye giderken, Ankara Üniversitesinin yayınlarının %62 si A&A(Ek'i dahil) ile AJ'ye gitmiştir.

Astronomların etkileşmesini ve dayanışmasını gösteren önemli bir parametre "ortak yazar" lık oranı ve makale başına düşen ortalama yazar sayısıdır. 1980 li yıllarda bu oran %80'e ulaşmış ve örneğin 1987 de makale başına ortalama 1.8 yazardan 1994 te 3.2 ye ulaşmıştır. Tek yazarlı makalelerin büyük bir bölümünün (%78) gözlem'e dayalı olduğu ve bunun ABD de 1970 sonlarındaki %59 oranından oldukça yüksek olduğu aşikardır (Abt, 1981). Bu bulgular Türkiye'de astronomların giderek artan bir oranda ortak çalışma ve dayanışma içerisine girmekte olduklarını kanıtlamaktadır.

Tablo 2  
Yayınların kurumlara göre dağılımı, 1985-1994

Sıra	Kurum	Makale sayısı (ve %)	En çok tercih edilen dergi	1992 IF	En çok tercih edilen dergilerdeki makale sayısı(%)
1	Ege Univ.	40 (21%)	ApSS A&A	0.325 1.821	88%
2	ODTÜ	36 (19%)	ApSS. A&A ApJ	0.325 1.821 2.931	92%
3	Boğaziçi Univ.	29 (16%)	ApSS Solar Physics ApJ	0.325 1.301 2.931	76%
4	Ankara Univ.	26 (14%)	A&A + Ek. AJ	1.821, 1.699 2.407	62%
5	Türkiye dışı kurumlar	26 (9%)	ApJ A&A	2.931 1.821	70%
6	Istanbul Univ.	17 (9%)	ApSS	0.325	59%
7	Yurtdışındaki diğer kurumlar	13 (7%)	ApJ A&A Earth Moon and Planets	2.931 1.821 0.806	69%
Toplam		187 (100%)			

Tablo 3 Türk astronomi yayınlarının aldığı atıf sayılarını göstermektedir. Tablo'nun ilk iki satırında verilen rakamlara bir göz atmakla, 1986- 1995 döneminde alınmış olan atıf sayılarının aynı dönemdeki makale sayılarının çok gerisinde kaldığı görülmektedir. Bu durum, alt satırda verilen "makale başına ortalama atıf sayısı"ndaki düşüşten (1986 da 1.88 den 1994 te 0.44'e) açıkça anlaşılmaktadır. Tablo'da yeralmayan bir başka gerçek, toplam yayın sayısının %31 inin hiç atıf alamamış olmasıdır. Oysa ApJ, AJ ve Publications of the Astronomical Society of the Pacific (PASP) ta aynı dönemde yayınlanmış 512 makaleden sadece %5 i hiç atıf almamıştır (Abt, 1991). Yine ilginç bir gözlem; toplam atıf sayısının yaklaşık %25 i (115 tanesi) M.A. Alpar'ın 12 çalışmasına gitmiştir.

Atıf sayılarına ilişkin gözlemlerimizin daha anlamlı olması için dergilerin "etki faktörlerinin"(IF) bilinmesi gerekir. "Etki faktörü", bir dergide yayınlanan "ortalama" bir makalenin yayınlandığı yıl ile bir sonraki yılda almış olduğu atıf sayılarının toplamı olarak tanımlanmaktadır.



Tablo 3  
Türk astronomi yayınlarının aldığı atıf sayıları

	1986	1987	1988	1989	1990	1991	1992	1993	1994	1995	Toplam
Atıf sayısı <sup>a</sup>	15	12	28	34	54	40	63	63	84	82 <sup>b</sup>	475
Yayımların kümülatif toplamı	8	16	35	53	79	96	108	140	163	187	187
Atıf sayısı/yıl	1.88	0.75	0.80	0.64	0.68	0.42	0.58	0.45	0.52	0.44	0.72

Çeşitli dergilerin "etki faktörleri" ile bu dergilerde basılan Türk astronomi yayınlarına ait "etki faktörleri"(CI) iki yıl (1987, 1992) için hesaplanarak Tablo 4 te verilmiştir. 1987 de ApSS için CI ile IF değerleri eşitken, 1992 de CI değeri IF nin iki katından fazladır. Bu, son yıllarda bazı iyi makalelerin "page charge" dan ötürü ApJ yerine ApSS'ye gitmiş olduğunu gösterir. Aynı karşılaştırmayı A&A için yaptığımızda, bu dergide yayınlanan "ortalama" bir Türk makalesinin, dergideki "ortalama" bir makalenin almış olduğu atıf sayısının(IF) ancak dörtte birini aldığını görüyoruz. ApJ için durum daha iyi;  $CI/IF = 1/2$ , yani bu dergide basılan Türk yayınlarının CI değerleri (okunurluk oranları) derginin genel ortalamasının (IF) yarısına eşittir. Tüm bu nicel analizlerimizde "küçük örneklem" etkisinden kaynaklanan bazı dalgalanmaların bulunduğunu hatırlatmak yerinde olacaktır.

Tablo 4  
"Ortalama" Türk yayınlarının "Atıf Etkileri"(CI) ve üç önemli derginin "Etki Faktörleri"(IF)

Dergi	CI	1987		1992	
		CI	IF	CI	IF
ApSS	0.412	0.450	0.834	0.325	
A & A	0.675	2.085	0.517	1.821	
ApJ	2.115	3.854	1.251	2.931	

#### Tartışma ve sonuç

Derlenen bibliometrik veriler, 1985 ten 1994'e Türk astronomlarının SCI da taranan dergilerde artan oranda yayın yapmış olduklarını göstermektedir. Toplam yayın "çıkıtısının" %79 u ApSS, A&A, ve ApJ de yoğunlaşmıştır. Ege Üniversitesi ve ODTÜ toplam yayınların %40 ını üretmekte, ve astronomlar arasında dayanışma anlayışı giderek yaygınlaşmaktadır. Yayınlar verilen atıf sayıları (yayın başına düşen atıf sayıları) ne yazık ki düşüş eğilimi göstermektedir. Yüksek bir araştırma performansına ulaşmak için Ulusal Gözlemevi'nin devreye girmesi ve benzeri altyapı olanaklarının artması gereklidir.

#### Kaynaklar

- Uzun, A. 1986, Czech. J. Phys., B(36), 185  
Abt, H.A. 1981, PASP, 208, 385  
Abt, H.A. 1993, PASP, 105, 794

## GALAKSİLER VE KOZMOLOJİ: GENİŞ - ÖLÇEKTE EVRENİN YAPISI

Füsun L. TEKTUNALI

İ.Ü.F.F. Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 34452 Beyazıt- İSTANBUL

**Özet:** Evrenin geniş-ölçekteki yapısı için galaksiler, temel yapı taşlarıdır. Galaksilerin ve dağılımlarının morfolojik, istatistik, kinematik ve dinamik bakımdan incelenmesi sonucu geniş ölçekteki manzara ortaya çıkar. Dolayısıyla bu manzarayı açıklamakla yükümlü kozmolojik teoriler galaksilerin nasıl oluştuklarını, karakteristik büyüklüklerini, hız dağılımlarını, lüminozitelerini, geniş morfolojik yelpazelerini, v.s. açıklamak zorundadır. Standart Büyük Patlama Modelleri çerçevesinde ilkel yoğunluk dalgalanmalarından itibaren galaksiler-ölçeğinde kütle yığılmaları elde edilebilmekle beraber gerek ilkel yoğunluk dalgalanmalarına kaynak göstermek, gerekse geniş-ölçekteki yapının gösterdiği yüksek mertebeden kümeleşmeleri açıklayabilmek mümkün değildir. Bu bildiride, kozmolojik modellerin açıklamaya çalıştığı geniş-ölçekteki yapının ayrıntıları üzerinde durulup; bu ayrıntının modeller üzerindeki yapıcı etkisi tartışılacaktır.

**Anahtar Kelimeler:** *Galaksiler; kozmoloji; geniş-ölçekteki yapı.*

## GALAXIES AND COSMOLOGY: LARGE-SCALE STRUCTURE OF THE UNIVERSE

**Summary:** Galaxies are the basic elements for the large-scale structure of the universe. Morphologic, statistic, kinematic and dynamic studies of galaxies and their distributions construct the picture of the large-scale. Therefore, cosmological theories must explain formation, characteristic sizes, velocity distributions, luminosities, and ect. of galaxies. In the frame of the Standard Big-Bang Models, it is possible to obtain some galactic-sized structures. However it's not possible to explain the origin of the primordial density fluctuations, and again it's not possible to explain the observed high-order clustering. Here, the details of the large-scale structure and their influences on the theory have been presented.

**Key Words:** *Galaxies; cosmology; large-scale structure.*

### 1. Giriş:

Literatürde evrenin geniş-ölçekteki yapısını açıklamaya yönelik birçok teori vardır. Geniş-ölçekteki yapının temel taşları olarak galaksileri kabul edersek, bu yapıyı açıklamaya çalışan teoriler "galaksi oluşumu" teorileridir. Literatürde çeşitli galaksi oluşumu teorileri olmakla birlikte, henüz herkesin hemfikir olduğu ve her türlü gözlem sonucu ile uyuşan tek bir galaksi oluşumu teorisi ortaya konmuş değildir.

Bir tarafta  $10^6 m_{\odot}$ ' ten  $10^{13} m_{\odot}$ ' e kadar çeşitli kütle değerlerinde olabilen; %0.01' den %30' a kadar oranlarda yıldızlararası gaz ihtiva edebilen; tek tek galaksilerden, galaksi çiftlerine, küçük galaksi gruplarından dev galaksi kümelerine kadar çeşitli topluluklar oluşturan ve morfolojik olarak pek çok farklılıklar gösteren galaksilerin ve dağılımlarının çeşitliliği (Vitores ve ark. 1996, Raychaudhury ve Saslaw 1996, Driver ve ark. 1996, Giuricin ve ark. 1995); diğer tarafta ise kozmik zemin ışınımının homojenlik ve izotropluğu, galaksilerin oluşumu ile ilgili tek ve tutarlı bir teori ortaya konabilmesini zorlaştıran başlıca husustur.

Galaksi oluşum teorilerini evren modellerinden bağımsız olarak düşünebilmek mümkün değildir. Hangi evren modelinde çalışılıyorsa, bu modelin öngördüğü kozmolojik

parametreler, galaksi oluşumunun evrimini bizzat etkileyen parametrelerdir. Bu konuşmada geniş-ölçekteki yapıyı incelemek amacıyla öncelikle gözlemlerden itibaren elde edilen manzara sunulup, arkasından da bu manzaranın oluşumunu açıklamak üzere teklif edilen teoriler özetlenecektir.

## 2. Yapıyı Ortaya Koyan Gözlemler:

Geniş-ölçekteki yapıyı şekillendiren temel unsur galaksiler olduğundan; öncelikle galaksilerle ilgili yapılan gözlemlerden itibaren elde edilen sonuçları özetlemek gerekir. Katalog galaksilerinin (RC3, AGC ve UGC katalogları) analizinden itibaren (Roberts, M.S., Haynes M.P., 1994) elde edilen özellikler şöyledir:

Renkler: E ve SO galaksileri spirallere nazaran daha kırmızıdır ve kırmızıdan maviye gidiş monotoriktir.

Lineer büyüklükler: En belirgin özellik, geç tiplerin küçüklüğüdür.

Lüminoziteler: Eliptikler spirallerden biraz daha parlaktır.

Uzak kırmızı ötesi (UKÖ) emisyon: Normal galaksilerin UKÖ flux ölçümleri, eliptiklerle spiraller arasında açık bir fark gösterir: Eliptiklerin hem UKÖ lüminoziteleri, hem de  $L_{UKÖ}/L_B$  oranları genelde düşüktür. Spirallerde ise UKÖ ışınımı ile radyo ışınımı arasında güçlü bir ilişki vardır. UKÖ ışınımı tespit edebilme oranı, UKÖ lüminozite ve UKÖ/ radyo lüminozite oranlarının tipe bağlılığı eliptikleri spirallerden ayırmada çok belirgindir. SO' lar ara değerlerdedirler.

Radyo emisyonu: Normal galaksilerin büyük çoğunluğu zayıf radyo kaynaklarıdır. Spirallerde belirgin olan radyo emisyonu ile UKÖ emisyon arasındaki ilişki eliptiklerde olmayıp, SO' larda ise çok zayıftır.

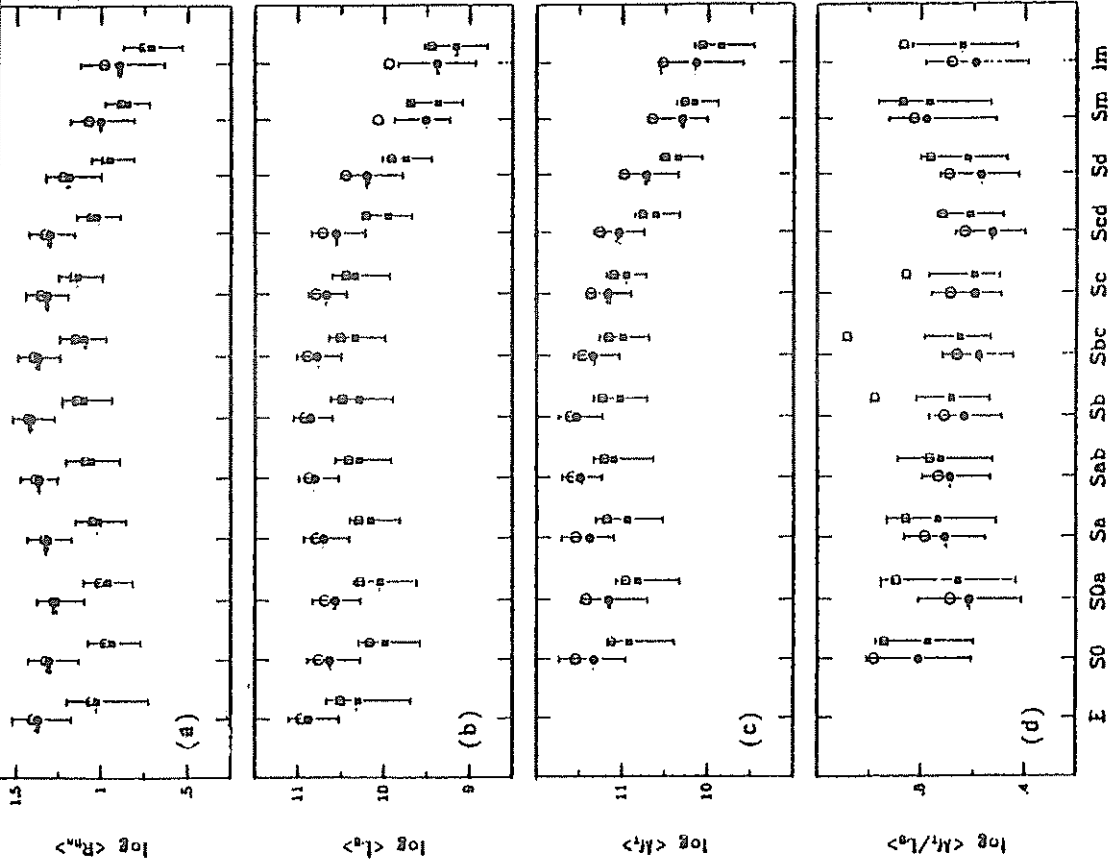
X-ışın emisyonu: Düşük lüminoziteli dE ve dSO' lar dışında bütün galaksilerden X-ışın emisyonu tespit edilmiştir. Optik ve X-ışın lüminoziteleri ilişkilidir ve bu ilişki tipe bağlıdır: Eliptik ve SO' larda X-ışın lüminozitesi optik lüminozitenin karesi ile orantılı; geç tip galaksilerde ise bu ilişki lineerdir.

Nötral hidrojen miktarı: Lüminoziteleri büyük galaksilerde toplam HI kütlesi/ lüminozite oranı düşüktür. Erken tip galaksilerde HI miktarı düşüktür. Küme galaksilerindeki HI miktarı, düşük yoğunluklu bölgelerde bulunanlara nazaran azdır.

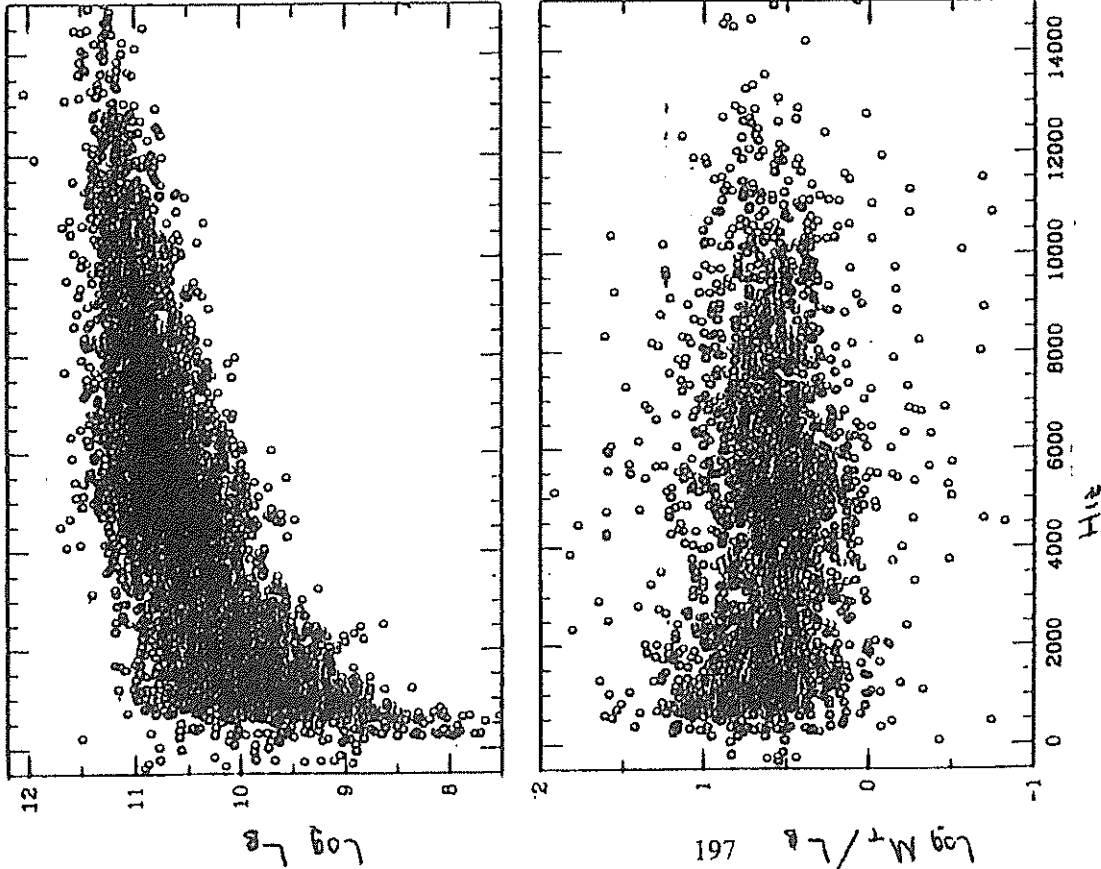
HII bölgeleri: İyonize hidrojen bölgeleri galaktik morfolojinin ayırd edici özelliklerinden biridir. Geç tip sistemlerde en parlak HII bölgeleri, erken tiptekilerden yaklaşık 50 kat daha parlaktır. En parlak HII bölgelerinin çapları, geç tip galaksilerde en büyüktür. HII bölgelerinin lüminozite fonksiyonlarının şekli, tipe bağlıdır.

Kimyasal bolluk: En düşük lüminoziteli ve en küçük kütleli galaksilerde (Irr ve dE' ler) O/H veya Fe/H bollukları en düşük; en büyük kütleli ve en parlak galaksilerde ağır element bollukları en yüksektir. Galaksilerin büyük çoğunluğu bolluk gradyenti göstermektedir; gradyent tipe bağlıdır.

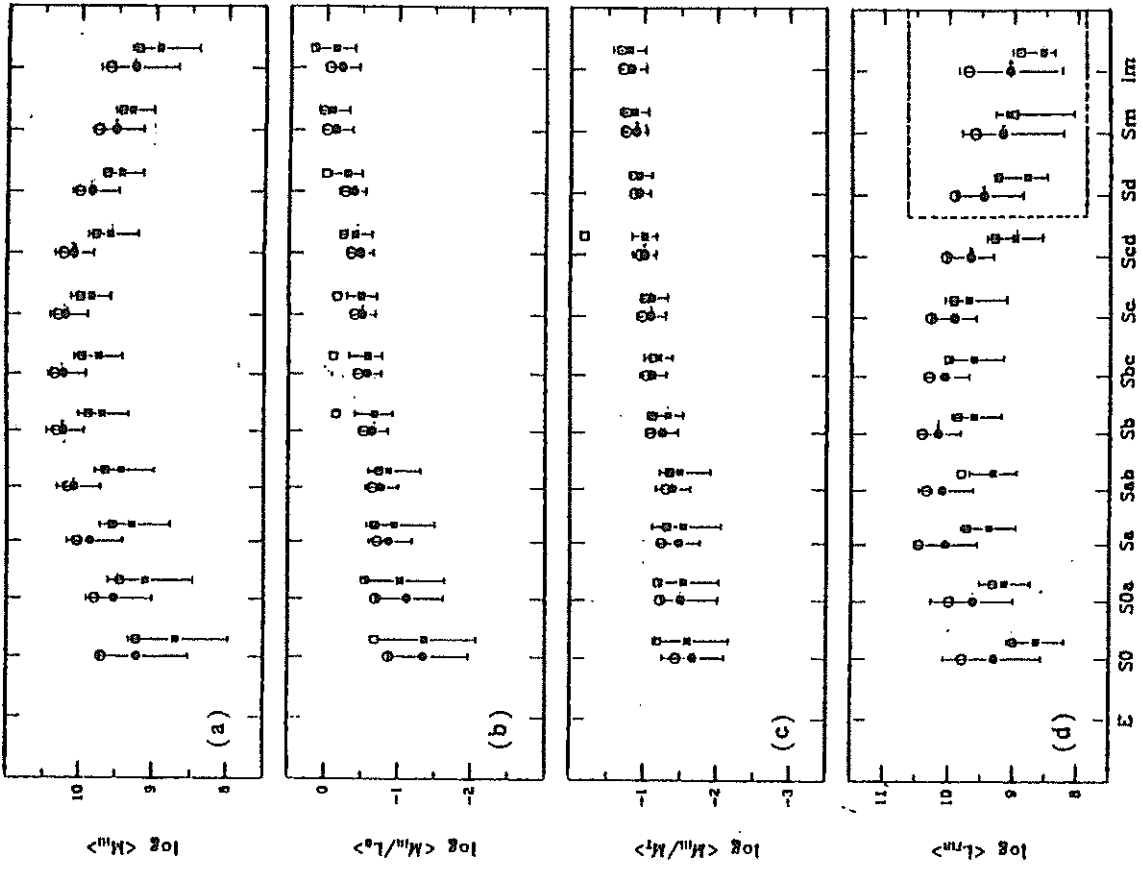
Çevrenin etkisi: Farklı morfolojiye sahip galaksilerin kümeleşme eğilimleri de farklıdır: Erken tip galaksiler daha fazla kümeleşme eğilimindedirler.



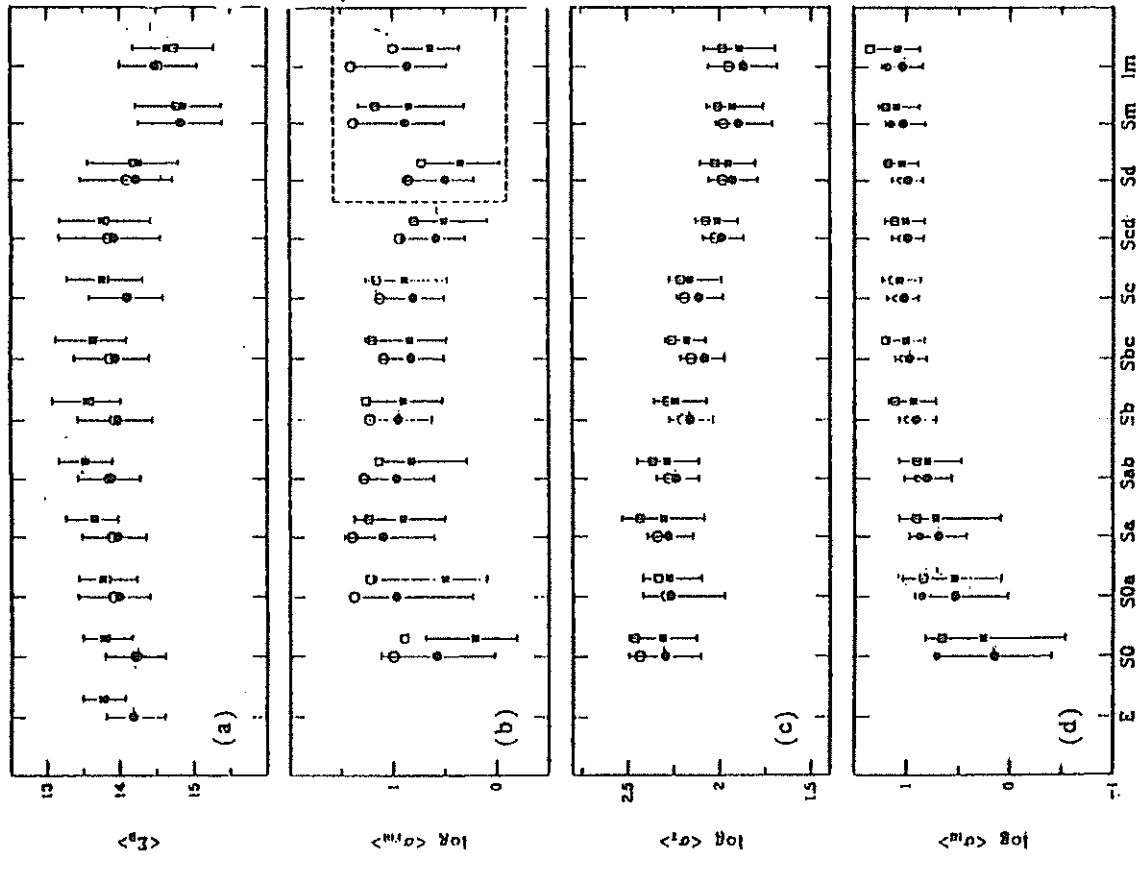
ŞEKİL 2. Yerel galaksi parametrelerine karşılık morfolojik tip. Daireler RC3-UGC katalogundan, kareler RC3-LSc katalogundan alınan örneklerdir. (a) 25 B boller medyanları, boş okular ortalama değerleri göstermektedir. (a) 25 B mag/arcsec<sup>2</sup> lik bir izofot için log lineer yarıçap  $R_{\text{eff}}$  (kpc), (b) güneş birimlerinde log mavi lüminozite  $L_B$ , (c) güneş birimlerinde log toplam kütle  $M_T$  (d) log toplam kütle 'nin lüminozite' ye oranı  $M_T / L_B$ .



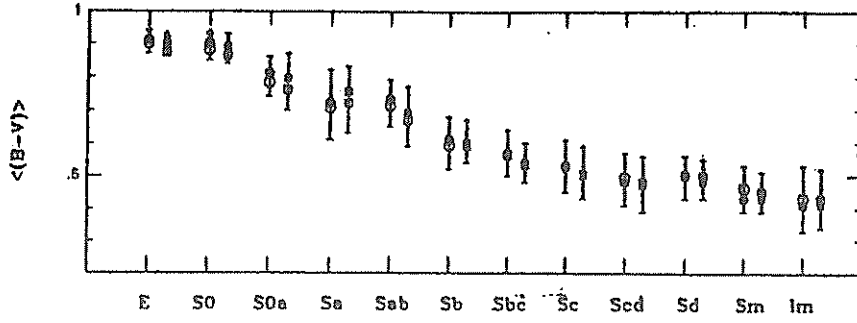
ŞEKİL 1. (Üst) Mavi renk lüminozitesine karşılık düzeltilmiş hızlar. Data RC3-UGC katalogundaki 7930 galaksiji temsil etmektedir. (Alt) RC3-UGC katalogundaki 2864 galaksi için toplam kütleinin lüminoziteye oranı.



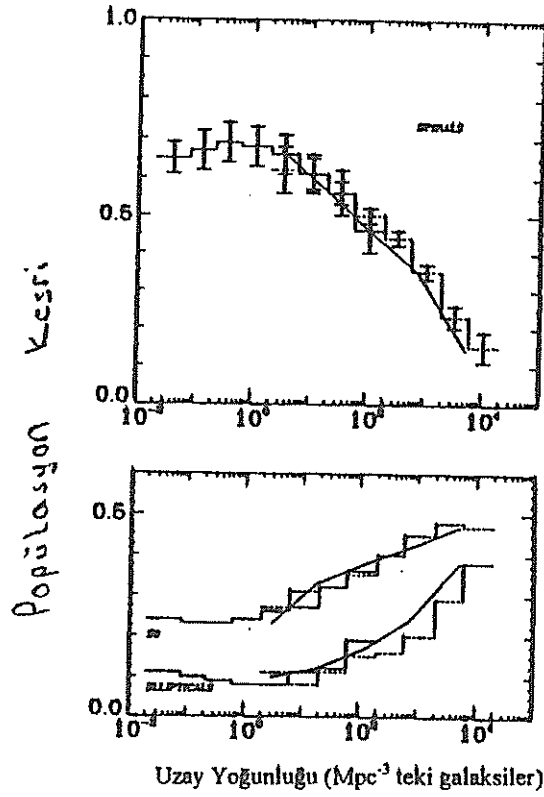
ŞEKİL 4. (a)  $\log$  toplam HI kütlesi  $M_{HI}$ , (b)  $\log$  HI kütlesi'nin mori lüminozite'ye oranı  $M_{HI}/L_{\odot}$ , (c)  $\log$  HI kütlesi  $M_{HI}/M_{\odot}$ , (d)  $\log$  UKÖ lüminozite'si  $L_{HI}$ , olmak üzere Şekil 2. ile aynı.



ŞEKİL 3. (a) Optik (mavi) yüzey parıltığı  $\Sigma_A$ , (b)  $\log$  UKÖ yüzey yoğunluğu  $\Sigma_A$ , (c)  $\log$  toplam kütle yüzey yoğunluğu  $\Sigma_A$ , (d)  $\log$  HI yüzey yoğunluğu  $\Sigma_{HI}$  olmak üzere Şekil 2. ile aynı. Noktalı çizgilerle kapalı kısım ile önerilen derecede az dalgası olan tipler işaretlenmiştir.



Şekil 5. (B-V) rengine karşılık morfolojik tip (Şekil 2.'dekilerle aynı semboller).



Şekil 6. CFA kırmızıya kayma araştırmaları için uzay yoğunluğunun bir fonksiyonu olarak popülasyon kesri. Koyu histogram bu araştırmadaki galaksi gruplarının morfoloji-yoğunluk bağıntısına katkısını göstermektedir; Kesikli histogram ise Dressler tarafından araştırılmış galaksi kümeleri için bağıntıyı göstermektedir. Koyu eğri, Dressler' in (1980b) orjinal bağıntısını göstermektedir. Postman ve Geller (1984)' ten alıntı.

Mevcut kataloglardaki galaksi parametrelerinin analizinden itibaren yukarıdaki özelliklere sahip oldukları anlaşılan galaksilerin dağılımı, yüksek derecede bir kümeleşme gösterir. Galaksilerin büyük çoğunluğu birkaç üyeli küçük topluluklardan, zengin galaksi kümelerine kadar çeşitli şekillerde kümeleşmişlerdir. Galaksi kümeleri de gerek morfolojik bakımdan, gerekse galaktik muhteva, iç yapı gösterip göstermeme, büyüklük, v.s. gibi bakımlardan pekçok çeşitlilik arz ederler.

Geniş-ölçekteki yapıyı şekillendiren bir başka unsur da, boşluklardır. Galaksi yoğunluğu son derece düşük olan bölgeleri tanımlamak üzere kullanılan “boşluk” terimi de, tıpkı “galaksi” ve “küme” terimleri gibi geniş-ölçekteki yapıyı belirleyen terimlerdenidir.

Galaksilerin kümeleşmeleri veya “boşluk” bölgeleri, kısaca galaksilerin geniş-ölçekteki dağılımları haritalandıkça, önemli bulgular ortaya çıkmaya başlamıştır:

\*Perseus-Pisces zincirinin tanımlanması (Giovanelli ve Haynes 1985, Giovanelli ve ark. 1986).

\*CfA kırmızıya kayma kataloğunun ilk diliminin tamalanmasıyla galaksilerin ince, sınırları net bir şekilde belli yüzeylerde bulduklarının ve geniş boşluklarla çevrelediklerinin ortaya konması (de Lapparent ve ark. 1986).

\*Galaksilerin geniş-ölçekteki dağılımının; zengin kümelerin, boşluklarla ayrılmış filamenter yapılarla birbirlerine bağlandığı hücrenel bir yapıda olduğu (Joéveer ve ark. 1978) (ki sonradan Bootes boşluğunun (Kirshner ve ark. 1981, 1987) ve Pisces-Perseus zincirinin keşfi bu ipucunu desteklemiştir).

\*Boşlukların büyük kırmızıya kayma değerlerinde de yaygın olduğunun tespiti (Koo ve ark. 1986).

\*Arecibo gözlemlerinin Pisces-Perseus zincirinin filamenter yapısını desteklemesi.

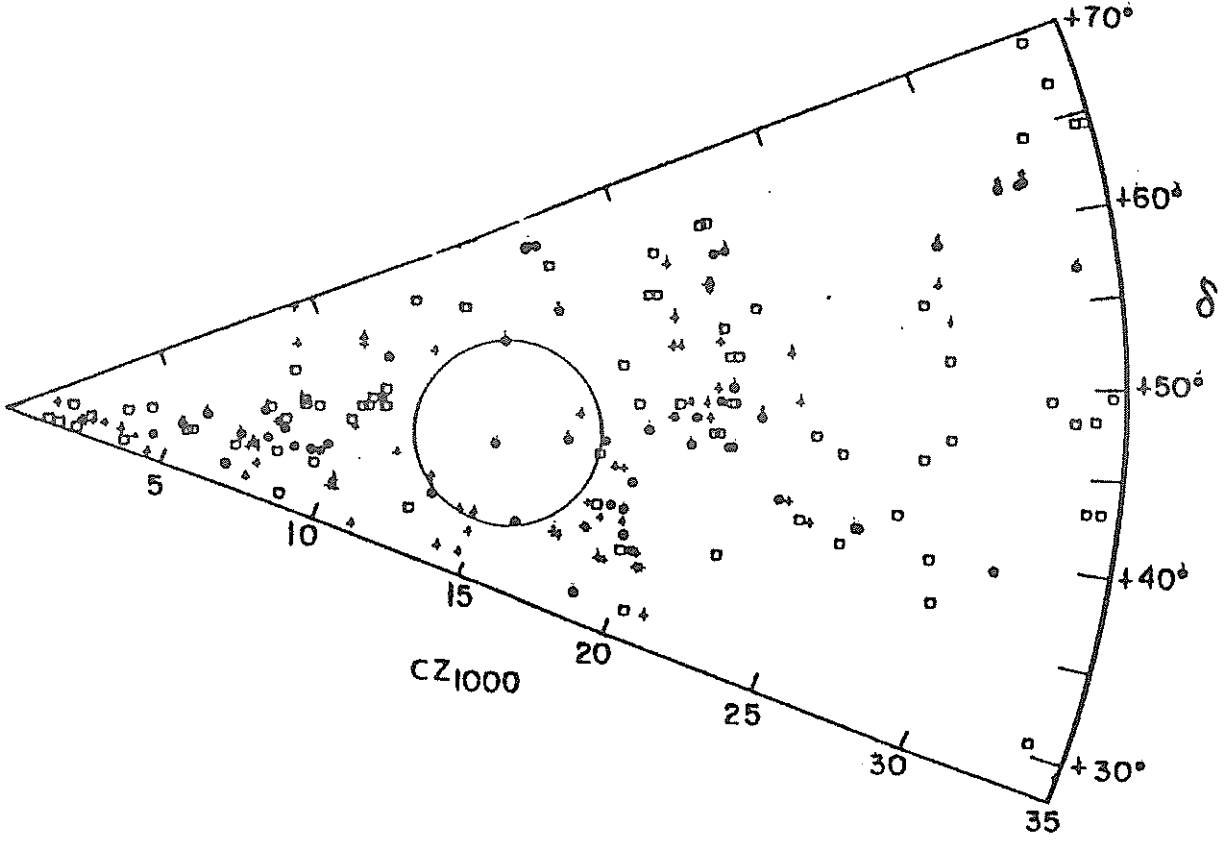
\*Genişletilmiş CfA kırmızıya kayma kataloglarından parlak galaksilerin ince tabakalar halinde dağılmış ve geniş boşluklarla çevrilmiş olduğunun tespiti; güney yarımküre için yapılan benzer bir çalışmanın bu sonucu desteklemesi (da Costa ve ark. 1988).

\*21 cm lik datanın da Pisces-Perseus bölgesinde tabaka benzeri bir yapının doğrulaması (Haynes ve ark. 1986).

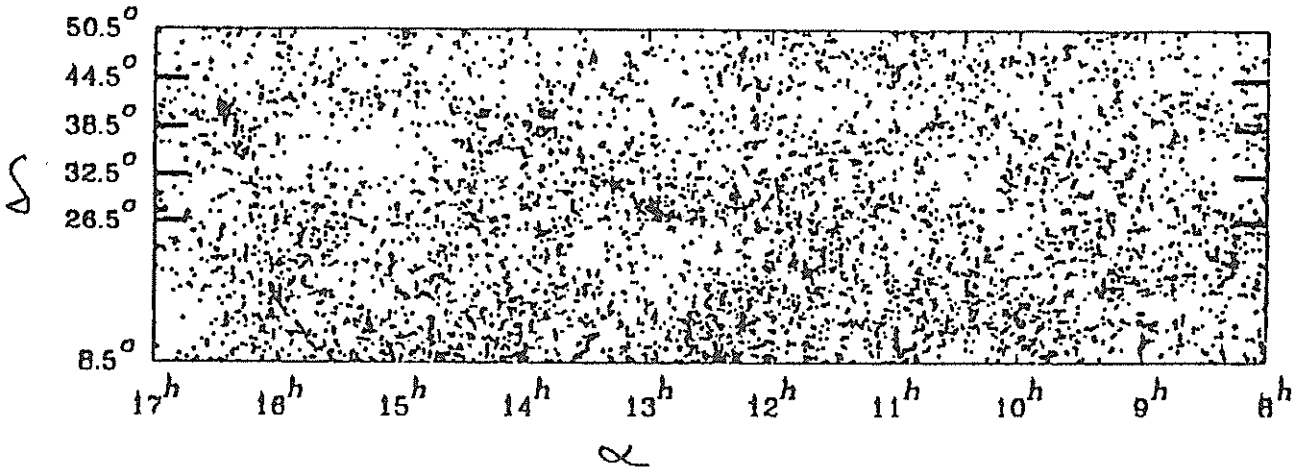
Yukarıda özetlenen bulgularla 1980' lerin sonuna gelindiğinde “büyük” yapıların varlığı netleşmiştir.

Aşağıdaki şekillerde, geniş-ölçekteki dağılımla ilgili ayrıntılar görülebilir (Geller, M.J. 1987).

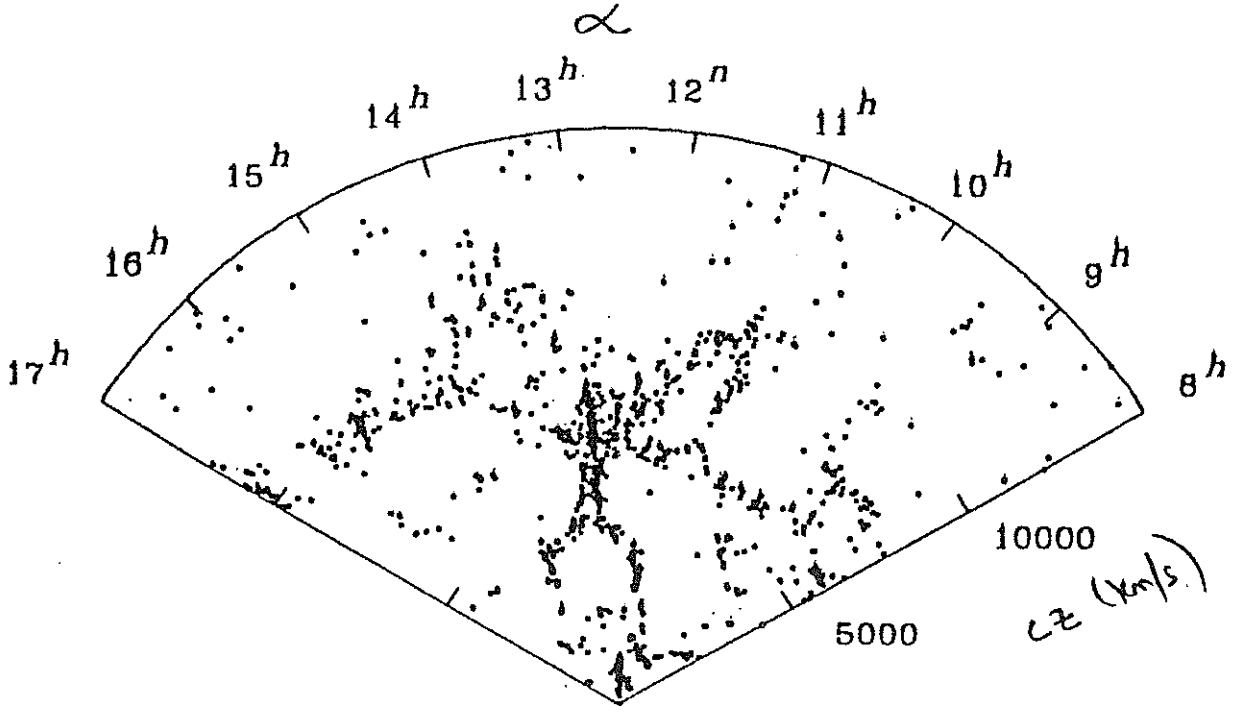




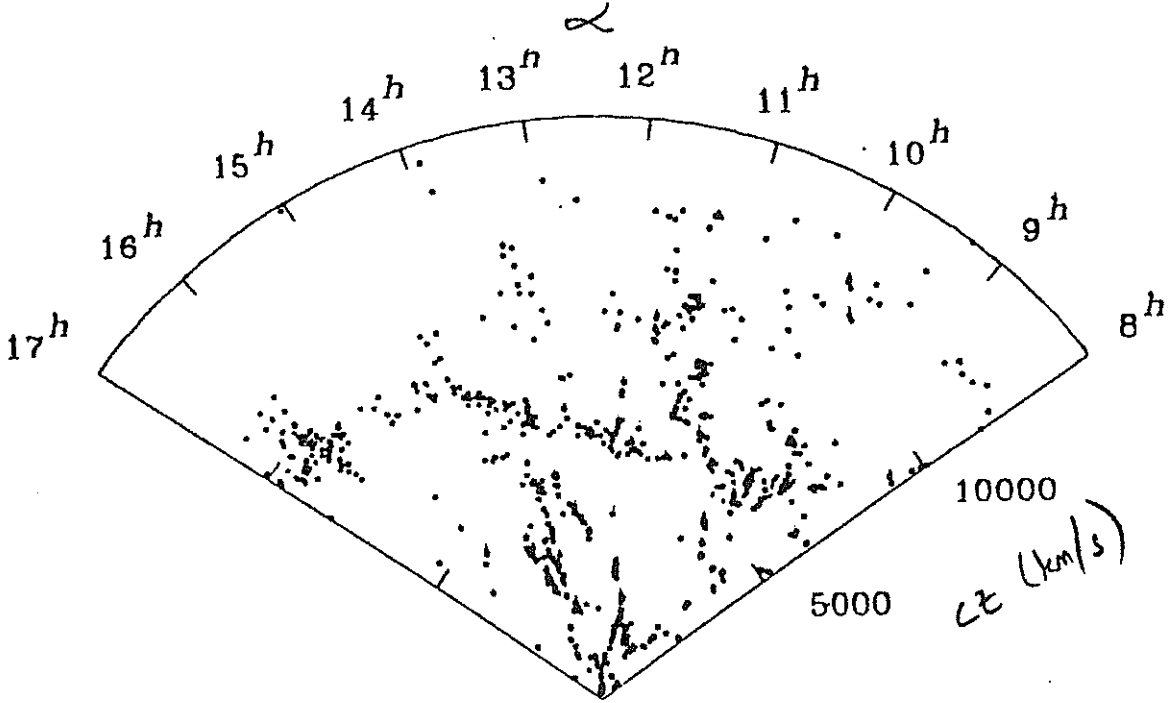
ŞEKİL 7. Boötes araştırmaları için hız-deklinasyon düzleminde koni diyagramı. Daire, Boötes boşluğunun yerini göstermektedir. Araştırmada 239 galaksi vardır. KOSS' dan alıntı (1987).



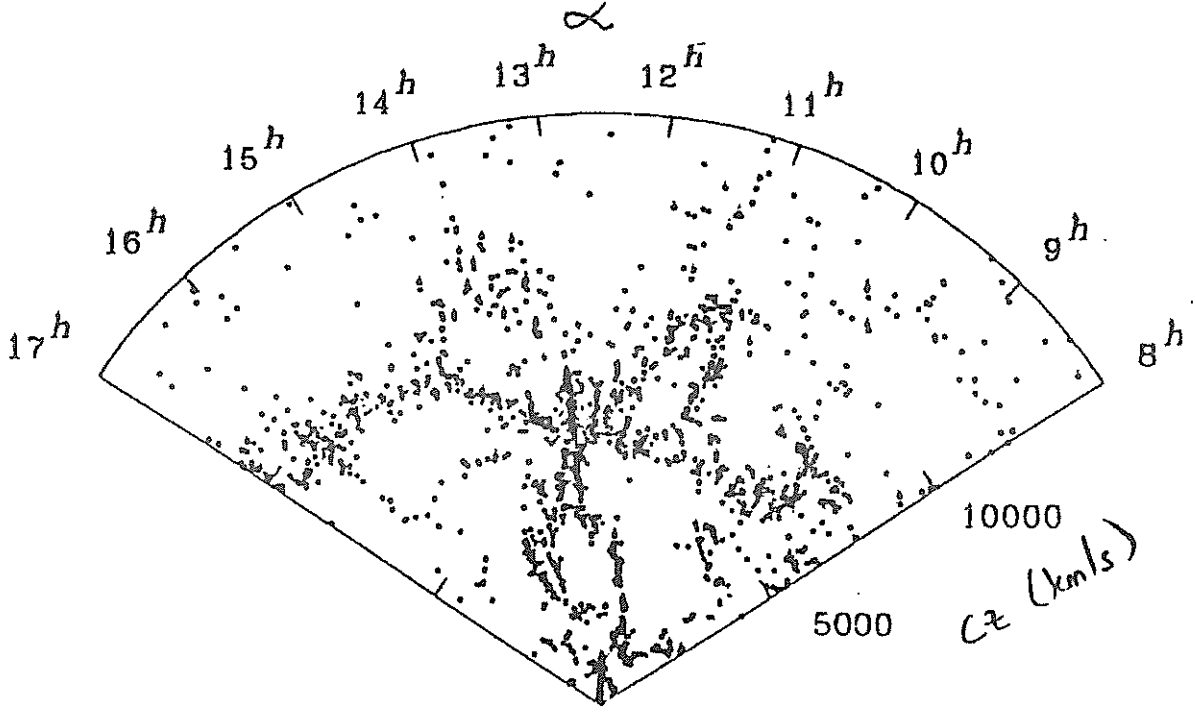
ŞEKİL 8. Zwicky-Nilson kataloğuna  $m_{B(r)} \leq 15.5$  olanların da eklenmesiyle elde edilen 7031 galaksinin konumları. Koyu çentikler dilimlerin sınırlarını göstermektedir.



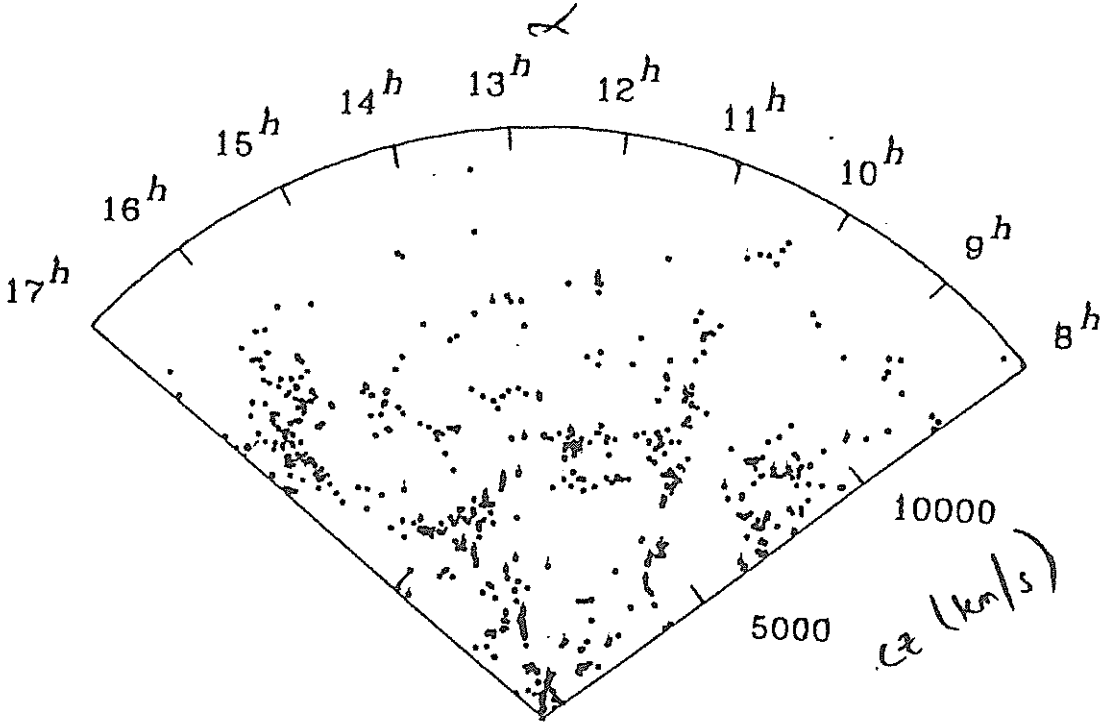
ŞEKİL 9.  $\delta = 29.5^\circ$  de merkezlenmiş araştırma dilimi için gözlenen hızla karşılık rektasansyon diyagramı. Dilim  $6^\circ$  deklinasyondadır. Sadece  $\leq 15.000 \text{ km s}^{-1}$  hızlı galaksiler gösterilmiştir.



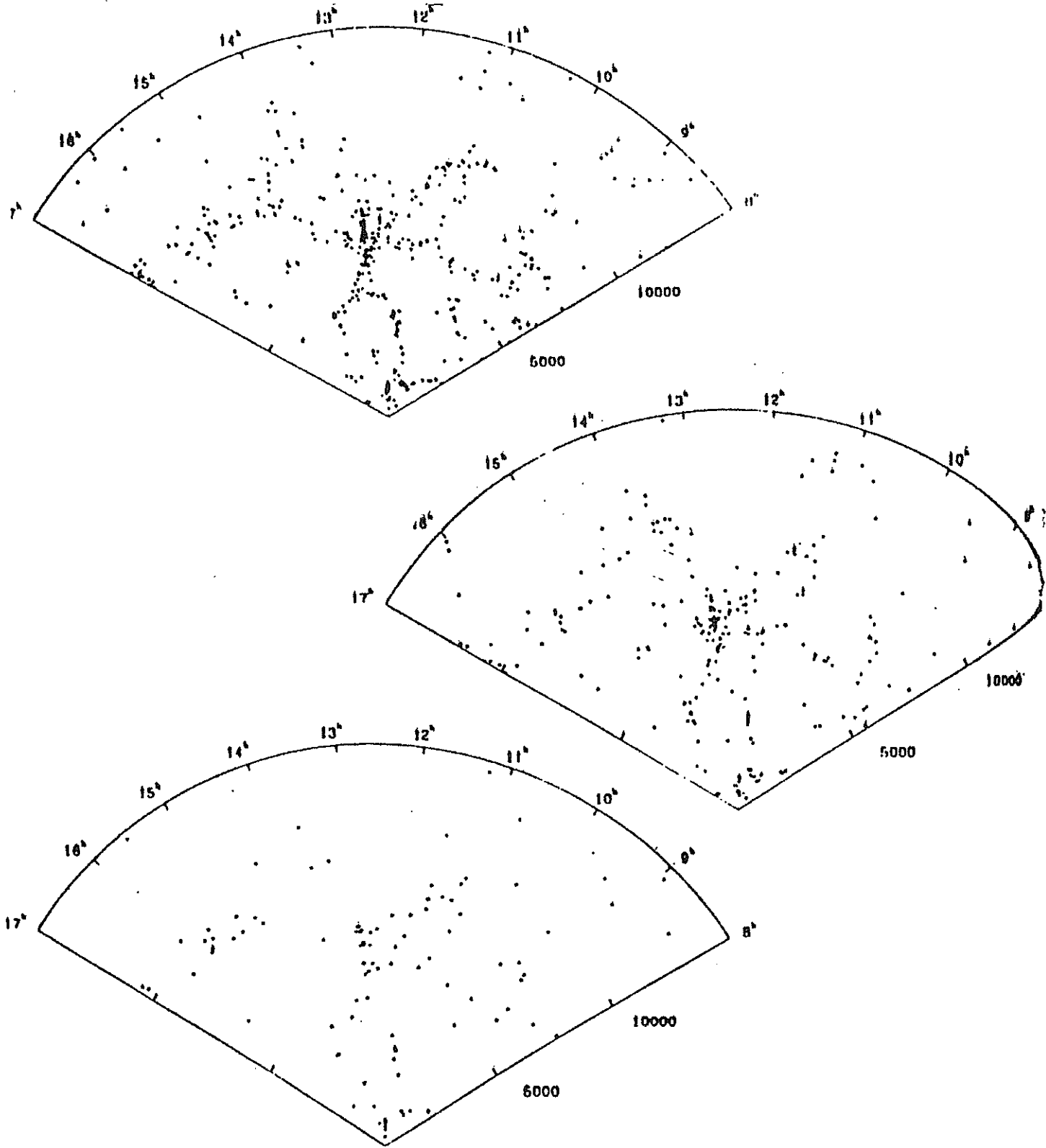
ŞEKİL 10.  $\delta = 35.5^\circ$  deki bir dilim için Şekil 9. ile aynı.



ŞEKİL 11. Şekil 9. ve 10. daki dilimlerin birlikte çizilmiş koni diyagramı. Bu dilim  $12^\circ$  genişlikte bir deklinasyon aralığındadır ve  $\delta = 32.5^\circ$  de merkezlenmiştir. Bu örnek 1769 galaksi içermektedir.



ŞEKİL 12.  $\delta = 41.5^\circ$  de merkezlenmiş  $6^\circ$  lik bir dilim için Şekil 9. ve 10. ile aynı.



**ŞEKİL 13.** Şekil 9. daki koni diyagramının, galaksilerin içinden rastgele seçilen bazılarının eksiltilmesiyle elde edilen görünümleri. Bu diyagramlar yapı tanımının örnek yoğunluğuna (yani etkin *sinyal / gürültü*) duyarlılığını ispatlamaktadır. a,b,c sırasıyla Şekil 9. daki galaksilerin %50, %25, %10' unu içermektedir. (M. Postman' dan alıntı).

### 3. Yapıyı açıklamaya çalışan teoriler:

Problem şudur: Gözlediğimiz evrende geniş-ölçekte maddenin dağılımını veya kümeleşmesini, çok erken evrendeki ilkel yoğunluk dalgalanmalarından itibaren ve bu ilkel yoğunluk dalgalanmalarına da bir kaynak göstermek suretiyle, ifade edebilmek.

Bir önceki bölümden de anlaşılacağı gibi evrende yaklaşık 1 Güneş kütleli yıldızlardan,  $10^6$  Güneş kütleli süperkümelere kadar, geniş bir dinamik yelpazede dağılmış nesnelere vardır. Bu nesnelere dağılımı küçük ölçeklerde üniformalıktan oldukça uzaktır; küçük-ölçeklerde evren oldukça inhomojendir. Diğer taraftan en büyük ölçeklerde inceleyebileceğimiz mikrodalga zemin son derecede izotropik olup, sıcaklığı bütün yönlerde oldukça üniformdur.

Mikrodalga zemindeki dalgalanmalar için limit  $\Delta T/T < 4 \times 10^{-5}$  ' dir. Yaklaşık  $z=1000$  değerindeki kırmızıya kayma zamanlarını ifade eden mikrodalga zemin ışınımındaki dalgalanmaların bu kadar küçük değerlerde olması, galaksi oluşumu teorilerine son derecede sıkı sınırlar koyar.

En önemli soru ise halen cevapsızdır: Yapının oluşumu küçük küçük kütlelerin giderek artan ölçeklerde kümeleşmesiyle mi (Peebles 1980), yoksa öncelikle en büyük yapıların oluşup, sonradan bunların daha küçük yapılara parçalanmasıyla mı (Zeldovich 1970, Sunyaev ve Zeldovich 1972) gerçekleşmiştir?

Galaksilerin oluşumuna kaynaklık eden yoğunluk dalgalanmalarını inceleyelim:

Dalgalanmaların tipi: İlkel dalgalanmaların tipi ile ilgili birkaç muhtemel hal olmakla birlikte üzerinde en çok çalışılan tip skaler adyabatik pertürbasyonlardır. Bir zamanlar popüler olan entropi dalgalanmaları, evrenin spesifik entropisi  $n_B/n_\gamma$  'daki pertürbasyonlardır. Adyabatik (veya metrik) dalgalanmalar ise, gravitasyonel metriktaki pertürbasyonlardır. Bunlar aralarında skaler, vektörel ve tansörel pertürbasyonlar olmak üzere sınıflandırılırlar (Lifshitz 1947).

Tansörel adyabatik dalgalanmalar ise gravitasyonel dalgalardır ve bunların bugünkü epokta enerji yoğunluğuna katkıları ihmal edilebilir. Vektörel adyabatik pertürbasyonlar da non-rölativistik bir evrende bozunan bir maddedir ve bir zamanlar var olmuş olsalar dahi bugün sönmüş olmalıdırlar.

Dalgalanmaların genliği:  $\Delta T/T$  'deki sınırlar: Dalgalanmalar adyabatik oldukları takdirde metriktaki pertürbasyonlar mikrodalga zemin sıcaklığında dalgalanmalar meydana getirir. Küçük açılal ölçeklerde bu limitler son derece küçüktür:

$$\Delta T/T < 2.9 \times 10^{-5} \text{ (Uson and Wilkinson 1984)}$$

Düz bir evrende dalgalanmaların standart büyümesi  $(1 + z)^{-1}$  ile olur. H-He plazması ancak  $z \sim 1000$  (rekombinasyon)' den sonra gravitasyonel kararsız olabilir. Bu noktada yoğunluk ve sıcaklık dalgalanmaları benzerdir:

$$3 \Delta T/T = \Delta \rho/\rho$$

Bu tip dalgalanmalar, bugün gözlediğimiz evrenin teşekkülüne imkan sağlayacak oranlarda büyüyemezler.

Dalgaların büyümesi evrenin yoğunluğuna da bağlıdır.  $\Omega < 1$  olduğu takdirde pertürbasyonun büyümesi  $z = \Omega^{-1}$  de durur ( $h = c = k = 1$  olacak şekilde düzenlenmiş birimler sistemi kullanılmak kaydıyla).

1946' da Lifshitz, pertürbasyonların evrimine dair bir rölativistik teori geliştirmiştir. Bu teorenin sonuçları kalitatif olarak, Newtonian gravite çerçevesinde de anlaşılabilir. Gravitasyon, yoğunluk dalgalarının büyümelerinin fiziksel nedenidir.  $\rho_0$  yoğunluklu madde ile dolu, homojen, sonsuz uzayda  $\delta\rho$  yoğunluk fazlalıklı bir bölge düşünelim. Bu bölge, etraftaki maddeyi çeker. Bu yoğunluk inhomojenliği; basınç kuvvetleri gravitasyonel kuvvetlerden küçük olduğu takdirde, büyür. Yoğunluk fazlalıklı bölge kafi miktarda büyük olduğu takdirde gravitasyonel kuvvetler, küçük olduğu takdirde ise basınç kuvvetleri hakim olur. Bu iki ihtimali ayıran ölçek şu şekilde bulunabilir:

Inhomojenliğin merkezine serbest düşme zamanı,

$$t_g \cong (G \rho_0)^{-1/2}$$

ve ses dalgalarının yayınlanmaları için karakteristik zaman,

$$t_s \cong L/c_s$$

dir. Yoğunluk dalgalarının  $t_g < t_s$  olduğu takdirde büyüyebilir.  $t_g > t_s$  olduğu takdirde ise dalgaların osilasyon ve ses dalgalarını oluştururlar. O halde sadece,

$$L > c_s (G \rho_0)^{-1/2}$$

ölçeklerindeki dalgaların büyüyebilir. Bu limit uzunluğa, Jeans uzunluğu ( $\lambda_j$ ) denir.  $\lambda_j$  nin tam değeri, yukarıda verileden bir çarpan kadar farklıdır:

$$\lambda_j = (\pi / G \rho)^{1/2} c_s.$$

Zeldovich (1984),  $\lambda$  dalgaboylu ve  $A_k$  genlikli dalgaların,

$$\delta\rho / \rho_0 = A_k e^{\gamma t + ikx}$$

ifadesine göre geliştiklerini göstermiştir. Burada,

$$k = 2\pi / \lambda \quad \text{ve} \quad \gamma = \pm (4\pi G \rho_0 - k^2 c_s^2)^{1/2}$$

dir. Küçük  $\delta\rho$  ve  $k'$  lar için ,

$$\delta\rho = \rho_0 e^{\gamma_0 t} \int A_k e^{ikx} d^3x = \rho_0 e^{\gamma_0 t} \Psi(x)$$

dir. Burada,

$$\gamma_0 = (4\pi G \rho_0)^{1/2}$$

dir.

Stasyoner zemindeki yoğunluk dalgalanmaları, üstel olarak büyür. Genişleyen evrende ise büyüme, daha yavaştır. Genişleyen evrende yoğunluk, zamanın azalan bir fonksiyonudur:

$$\rho_0(t) = (6\pi G t^2)^{-1} \quad (\Omega = \rho/\rho_c = 1 \text{ için})$$

bu durumda yoğunluk dalgalanmaları şu şekilde büyür:

$$\exp \left\{ \int [4\pi G \rho_0(t)]^{1/2} dt \right\} = \exp \left[ (2/3)^{1/2} \int dt/t \right] \equiv t^{1/3}$$

Buraya kadar sadece bir bileşenli madde dikkate alınmıştır. Plazma ortamındaki yoğunluk dalgalanmaları nasıl davranırlar?

İlkel plazma proton, elektron, elektromanyetik radyasyon, nötrino ve muhtemelen daha başka tanecikler ihtiva eder. O halde bu durumda yoğunluk dalgalanmaları bir  $\delta\rho$  büyüklüğü ile tasvir edilemez; plazmanın her bir bileşeni için bir  $\delta\rho_i$  dalgalanması hesaba katılmalıdır. Şimdi elektromanyetik radyasyon ve iyonize maddeden ibaret plazmadaki yoğunluk dalgalanmalarını, adyabatik ve izotermal olmak üzere, iki bağımsız modda inceleyelim:

Adyabatik yoğunluk dalgalanması halinde spesifik entropideki dalgalanmalar sıfırdır ve madde ve radyasyon enerji yoğunluklarındaki dalgalanmalar arasındaki ilişki şöyledir:

$$\delta\rho_m / \rho_m = (3/4) (\delta\rho_r / \rho_r)$$

Bu demektir ki, sayı yoğunluklarının oranında bir dalgalanma olmaz:

$$N_m / N_r = \text{sabit.}$$

İzotermal yoğunluk dalgalanmaları,

$$\delta\rho_r = 0$$

şartı ile tanımlanır. İzotermal dalgalanma halinde radyasyon homojendir, sıcaklık dalgalanması yoktur ve madde yoğunluğu bir noktadan diğer bir noktaya yavaşça değişir:

$$\delta\rho_m \neq 0$$

Adyabatik ve izotermal dalgalanmalar farklı şekilde evrimleştiklerinden yapının oluşumu seçilen dalgalanmanın türüne bağlı olarak, farklı olur.

##### 5. Adyabatik teoride yapının teşekkülü:

$T > 3000 \text{ }^\circ\text{K}$  sıcaklıklarda (rekombinasyon epoktan evvel) madde ve radyasyon şiddetle etkileşir ve dolayısıyla kuvvetle birbirine bağlıdırlar. Yoğunluk dalgalanmaları;

- rölativistik olmayan hallerde ölçek çarpanı ile,
- rölativistik hallerde ise ölçek çarpanının karesi ile

orantılı olarak büyürler.

Büyüklikleri ufuktan küçük bir hale gelen dalgalanmalar osilasyon yapmaya başlayarak, ses dalgalarını meydana getirirler (radyasyonun hakim olduğu plazmada Jeans

dalgaboyu, yaklaşık olarak ufuk büyüklüğündedir). Kısa dalgaboylu dalgalanmalar, foton difüzyonu tarafından söndürülürler. Bu dalgalanmanın söndürülmesi veya sönmülendirilmesini belirleyen minimum dalgaboyu şöyle hesaplanabilir:

Plazmadaki fotonlar için ortalama serbest yol,

$$l = (\sigma n_e)^{-1}$$

dir. Burada  $n_e$  elektron sayı yoğunluğu ve  $\sigma = 2\pi\alpha^2 / m_e^2$  foton-elektron saçılmasının arakesitidir.  $m_e$  elektronun kütlesi ve  $\alpha = 1/137$  de ince yapı sabitidir. Bir foton bir  $L$  mesafesine,  $t(L) = L^2 / l$  zamanında yayılır. Bu zaman evrenin yaşından küçük olmalıdır:  $t(L) < t$ . O halde  $t_r$  rekombinasyon anına kadar yaşaması için bir dalgalanmanın minimum dalgaboyu,

$$\lambda_{\min} \cong (l t_r)^{1/2}$$

olmak zorundadır. Bu dalgalanmadan itibaren oluşacak olan nesnelere minimum kütleleri ise şu mertebede olur:

$$M_{\min} = (4\pi/3) \rho_m \lambda_{\min}^3.$$

Burada  $\rho_m$ , rekombinasyon epoktaki madde yoğunluğudur. Standart teori çerçevesinde

$$M_{\min} \cong 10^{14} m_{\odot} \text{ bulunur.}$$

Rekombinasyondan sonra madde ile radyasyon önceden olduğu gibi etkileşmez ve dolayısıyla şartlar tamamen değişir. Madde içindeki ses hızı yaklaşık  $(T / m_H)^{1/2}$  ye düşer. Burada  $T$  sıcaklık,  $m_H$  da hidrojenin kütlesidir. Jeans kütlesi ( $\lambda_j$  ile sınırlanmış hacim içerisindeki kütle), şu mertebede olur:

$$m_j = (4\pi/3) \lambda_j^3 \rho \cong 10^6 m_{\odot}$$

Adyabatik pertürbasyonlar için sıcaklık dalgalanmaları, enerji yoğunluğu dalgalanmaları cinsinden cinsinden şu şekilde ifade edilir:

$$\delta T / T = (1/3) (\delta \rho / \rho)$$

Rekombinasyondan sonra enerji yoğunluğundaki dalgalanmalar,  $\Omega \cong 1$  için ölçek çarpanı ile büyür; buna karşılık sıcaklıktaki dalgalanmalar değişmeden kalır. Dolayısıyla bugünkü  $\delta T/T$  ölçülmek suretiyle, rekombinasyondaki yoğunluk dalgalanmalarının değeri bulunabilir. Günümüzde ölçülen sıcaklık dalgalanmaları için üst sınırlar  $\delta T/T$  için çok küçük değerler vermektedir ve bunlara karşılık gelen enerji yoğunluk dalgalanmaları rekombinasyondan günümüze kadar olan periyot içinde  $\delta \rho/\rho \cong 1$  değerine ulaşamazlar.

## 6. İzotermal teoride yapının teşekkülü:

İzotermal dalgalanmalar halinde sıcaklık ve radyasyon yoğunluğu homojendir. Sadece madde yoğunluğunda dalgalanmalar vardır. Bu çeşit pertürbasyonlarda ufuk büyüklüğüne kadar bütün dalgaboyları, radyasyonun hakim olduğu çağ boyunca sönmeyiz.



İlaveten, bu modelde dalgalanmaların büyümesi için özel bir mekanizma vardır: Baryon fazlalıklı bölgeler, baryon azlıklı bölgelere nazaran daha hızlı soğurlar, çünkü radyasyon, rölativistik olmayan tanecikler için geçirgendir. Radyasyon baryonları da beraberinde taşıyarak, daha düşük sıcaklıklı bölgelere yayılır. Dolayısıyla  $\rho_B$  baryon yoğunluğundaki dalgalanmalar büyür.

Rekombinasyondan sonra  $\lambda_j'$  den daha büyük dalgaboylu dalgalanmalar, gravitasyonel karasızlıktan dolayı, artmaya devam ederler. Daha küçük dalgaboylu dalgalanmalar ise osilasyon yaparak, foton difüzyonu ile süratle sönümlenirler. Yaklaşık  $\lambda_j$  ölçeğindeki dalgalanmalar,  $\delta\rho/\rho \equiv 1$  değerine ilk erişen dalgalanmalardır ve bunlar, yaklaşık  $10^6 m_\odot$  kütleli yapıları oluştururlar. Bu kütle değeri, tipik olarak bir küresel kümenin kütle değeridir. Daha büyük ölçekteki yapılar daha sonra oluşur.

### 7. Tartışma ve sonuç:

Evrende geniş-ölçekte bugün gödüğümüz yapı; yaklaşık  $200 h^{-1} \text{ Mpc}$  ( $h = H_0/100 \text{ kmsec}^{-1}\text{Mpc}^{-1}$ ) uzunluğunda ve  $10 h^{-1}\text{Mpc}$  kalınlığında, galaksilerin yoğun olarak bulunduğu dev filamentler, çapları  $120 h^{-1}\text{Mpc}$  e kadar olabilen boşluk bölgeleri,  $3h^{-1}\text{Mpc}$  den küçük yarıçaplı galaksi kümeleri ve yaklaşık  $100 h^{-1}\text{Mpc}$  çaplı, galaksi kümelerinin kümeleştikleri kümelerden ibarettir. Mikrodalga zemin ışınımının izotropisinden, erken zamanlarda evrenin son derecede izotropik ve homojen olduğu anlaşılır. Halbuki bugün evrende gödüğümüz yapının oluşabilmesi için bazı pertürbasyonların olması gerektiği açıktır. Standart Büyük Patlama Modelleri bu pertürbasyonların orijinini açıklamaz ve onları bir başlangıç şartı olarak kabul eder.

Diğer taraftan evrevedeki kütlelerin tamamının tespit edilebilir bir ışınım yayınlamadığı, “karanlık madde” formunda olduğu da bir gerçektir. O halde geniş ölçekteki yapı tasarlanırken, “karanlık madde” formundaki kütle de dikkate alınmalıdır.

Karanlık maddenin yoğunluk dalgalanmalarına etkisi nasıldır?

Karanlık madde, kendisini meydana getiren taneciklerin ayrıntılı özelliklerinden bağımsız olarak, üç tipe ayrılabilir: Soğuk, ılık ve sıcak.

İlkel plazmada termal denge halinde bulunan  $T < 100 \text{ MeV}$  ye kadar olan tanecikler, sıcak karanlık madde yi oluştururlar. Bu taneciklerin sayı yoğunluğu, kalıntı fotonların sayı yoğunluğuna yakındır. Kütleleri  $10 \text{ eV}$  un birkaç katı ile sınırlıdır. “Sıcak” kelimesi bu taneciklerin “*decoupling*” epokta rölativistik olmalarından dolayı kullanılır. Evrenin genişlemesiyle birlikte bu tanecikler de soğurlar ve belirli bir anda artık rölativistik olmaktan çıkarlar. Enerji yoğunlukları baryonların enerji yoğunluklarından yüksek olduğu takdirde bu tanecikler evrende hakim olmaya başlar. Sıcak karanlık maddenin yoğunluk dalgalanmalarına etkisi, galaksi kümeleri büyüklüğünden daha küçük büyüklükte olan dalgalanmaların bastırılması yönünde olur.

Soğuk karanlık madde halinde ise dalgalanmaların minimum büyüklükleri, galaksi büyüklüğünden daha küçüktür. Soğuk karanlık maddeyi oluşturan taneciklerin serbest hareketlerinden dolayı pertürbasyonda meydana gelecek sönümlenme, ihmal edilebilir. Kütleleri birkaç  $\text{GeV}$  dan büyük olan ağır bir nötral lepton, sözkonusu dalgalanmaları meydana getirebilir. Bu tanecikler “*decoupling*” epokta rölativistik değildir.

Ilık karanlık madde, sıcak karanlık madde ile soğuk karanlık madde arasındadır. Bu durumda yoğunluk dalgalanmalarının sönümlenmeleri, tam karakteristik galaktik ölçekte başlar. Ilık karanlık maddeyi oluşturması gereken taneciklerin kütleleri  $1 \text{ keV}$  civarında olmalıdır ve bu taneciklerin, nötrinolardan çok daha zayıf etkileşmeleri beklenir. Ilık karanlık madde modelinde galaksiler ve küçük kümeler önce, daha büyük ölçekteki yapılar ise sonra oluşur.

Sık sık vurguladığımız gibi geniş-ölçekteki yapıyla ilgili bilginin neredeyse tamamı, galaksilerin dağılımına dayanır. Diğer taraftan klasik bir kozmolojik test olan hız-uzaklık diyagramı da bizzat galaksilerin uzaklıklarının ve parlaklıklarının tespitine dayanır. Halbuki galaksiler yıldızlardan müteşekkildir ve yıldızlar da evrim göstermektedirler; dolayısıyla bu evrime bağlı olarak galaksilerin spektral enerji dağılımları da zamanın bir fonksiyonu olarak değişmelidir. İlaveten, muhtemel dinamik evrim etkileri (çarpışma gibi) de vardır. Artan kırmızıya kaymalarla artan bu türden evrimsel etkiler, doğrudan doğruya Hubble diyagramının şeklini etkiler.

Geniş-ölçekteki yapıyla ilgili bir başka önemli özellik, morfoloji-yoğunluk ilişkisidir. Düşük yoğunluklu bölgelerle yüksek yoğunluklu bölgelerdeki galaksi popülasyonları arasında belirgin farklar olduğu, çok uzun zamandan beri bilinmektedir (Hubble ve Humason 1931). Parlaklıkça sınırlı kataloglarda düşük yoğunluklu bölgelerde spiral galaksiler, zengin kümelerdeki en yoğun bölgelerde ise eliptikler ve SO' lar hakimdir.

Morfoloji ile lokal yoğunluk arasındaki kantitatif ilk ilişkiyi Dressler (1980) ifade etmiştir. Bunu takip eden çalışmalar Postman ve Geller (1984), Huchra ve ark. (1982), Schechter ve Dressler (1987), Solones ve ark (1989), Whitmore ve ark. (1993), Whitmore (1990), Giuricin ve ark.(1995), v.s. dir. Morfoloji ile yoğunluk arasındaki ilişki ayrıntılı bir şekilde ortaya konmakla beraber, bu ilişkinin fizik orijini halen net değildir. Fiziksel orijinin hem galaksi oluşumu esnasında veya hemen sonraki şartlara ve hem de çok daha yakın zamanlarda galaksinin çevresi ile etkileşmesine dayanması gerektiğinde hemfikir olunmakla birlikte, ayrıntılar hala problemdir. Başlangıç şartlarının morfolojinin tayininde oynadığı kritik rol inkar edilemez; fakat galaksilerin kapalı sistemler olarak düşünülmemeyeceği de açıktır. Galaksiler sürekli diğer galaksilerle ve/veya kendilerini kuşatan çevre ile etkileşme halindedirler. Bu etkileşmeler sonucu galaksilerin gazlarından arınması (Gunn ve Gott 1972), akresyon (Fabian ve Nielsen 1977, Fabian ve ark. 1981), galaksi çarpışmaları (Toomre 1977, White 1982, Miller 1983, Binney ve Tremaine 1987), galaktik kalibalizm (Tremaine 1981) hep birer vakıadır. Bu proseslerin etkinliği galaksilerin dağılımının, galaksiler arası gazın, karanlık maddenin birer fonksiyonudur.

Sonuç olarak; burada bazılarını ve ana hatlarıyla değindiğimiz evrenin geniş-ölçekteki yapısıyla ilgili bütün gözlemlerle uyuşan tek bir model yoktur.

#### KAYNAKÇA:

\*Binney, J. and Tremaine, S.D., 1987, Galactic Dynamics ( Princeton Univ. Press, Princeton).

\*da Costa, L.N., Pellegrini, P.S., Sargent, W.L.W., Tonry, J., Davis, M., Meiksin, A., and Latham, D.W., 1988, Ap.J.

\*de Lapparent, V., Geller, M.J., and Huchra, J.P., 1986, Ap.J.(Letters) 202, L1.

\*de Vaucouleurs G., de Vaucouleurs A., Corwin H.G., Buta R.J., Paturel G., Fouque P., 1991, Third Reference Catalogue of Bright Galaxies, New York: Springer - Verlag.

\*Dressler, A., 1980, Ap.J. 236, 351.

\*Driver, S.P., Windhorst, R.A., Philipps, S., and Bristov, P.D., 1996, Ap.J. 461, 525.

\*Fabian, A.C. and Nulsen, P.E.J., 1977, MNRAS 180, 479.

\*Fabian, A.C., Ku, W., Mahlen, D., Musthozky, R., Nulsen, P., Stewart, G., 1981, MNRAS 196, 35.

\*Geller, M.J., 1987, in Large-Scale Structure in the Universe, eds. A.C. Fabian, M. Geller, A. Szalay, Saas-Fee, 1987.

- \*Giovanelli R., Haynes M.P. 1990, In Galactic and Extragalactic Radio Astronomy, ed. G.L. Verschuur, K.I. Kellermann, p.522, Berlin: Springer - Verlag.
- \*Giovanelli, R. and Haynes M.P., 1985, A.J., 90, 2445.
- \*Giovanelli, R., Haynes, M.P., and Chincarini, G., 1986, Ap.J., 300, 77.
- \*Giuricin, G., Tektunalı, F.L., Monaco, P., Mardirossian, F., Mezzetti, M., 1995, Ap.J. 450, 41.
- \*Gunn, J.E. and Gott, J.R., 1972, Ap.J. 176, 1.
- \*Haynes, M.P., and Giovanelli, R., 1986, Ap.J. (Letters) 306, L55.
- \*Hubble. E. and Humason, M.L., 1931, Ap.J. 74, 43.
- \*Huchra, J.P., Davis, M., Latham, D.W. and Tonry, J., 1982, Ap.J. Suppl. 52, 89.
- \*Huchra, J.P., Geller, M.J. et al., 1992, The CfA Redshift Survey Extension.
- \*Joeveer, M., Einasto, J. and Tago, E., 1978, MNRAS 185, 357.
- \*Kirshner, R.P., Demler, A.Jr., Schechter, P.L., and Shectman, S.A., 1981, Ap.J. (Letters) 248, L57.
- \*Kirshner, R.P., Demler, A.Jr., Schechter, P.L., and Shectman, S.A., 1987, Ap.J. 314, 493.
- \*Koo, D, Kron, R., and Szalay, A., 1986, in 13th Texas Symposium on Relativistic Astrophysics, M. Ulmer, ed. (World Scientific: Singapore).
- \*Miller, G.E., 1983, Ap.J. 268, 495.
- \*Nilson P., 1973, Uppsala General Catalogue of Galaxies, Acta Univ. Ups. Ser. V:A, Vol:1, Uppsala
- \*Peebles, P.J.E., 1980, The Large-Scale Structure of the Universe, (Princeton University Press).
- \*Postman, M. and Geller, M.J., 1984, Ap.J. 291, 85.
- \*Raychaudhury, S., and Saslaw, W.C., 1996, Ap.J. 461, 514.
- \*Roberts, M.S., Haynes M.P., 1994, Annu. Rev. Astron. Astrophys. 32: 115-52.
- \*Schechter, P.L. and Dressler. A., 1982, A.J. 94, 563.
- \*Solanes, J. M., Salvador-Solé, E. and Sanroma, M., 1989, A.J. 98, 798.
- \*Sunyaev, R.A., Zeldovich, Ya.B., 1972, Astron. Astrophys. 20, 189.
- \*Toomre, A., 1977, in the Evolution of Galaxies and Stellar Populations, ed. B.M. Tinsley and R.B. Larson, (New Haven : Yale Univ. Press), p. 401.
- \*Tremaine, S.D., 1981, in The Structure and Evolution of Normal Galaxies, ed. S.M. Fall and D. Lynden-Bell, (Cambridge : Cambridge Univ. Press), p. 67.
- \*Vitores, A.G., Zamorano, J., Rego, M., Alonso, O., and Gallego, J., 1996, Astron. Astrophys. Suppl. Ser. 118, 7.
- \*White, S.D.M., 1982, in Morphology and Dynamics of Galaxies, ed. L. Martinet and M. Mayor, (Sauverny : Geneva Observatory), p. 289.
- \*Whitmore B.C., 1990, in Clusters of Galaxies, ed. W.R. Oegerl, M.S. Fitchett and L. Danly, (Cambridge : Cambridge University Press), 139.
- \*Zeldovich, Ya.B., 1970, Astron. Astrophys. 5, 84.
- \*Zeldovich, Ya. B., 1984, Sov. Sci. Rev. E. Astrophys. and Space Phys. 3,1.

## RGU FOTOMETRİSİNDE RENK - KADİR DİYAGRAMLARI VE EVRİMLEŞMİŞ YILDIZLAR

Salih KARAALİ, Selçuk BİLİR

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

**Özet :** Bu çalışmada M67, 47 Tuc, NGC 6752 ve M92 kümelerinin CCD - V, B-V verileri ile Buser ve Kurucz (1992)'ye ait sentetik U-B renk indeksleri kullanılarak  $\langle[M/H]\rangle = 0.00, -1$  ve  $-2.24$  ortalama metal bolluklarını temsil eden üç tane  $(M(G), (G-R)_0)$  renk kadir diyagramı elde edilmiş ayrıca,  $2 < M(G) \leq 4$  mutlak kadir aralığındaki evrimleşmiş yıldızların ve geç tipten devlerin ayırımının yapılması ile ilgili bir yöntem verilmiştir.

**Anahtar Kelimeler:** *RGU fotometrisi, renk - kadir diyagramları, evrimleşmiş yıldızlar*

### COLOUR - MAGNITUDE DIAGRAMS FOR RGU PHOTOMETRY AND EVOLVED STARS

**Summary:** In this work, three  $(M(G), (G-R)_0)$  colour - magnitude diagrams with mean metallicities  $\langle[M/H]\rangle = 0.00, -1$  and  $-2.24$  by means of CCD - V, B-V data of the clusters M67, 47 Tuc, NGC 6752, and M92 and synthetic (U-B) colour indices of Buser and Kurucz (1992) have been obtained. Also, a method for the separation of the evolved stars with absolute magnitudes  $2 < M(G) \leq 4$  and the late - type giants is given.

**Key Words:** *RGU photometry, colour - magnitude diagrams, evolved stars*

#### 1.Giriş

Gerek deneysel olarak kurulan Steinlin (1968) sisteminde ve gerekse sentetik verilere dayanan Buser - Fenkart (1990) sisteminde evrimleşmiş yıldızların ayırımı ve bunların mutlak kadirlerinin tayin ile ilgili bir yöntem verilmemiş ve alan yıldızlarının incelenmesinde bu yıldızların etkin olabileceği düşünülmemiştir. Halbuki bu iki sistemle yapılan çalışmalarda elde edilen ışım gücü fonksiyonlarının  $M(G) > 6$  mutlak kadir aralığındaki parçası Gliese (1969)'in aynı aralıktaki ışım gücü fonksiyonunun üstünde iken  $M(G) < 5$  aralığı için durum terstir (Şek.1) (Del Rio ve Fenkart, 1987; Fenkart ve Karaali, 1987; Fenkart 1989a,b,c,d; Karataş, 1990).

Bu durum, iki renk diyagramında, mutlak kadirleri  $M(G) > 6$  olarak tayin edilen yıldızlardan bir kısmının evrimleşmiş yıldız olduklarını ve mutlak kadirlerinin daha parlak ( $M(G) < 4^m$ ) olduğunu gösteriyor. Şek.2 de, belirli bir renk indeksindeki bir yıldız anakol (A) veya evrimleşmiş (B) konumları ve bunlara karşılık gelen  $M(G)$  mutlak kadirleri verilmiştir. Bu yıldızların ayırımının yapılabilmesi halinde,  $M(G) > 6^m$  aralığındaki uzay yoğunlukları azalacağı gibi parlak mutlak kadir aralığındaki uzay yoğunlukları da artacaktır. Böylece, Gliese (1969)'in ışım gücü fonksiyonu ile uyum içinde olan bir ışım gücü fonksiyonu elde edilmiş olacaktır. Bu çalışmadaki amaç, anakol yıldızları için olduğu gibi, evrimleşmiş yıldızların da mutlak kadirlerinin tayininde kullanılacak  $(M(G), (G-R)_0)$  renk kadir diyagramlarını elde etmek ve evrimleşmiş yıldızların ayrılışı ile ilgili yöntemi vermektedir.

## 2. Materyal ve Metot

Mutlak kadir tayini yıldızların popülasyon tipinden tamamen bağımsız fakat metal bolluğunun bir fonksiyonu olarak amaçlanmıştır. Bu sebepten, Buser - Fenkart (1990) tarafından metal bolluğuna göre kalibre edilen  $((U-G)_0, (G-R)_0)$  iki renk diyagramı aşağıda verilen üç metal bolluğu grubuna ayrılmış, birinci ve sonuncu grup için sırası ile M67 ve M92 kümelerinin  $(M(G), (G-R)_0)$  renk kadir diyagramları kullanılmış, ikinci grubun ortalama metal bolluğuna  $([M/H] = -1)$  karşılık gelen bir küme bulunmadığından, 47 Tuc ve NGC 6752 kümelerinin renk kadir diyagramları birleştirilerek uygun bir renk kadir diyagramı oluşturulmuştur. Kümelere ait bilgiler Cetvel 1 de verilmiştir:

Grup	Metal Bolluğu
1	$-0.5 < [M/H] \leq +0.5$
2	$-1.5 < [M/H] \leq -0.5$
3	$[M/H] \leq -1.5$

Söz konusu dört kümeye ait veriler sadece CCD -  $(V, (B-V)_0)$  den ibaret olduğundan, bunların RGU sistemine dönüşümü için gerekli olan  $(U-B)_0$  renk indeksleri Buser ve Kurucz (1992)'nin sentetik verilerinden sağlanmıştır.

**Cetvel 1.** Renk kadir diyagramlarının oluşturulmasında kullanılan kümelere ait bilgiler.

Küme	$E(B-V)$	$(V-M)$	$[M/H]$	Kaynak
M67	0.05	9.60	-0.05	(1)
47 Tuc	0.04	13.40	-0.65	(2)
NGC 6752	0.04	13.29	-1.54	(3), (4)
M 92	0.02	14.60	-2.24	(4)

(1) Montgomery ve ark. (1993)

(2) Hesser ve ark. (1987)

(3) Penny ve Dickens (1986)

(4) Stetson ve Harris (1988)

## 3. Bulgular

Yukarıda anlatılan  $(U-B)_0$  ve  $(B-V)_0$  renk indeksleri, aşağıda verilen ve  $a_i, b_i$  ve  $c_i$  ( $i=1,2$ ) katsayıları Güngör (1995) tarafından tayin edilen dönüşüm formüllerinde yerine konularak küme yıldızlarının  $M(G)$  mutlak kadirleri ve  $(G-R)_0$  renk indeksleri elde edilmiştir:

$$(G-V)_0 = a_1 (U-B)_0 + b_1 (B-V)_0 + c_1$$

$$(G-R)_0 = a_2 (U-B)_0 + b_2 (B-V)_0 + c_2$$

Kümelere ait  $(M(G), (G-R)_0)$  renk kadir diyagramları Şek.3 te verilmiştir.

$2 < M(G) \leq 4$  mutlak kadir aralığındaki evrimleşmiş yıldızlar, parlak yıldızlar olduğundan bunların parlak görünen kadir aralığında bulunması gerekir (geç tipten devler gibi). Ayrıca, örnek olarak Şek.4 te verilen  $6 < M(G) \leq 7$  mutlak kadir aralığındaki yoğunluk histogramının model eğrileri ile uyumsuzluğunun, küçük uzaklıklardaki (parlak G kadirlerindeki) uzay yoğunluğunun çok oluşundan kaynaklandığı görülüyor. Bu sebeplerden dolayı,  $M(G) > 6^m$  mutlak kadir aralıklarına karşılık gelen renk indeksindeki yıldızlardan en parlak görünen kadir aralığında olanların tamamının evrimleşmiş olduğu kabul edilmiştir. Sönük görünen kadirlerle gidildikçe evrimleşmiş

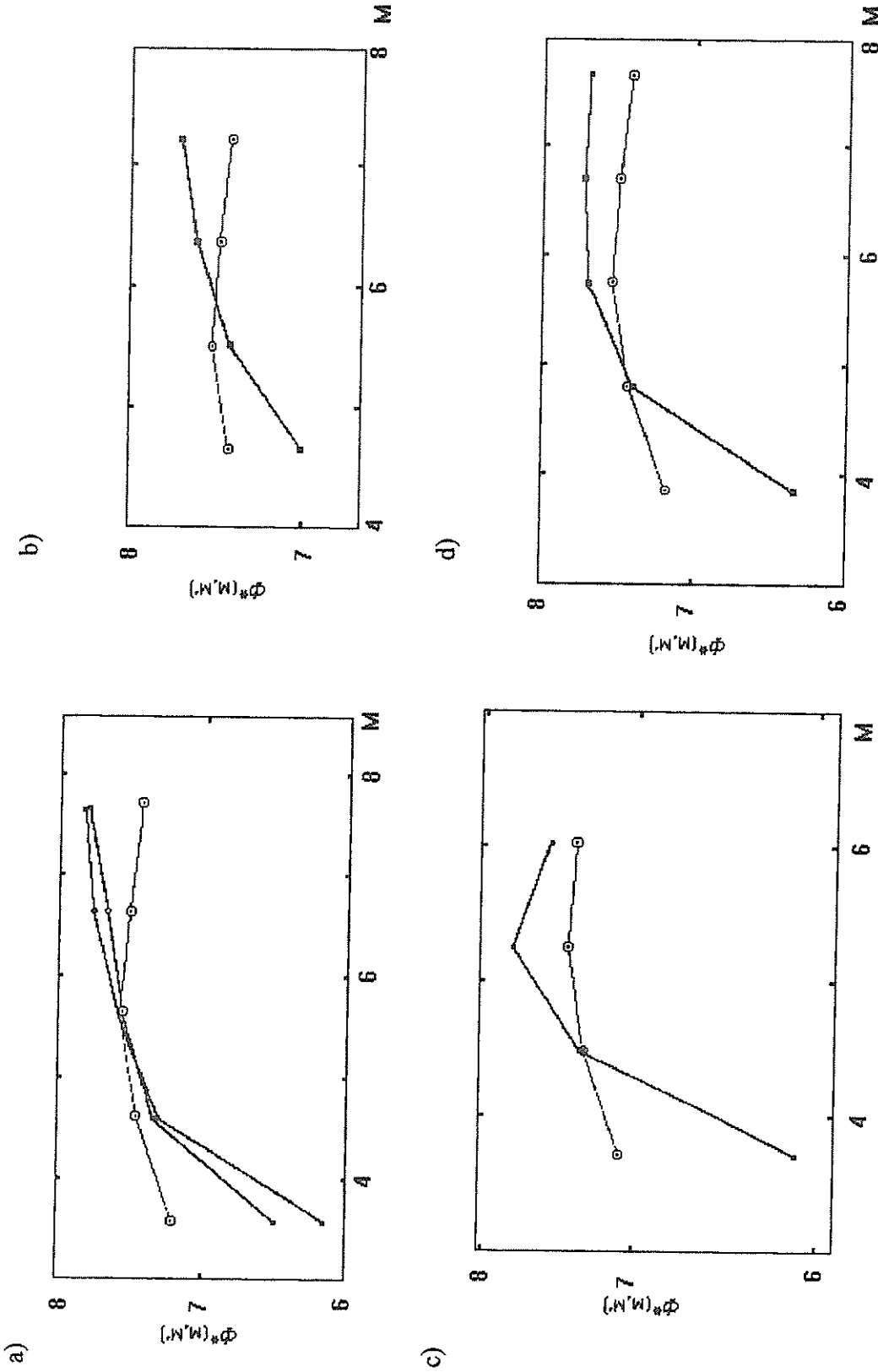
yıldızların sayısının azaldığı, buna karşılık anakol yıldızlarının sayısının arttığı düşünülmüştür. İki tip arasındaki sayı dengesi, yoğunluk fonksiyonlarının modellerle uyumu ile sağlanmıştır. Şek.5 te verilen SA 71 alanına ait,  $G \leq 13$  görünen kadir aralığındaki yıldızların iki renk diyagramında anakol yıldızları,  $2 < M(G) \leq 4$  mutlak kadir aralığındaki evrimleşmiş yıldızlar ve geç tipten devler ayrı sembollerle gösterilmiştir.

#### 4.Tartışma ve Sonuç

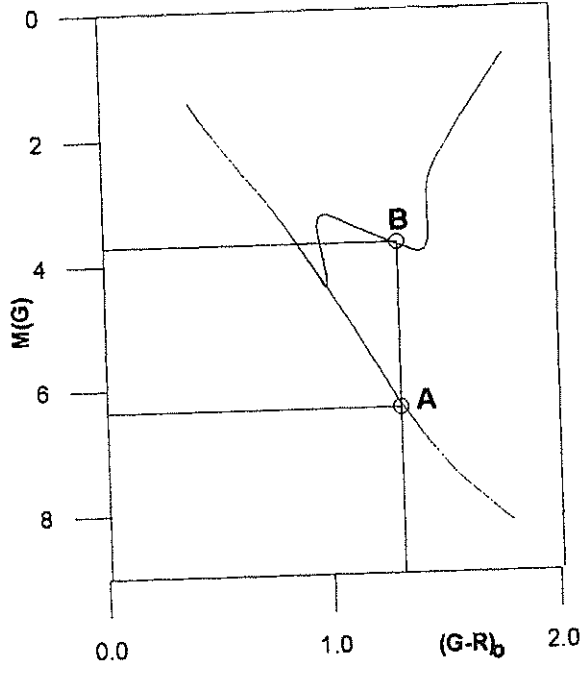
Bu çalışmada, anakol yıldızlarından başka, Steinlin (1968) ve Buser - Fenkart (1990) çalışmalarında yer almayan ve  $2 < M(G) \leq 4$  mutlak kadir aralığındaki evrimleşmiş yıldızlarla geç tipten devlerin mutlak kadirlerini tayin etmeğe yarayan  $(M(G), (G-R)_0)$  renk kadir diyagramları oluşturulmuş ve evrimleşmiş yıldızların ayırımını sağlayan bir yöntem verilmiştir. SA 71 ve SA 51 alanlarına yapılan ilk uygulamadan elde edilen ışıma gücü fonksiyonları, Gliese (1969)'e ait ışıma gücü fonksiyonu ile iyi uyumaktadır (Karaali, 1996 ve Karaali ve Bilir, 1996). Böylece Steinlin (1968) ve Buser - Fenkart (1990) sistemlerinin uygulanmasından elde edilen ve sistematik bir hata içeren ışıma gücü fonksiyonları (Şek.1) yerine, Gliese (1969)'in ışıma gücü fonksiyonu ile uyuşan ışıma gücü fonksiyonları elde edilmiş oluyor. Bu durum, yıldız alanlarının daha doğru olarak incelenmesini ve Galaksimizin yapısının daha iyi öğrenilmesini sağlayacaktır.

#### Kaynaklar:

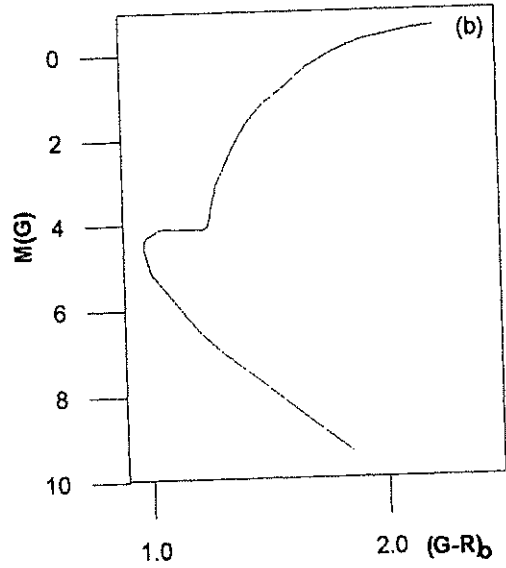
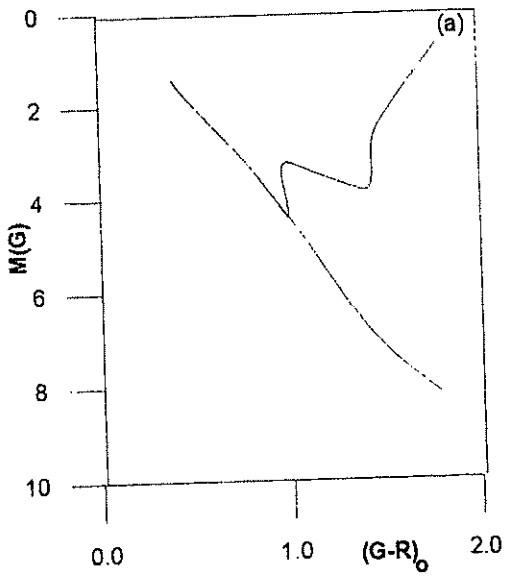
- Buser, R., Kurucz, R.L. 1992, Basel Üni. Ast. Enst. Preprint No : 47.  
Buser, R., Fenkart, R. 1990, Astron. Astrophys. 239, 243.  
Del Rio, G., Fenkart, R. 1987, Astron. Astrophys. Suppl. 68, 397.  
Fenkart, R., Karaali, S. 1987, Astron. Astrophys. Suppl. 69, 33.  
Fenkart, R., 1989a, Astron. Astrophys. Suppl. 78, 217.  
Fenkart, R., 1989b, Astron. Astrophys. Suppl. 79, 51.  
Fenkart, R., 1989c, Astron. Astrophys. Suppl. 80, 89.  
Fenkart, R., 1989d, Astron. Astrophys. Suppl. 81, 187.  
Gliese, W. 1969, Veröff. Astron. Rechen Inst. Heidelberg No:22.  
Güngör, S. 1995, İ.Ü. Fen Bil. Enst. (Doktora Tezi).  
Hesser, J.E., Harris, W., Vandenberg, D.A., Allwright, J.W.B, Schott, P., Stetson, P.B. 1987, Pub. A.S.P. 99, 739.  
Karaali, S. 1996, İ.Ü. Araş. Fonu Proje No : 715 / 260495.  
Karaali, S., Bilir, S. 1996, TÜBİTAK, Proje No: TBAG - AY / 74.  
Karataş, Y. 1990, İ.Ü. Fen. Bil. Enst. (Yüksek Lisans Tezi).  
Montgomery, K.A., Marschall, L.A., Janes K.A. 1993, Astron. J. 106, 181.  
Penny, A.J., Dickens, R.J. 1986, Mont. Not. R.A.S. 220, 845.  
Steinlin, U. 1968, Z. Astrophys. 69, 276.  
Stetson, P.B., Harris, W.E. 1988, Astron. J. 96, 909.



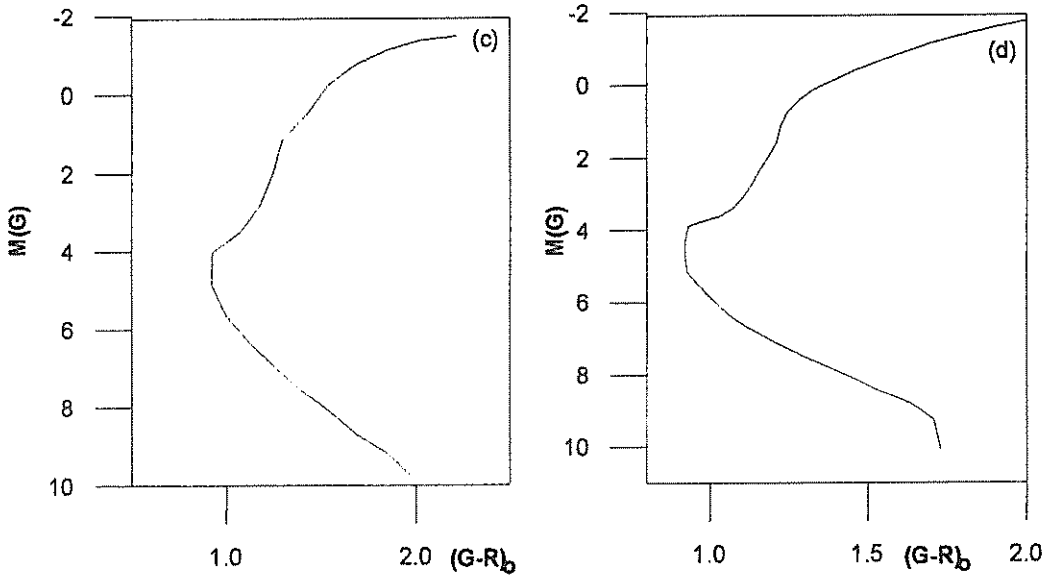
Şekil 1 a-d: Steinlin (1968) ve Buser ve Fenkart (1990) sistemlerinde incelenen alanlar için elde edilen ışma gücü fonksiyonlarının Gliese (1969) in ışma gücü fonksiyonu ile karşılaştırılması. (a) M 67, (b) SA 94, (c) SA 71, (d) NGC 2420 alanları için.



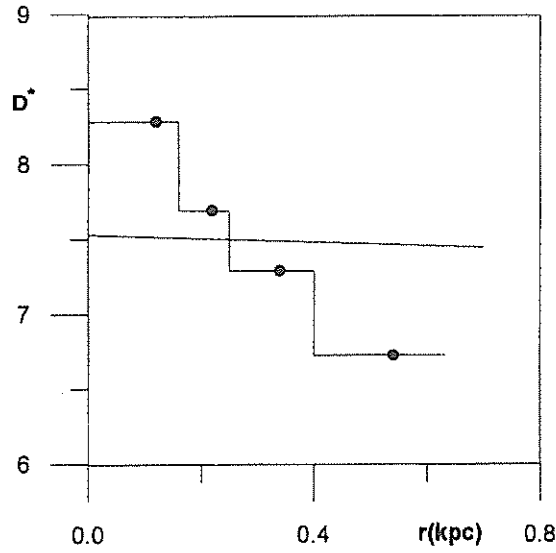
Şekil 2: Belirli bir renk indeksindeki bir yıldızın, parlaklık sınıfına bağlı olarak, renk kadir diyagramındaki konumları ve bunlara karşılık gelen mutlak kadirler. (A) : Anakol, (B) : Altdev konumları



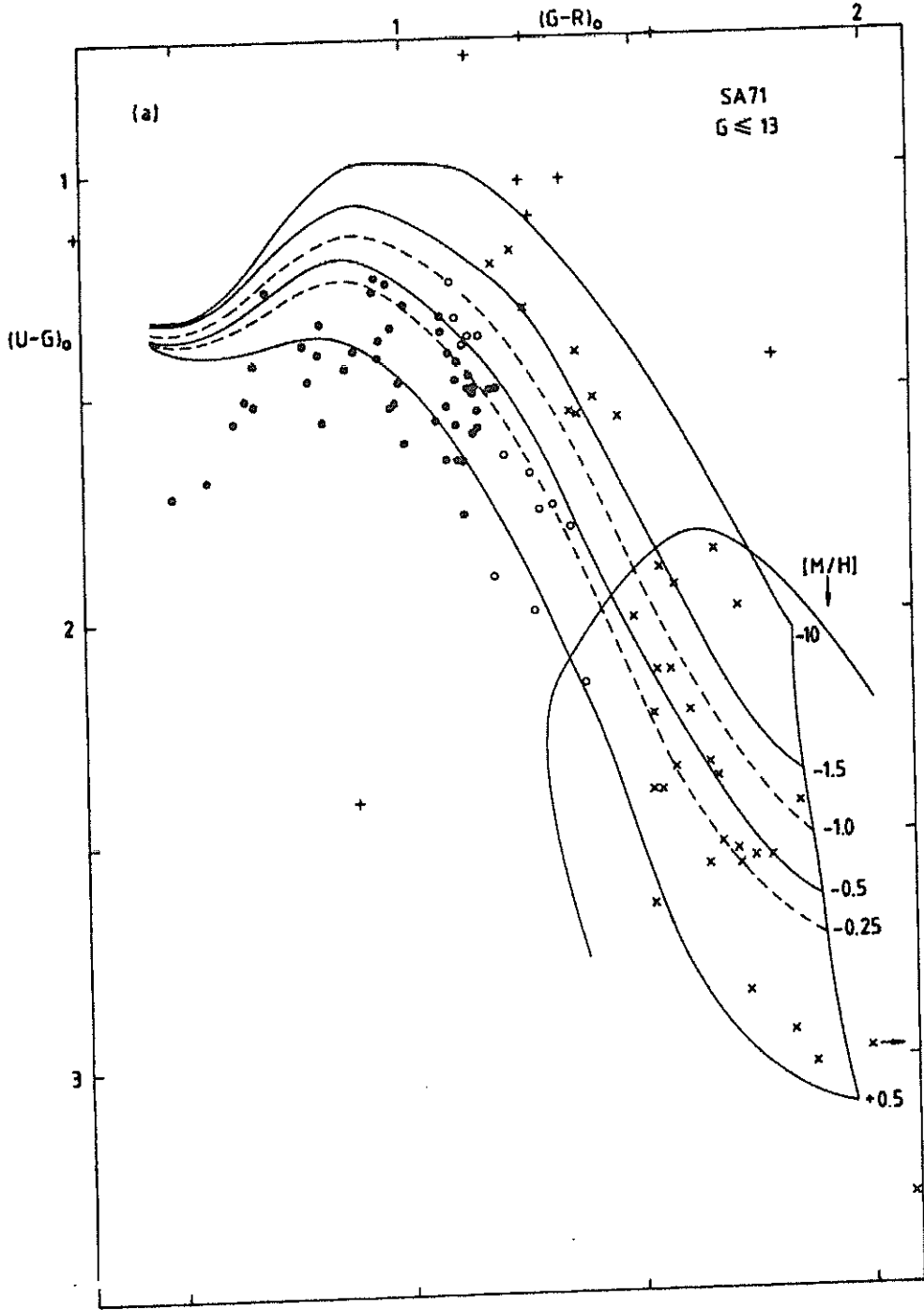




Şekil 3a-d: Kümelere ait renk kadir diyagramları (a) M67, (b) 47 Tuc, (c) NGC 6752, (d) M92.



Şekil 4: Buser - Fenkart (1990) yöntemi ile tayin edilen  $6 < M(G) \leq 7$  mutlak kadir aralığındaki yoğunluk histogramı ve Gilmore - Wyse (1985) modeli ile karşılaştırılması.



Şekil 5 : SA 71 alanına ait  $G \leq 13$  kadir aralığındaki anakol yıldızları (●),  $2^m < M(G) \leq 4^m$  aralığındaki evrimleşmiş yıldızlar (○), geç tipten devler (x) ve istatistik dışı yıldızlar (+).

## SA 71 YILDIZ ALANININ YENİ YÖNTEMLERLE FOTOMETRİK İNCELENMESİ

Salih KARAALİ

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

**Özet :** Bu çalışmada, SA 71 yıldız alanında ( $l = 167^{\circ}.0$ ,  $b = -34^{\circ}.0$ )  $2.97$  derece<sup>2</sup> içinde 2039 yıldız,  $G = 18^m.00$  limit kadire kadar, RGU fotometrisi ile incelenmiştir. Yıldız alanından alınan 40 standart yıldız, bu doğrultuda  $E(B-V) = 0^m.03$  lik bir kızarma olduğunu gösteriyor. Standart yıldızların UBV fotoelektrik kadirlerinin RGU kadirlerine dönüşümü Buser (1988) formülleri ile yapılmıştır. Alan yıldızlarının mutlak kadirleri M67, 47 Tuc, NGC 6752, ve M92 kümelerine ait renk kadir diyagramları ile tayin edilmiş, popülasyon tiplerine ayırımı ise uzay dağılımları yöntemi ile (Karaali, 1994) yapılmıştır. Evrimleşmiş yıldızların ayırımının da yapıldığı bu çalışmada, Popülasyon I, Ara Popülasyon II, Popülasyon II ve bunların birleşimine ait yoğunluk fonksiyonları Galaksi modelleri ile gerek biçimsel gerekse sayısal olarak gayet iyi uyumaktadır. Işıma gücü fonksiyonu da Gliese (1969), ve Gliese ve Jahreiss (1992)'in ışıma gücü fonksiyonları ile uyum içindedir.

**Anahtar kelimeler:** *RGU fotometrisi - Yıldızlar: istatistik, popülasyon tipleri - Galaksi : yapısı*

### PHOTOMETRIC INVESTIGATION OF THE STAR FIELD SA 71 BY MEANS OF NEW METHODS

**Summary:** In this work, 2039 stars in the field SA 71 ( $l = 167^{\circ}.0$ ,  $b = -34^{\circ}.0$ ) with size  $2.97$   $\square^{\circ}$ , down to the limiting magnitude of  $G = 18^m.0$  have been RGU - photometrically investigated. 40 standard stars taken from the field reveals a reddening of  $E(B-V) = 0^m.03$ . Photoelectric UBV magnitudes of standard stars have been transformed to RGU magnitudes by means of Buser's (1988) formulae. The absolute magnitudes of field stars have been determined via the colour-magnitude diagrams of four clusters, i.e.: M67, 47 Tuc, NGC 6752, and M92 and their separation into population types have been carried out by their spatial distributions (Karaali, 1994). Also, the evolved stars could be separated. Density functions for Population I, Intermediate Population II, Population II, and for their combinations are in good agreement with the Galactic models. The luminosity function agrees with that of Gliese (1969) as well as with the one of Gliese and Jahreiss (1992).

**Key words:** *RGU photometry - Stars: statistics, population types - Galaxy: structure*

#### 1.Giriş

Galaksinin yapısının öğrenilmesini amaçlayan ve Becker (1965) tarafından kurulan Basel Halo Programının uygulanması sırasında birçok gelişmeler olmuştur. Bunlardan birincisi, standart yıldızların UBV fotoelektrik kadirlerini RGU kadirlerine dönüştüren formüllere aittir. Stock (1956) tarafından elde edilen ve Becker (1962) tarafından biraz değiştirilen ilk formüllerin yerini, 1960 lı yılların sonunda, Steinlin'in (1968) formülleri almış ve uzun zaman bu formüller

kullanılmıştır. Ancak, deneysel olarak elde edilen bu formüllerin sistematik hatalar içerdiğinin (Buser, 1978) anlaşılması üzerine, atmosfer modellerine dayanan, sentetik UBV ve RGU kadirleri arasında yeni dönüşüm formülleri sağlanması yönüne gidilmiştir. Teorik dönüşüm formüllerinin ilki, sadece Popülasyon I anakol yıldızları (metal bolluğu sıfır) için Buser (1978) tarafından elde edilmiş, daha sonra bu formüller devler için de sağlanmıştır (Buser, 1988). Küresel kümelerden veya yüksek galaksi enlemleri yıldız alanlarından seçilen ve doğal olarak metal bakımından fakir olan standart yıldızlar için gerekli olan farklı dönüşüm formülleri ise ancak 1995 yılında elde edilebilmiştir (Güngör, 1995).

Steinlin (1968) sisteminin uygulandığı yıllarda, Ara popülasyon II (Kalın Disk) literatüre katılmamıştı. Bu sebepten alan yıldızları, mutlak kadir ve "blanketing" vektörlerine göre kalibre edilen iki renk diyagramı yardımı ile sadece Popülasyon I (Disk) ve Popülasyon II (Halo) anakol yıldızlarına ayrılabilir, geç tipten devler ise "boşluk" kriterine (Becker, 1962) göre sınıflandırılıyor ve bunlar için ortalama bir mutlak kadir kabul ediliyordu ( $\langle M(G) \rangle = 1^m \pm 1^m$ ) (Becker ve Fang, 1982).

Buser ve Fenkart (1990), iki renk diyagramlarını metal bolluğuna göre kalibre ederek Popülasyon I (İnce Disk), Ara Popülasyon II (Kalın Disk) ve Popülasyon II (Halo) anakol yıldızlarının ayırımını yapmışlar ve her bir popülasyon için bir renk kadir diyagramı belirlemek sureti ile bunların mutlak kadirlerinin hesaplanmasını sağlamışlardır.

Bununla beraber, ilk uygulamalar, alan yıldızlarının popülasyon tiplerinin Buser ve Fenkart'ın (1990) yöntemi ile ayıramayacağını göstermiştir. Alternatif bir yöntem olan "Alan Yıldızlarının Uzay Dağılımları Yardımı İle Popülasyon Tiplerine Ayırımı" (Karaali, 1994) ise, kısa zamanda, bu amaç için kullanılabilirliğini göstermiştir.

Steinlin (1968) ve Buser-Fenkart (1990) sistemlerinde,  $2 < M(G) \leq 4$  mutlak kadir aralığındaki evrimleşmiş yıldızların tayini için bir yöntem verilmemiştir. Halbuki, Basel Halo Programı'na ait bütün çalışmalarda, ışınma gücü fonksiyonunda sistematik bir hata bulunuyor (Del Rio ve Fenkart, 1987; Fenkart ve Karaali, 1987; Fenkart 1989a,b,c,d): RGU fotometrisi ile elde edilen ışınma gücü fonksiyonları, Gliese (1969)'in ışınma gücü fonksiyonu ile  $5 < M(G) \leq 6$  mutlak kadir aralığında çakışmakta, fakat daha sönük mutlak kadir aralıklarında bu fonksiyonun üstünde iken parlak kadir aralıklarında durum terstir. Bu durum, bazı evrimleşmiş ( $2 < M(G) \leq 4$ ) yıldızların mutlak kadirlerinin hatalı olarak  $6 < M(G)$  kabul edildiğini gösteriyor.

Bu çalışmamızda, M67, 47 Tuc, NGC 6752 ve M92 kümeleri yardımı ile yeni renk kadir diyagramları elde edilmiş, evrimleşmiş yıldızların ayırımı yapılmış ve devlerin mutlak kadirleri tayin edilmiştir. Böylece, RGU fotometrisinde eksik kalan bir çalışmayı yapmış olduğumuzu düşünüyörüz.

## 2. Materyal ve Metod

SA 71 yıldız alanının incelenmesinde yıldızların popülasyon tiplerine ayırımı, "Yıldızların Uzay Dağılımları Yöntemi" (Karaali, 1994) ile, evrimleşmiş yıldızların ayırımı ve yıldızların mutlak kadirlerinin tayini ise iki projede (Karaali - İ.Ü. Araştırma Fonu, Proje No: 715 / 260495; Karaali ve Bilir - TÜBİTAK, Proje No : TBAG - AY / 74) eş zamanlı olarak oluşturulan yeni yöntemlerle yapılmış olup ayrıntılar aşağıda verilmiştir.

Alan yıldızların mutlak kadirleri; popülasyon tiplerinden bağımsız olarak, M67, 47 Tuc, NGC 6752, ve M92 kümelerine ait CCD kadirleri yardımı ile yeni oluşturulan renk kadir diyagramları kullanılarak tayin edilmiştir. Bu amaç için, alan yıldızları Buser-Fenkart (1990)'ın iki renk diyagramlarında aşağıda verilen metal bolluğu gruplarına ayrılmış, birinci ve sonuncu grup için sırası ile M67 ve M92 kümelerinin ( $M(G)$ ,  $(G-R)$ ) renk kadir diyagramları kullanılmış, ikinci grubun ortalama metal bolluğuna ( $[Fe/H] = -1$ ) karşılık gelen bir küme bulunmadığından, 47 Tuc

ve NGC 6752 kümelerinin (M(G), (G-R)) renk kadir diyagramları birleştirmek sureti ile uygun bir renk kadir diyagramı oluşturulmuştur. Kümelere ait bilgiler Cetvel 1 de verilmiştir.

Grup	Metal Bolluğu
1	$-0.5 < [M/H] \leq +0.5$
2	$-1.5 < [M/H] \leq -0.5$
3	$[M/H] \leq -1.5$

Söz konusu dört kümeyle ait U-B renk indeksleri olmadığından (veya eksik olduğundan) bunlar Buser ve Kurucz (1992)'un sentetik verilerinden sağlanmış ve UB V ile RGU sistemleri arasındaki dönüşüm Güngör (1995)'in doktora tezindeki formüllerle yapılmıştır. Yeni renk kadir diyagramları Karaali ve Bilir (1996)'in çalışmasında verilmiştir.

Alan yıldızlarının popülasyon tiplerine ayırımı, bunların uzay dağılımları yardımı ile yapılmıştır (Karaali, 1994). Bu amaç için, biri evrimleşmemiş diğeri ise evrimleşmiş yıldızlar için iki ayrı z-histogramı çizilmiştir. Burada z yıldızın galaksi düzlemine olan uzaklığı olup r uzaklığı ve yıldız alanının  $b = -34^\circ$  enlemi yardımı ile kolayca hesaplanabilir:  $z = r \sin(b)$ .  $4^m.5 < M(G) \leq 5^m.5$  kadir aralığındaki evrimleşmemiş yıldızlara ait histogram (Şek.1a), bu yıldızların, biri Popülasyon I diğeri Ara Popülasyon II olmak üzere, iki popülasyondan ibaret olduğunu ve sınırın  $z \approx 1$  kpc olduğunu gösterirken,  $2^m < M(G) \leq 3^m$  kadir aralığındaki evrimleşmiş (daha parlak ve daha uzak) yıldızlara ait histogram (Şek.1b) ise, bu yıldızların üç popülasyona ayrıldığını (Popülasyon I, Ara Popülasyon II, ve Popülasyon II) ve etkinlik alanlarının farklı olduğunu gösteriyor: Popülasyon I ve Ara Popülasyon II yi ayıran sınır  $z = 1.6$  kpc, Ara Popülasyon II ve Popülasyon II yi ayıran sınır ise  $z = 3.6$  kpc dir.

Evrimeleşmiş yıldızların ayırımı, mutlak kadiri  $M(G) > 6^m$  olan anakol yıldızlarına karşılık gelen G-R renk indeksine sahip parlak görünen kadirdeki yıldızların evrimleşmiş olabileceği varsayımı ile yapılmıştır. Sönük görünen kadirlerle gidildikçe evrimleşmiş yıldızların sayısının azaldığı ve bunların yerini anakol yıldızlarının aldığı düşünülmüştür. Evrimleşmiş yıldızlarla anakol yıldızları arasındaki sayı dengesi, yoğunluk fonksiyonlarının modellerle uyuşması gözönüne alınarak sağlanmıştır. Şek.4 te verilen iki renk diyagramlarında, evrimleşmiş yıldızlar farklı bir sembolle gösterilmiştir.

### 3.Bulgular

Koordinatları,

$$\alpha = 03^h 14^m$$

$$l = 167^\circ.0$$

$$\delta = +15^\circ 11'$$

$$b = -34^\circ.0$$

(1950)

olan SA 71 yıldız alanında,  $2.97$  derece<sup>2</sup> lik alan içinde 2039 yıldız 1994 yılında S.Karaali tarafından 5 er R,G,ve U plağı üzerinde ölçülmüş, ancak ikişer R ve U plaklarındaki farklı iris okumalarının plakların çekildiği tarihlerde bu doğrultuda bir gezegenin oluşundan kaynaklandığının anlaşılması üzerine, bu plaklara ait ölçüler değerlendirme dışı bırakılmış böylece 5 G, 3 R, ve 3 U plağına ait ölçülerin ayrı ayrı ortalamaları alınarak her parlaklık için kararına eğrisi çizilmiştir.

Purgathofer (1969)'den alınan 50 standart yıldıza ait (U-B, B-V) iki renk diyagramı (Şek.2), bu doğrultuda  $E(B-V) = 0^m.03$  lük bir kızarma olduğunu gösteriyor. RGU sisteminde bunun karşılığı  $E(G-R) = 1.45 E(B-V) = 0^m.04$ , toplam absorpsiyon ise  $A(G) = 2.92 E(G-R) =$

$0^m.12$  dir (Buser, 1978). Standart yıldızların UBV fotoelektrik kadirlerinin RGU kadirlerine dönüşümü Buser (1988) formülleri ile yapılmıştır.

Standart yıldızlara ait bir kadir eşitliği yoktur (Şek.3a-c), renk eşitliği ise aşağıda ve Şek.3d-f de verildiği gibi olup gözlemsel verilerin standart şekle dönüştürülmesi için bu küçük farkların (cebirselsel olarak) eklenmesi gerekiyor.

$\Delta G$	$(G-R)_{obs}$	$\Delta R$	$(G-R)_{obs}$	$\Delta U$	$(U-G)_{obs}$
$0^m.00$	$(G-R)_{obs} \leq 1^m.50$	$+0^m.05$	$(G-R)_{obs} \leq 1^m.10$	$-0^m.19$	$(U-G)_{obs} \leq 1^m.00$
$+0^m.03$	$(G-R)_{obs} > 1^m.50$	$0^m.00$	$1^m.10 < (G-R)_{obs} \leq 1^m.45$	$+0^m.02$	$(U-G)_{obs} > 1^m.00$
		$-0^m.03$	$1.45 < (G-R)_{obs}$		

Burada indis olarak kullanılan "obs" = observed = gözlemsel anlamındadır. Kadir farkları, dönüşüm formüllerinden bulunan değer (standart) eksi kararına eğrisinden bulunan (gözlemsel) değeri gösteriyor; Örneğin  $\Delta G \equiv G_s - G_{obs}$  dir. Ortalama katalog hataları Cetvel 2 de verilmiştir.

Gözlemsel verilerin standart şekle dönüştürülmesinden ve gerekli kızarma düzeltmeleri yapıldıktan sonra elde edilen verilerin iki renk diyagramları Şek.4 te verilmiştir.

### 3.1 Yoğunluk Fonksiyonları

Logaritmik  $D^* = \log D + 10$  yoğunluk fonksiyonları her üç popülasyon ve bunların birleşimi için tayin edilmiştir. Burada  $D = N / \Delta V_{1,2}$ ,  $\Delta V_{1,2} = (\pi/180)^2 (\square / 3) (r_2^3 - r_1^3)$ ,  $\square$  : derece<sup>2</sup> cinsinden alanın büyüklüğü,  $N$  :  $\Delta V_{1,2}$  hacmindeki yıldız sayısıdır.

Popülasyon I, Ara Popülasyon II, Popülasyon II ve bunların birleşimine ait yoğunluk fonksiyonları sırası ile Cetvel 3, 4, 5, ve 6 da verilmiştir. Sayfa sayısının çok olmaması için, sadece aşağıdaki aralıklara ait yoğunluk fonksiyonlarının histogramları çizilmiştir: Popülasyon I için  $3^m < M(G) \leq 4^m$  ve  $5^m < M(G) \leq 6^m$ ; Ara Popülasyon II için  $2^m < M(G) \leq 3^m$ ,  $4^m < M(G) \leq 5^m$  ve  $5^m < M(G) \leq 6^m$ ; Popülasyon II için  $2^m < M(G) \leq 3^m$ ; bütün popülasyonlar için  $2^m < M(G) \leq 3^m$ ,  $4^m < M(G) \leq 5^m$  ve geç tipten devler. Bunlar da sırası ile Şek.5, 6, 7 ve Şek.8 de verilmiştir.

Yoğunluk histogramlarının tamamı gerek Gilmore-Wyse (1985) ve gerekse Buser-Rong (1994) modeli ile biçimsel olarak uyumaktadır. Cetvel 7 de verilen standart sapmaların küçük oluşu bu iddâyı doğrulamaktadır.

Yoğunluk histogramları sayısal olarak modellerle uyum içindedir. Bu, Cetvel 8 de verilen Güneş civarındaki yoğunluk değerleri, yani  $\Delta \log D(r) \equiv \log D(r,1,b) - \log D(0,1,b)$  model eğrisinin sıfır noktasının, histogramların ordinat eksenlerini kestiği  $D^*$  değerleri ile bunların farkından anlaşılıyor. Gerçekten, Güneş civarındaki yoğunluk değerlerinin Popülasyon I ve Ara Popülasyon II için farklı,  $2^m < M(G) \leq 3^m$ ,  $3^m < M(G) \leq 4^m$ ,  $4^m < M(G) \leq 5^m$  ve  $5^m < M(G) \leq 6^m$  için sırası ile 1.11 (1.31), 1.60 (1.75), 1.61 (1.70), ve 1.84 (1.89) olup, ilk değer dışındakiler, Gilmore-Wyse (1985) modelinin öngördüğü 1.78 lik değere yakındır (parantez içindeki değerler Buser-Rong (1994) modeli ile karşılaştırılmasından bulunmuştur). Ara Popülasyon II - Popülasyon II için bulunan  $2^m < M(G) \leq 3^m$  aralığına ait 1.17 (1.01) değerleri de aynı modelin 1.30 luk değerine yakındır.

### 3.2 Işıma Gücü Fonksiyonu

Popülasyonların tümü için çizilen histogramların modellerle karşılaştırılmasından elde edilen Güneş civarındaki yoğunluk değerleri ışıma gücü fonksiyonunu verir. Alanımıza ait bu

veriler Cetvel 8 de “Bütün Popülasyonlar” la belirtilen satırlarda verilmiştir. Üst ve alt satırdaki veriler, sırası ile, Gilmore-Wyse (1985) ve Buser-Rong (1994) modelleri ile yapılan karşılaştırmadan elde edilmiştir. Cetvel 8 in son iki satırında, Gliese (1969) ve Gliese ve Jahreiss (1992) e ait Güneş civarındaki yoğunluk değerleri de verilmiştir. Alanımız için bulunan ışımaya gücü fonksiyonunun Gliese (1969) ve Gliese ve Jahreiss (1992)’a ait ışımaya gücü fonksiyonları ile iyi uyduğu görülüyor (Şek.9).

#### 4 Tartışma ve Sonuç

Bu çalışmada elde edilen yoğunluk fonksiyonlarının, her popülasyon için ayrı ayrı ve bunların birleşiminin modellerle uyuşması, alan yıldızlarının popülasyon tiplerinin ayırımında kullanılan “Yıldızların Uzay Dağılımına Göre Popülasyon Tiplerine Ayırımı” yönteminin (Karaali, 1994) Galaksimizin yapısının incelenmesinde etkin olarak kullanılabileceğini gösteriyor. Bu çalışmada yeni oluşturulan (RGU sistemine ait) renk - kadir diyagramlarının kullanılması ve evrimleşmiş yıldızların ayırımı da Gliese (1969) ve Gliese ve Jahreiss (1992)’in ışımaya gücü fonksiyonu ile uyuşan bir ışımaya gücü fonksiyonunun elde edilmesini sağlamıştır. Geç tipten dev olarak sınıflandırılan 337 yıldıza ait Güneş civarındaki logaritmik  $D^* = 7.27$  değeri, Gliese ve Jahreiss (1992)’in  $D^* = 7.03$  lük değerine yakındır. Daha önce “Boşluk Kriteri” yöntemine (Becker, 1962) göre ayrılan ve Güneş civarındaki logaritmik yoğunluk değeri  $D^* < 6.64$  olarak bulunan geç tipten devlerin o zamandaki sayısının az olduğu anlaşılıyor.

Buser-Fenkart (1990) yöntemine göre yapılan incelemeğe bir örnek olarak verilen  $2^m < M(G) \leq 3^m$  mutlak kadir aralığındaki Popülasyon I yıldızlarına ait yoğunluk histogramlarının modellerle uyuşmadığı (Şek.10) görülüyor. Aynı uyumsuzluk ışımaya gücü fonksiyonu için de vardır (Şek.11).

#### Kaynaklar

- Becker, W. 1962, Z.Astrophys. 54, 155.  
Becker, W. 1965, Z.Astrophys. 62, 54.  
Becker, W., Fang Ch. 1982, Astron. Astrophys. Suppl. 49, 61.  
Buser, R. 1978, Astron. Astrophys. 62, 425.  
Buser, R. 1988, Basel Un. Astron. Inst. Preprint No:28.  
Buser, R., Fenkart, R. 1990, Astron. Astrophys. 239,243.  
Buser, R., Kurucz, R.L. 1992, Basel Un. Astron. Inst. Preprint No: 47.  
Buser, R., Rong, J. 1994, Basel Un. Astron. Inst. Preprint No:71.  
Del Rio, G., Fenkart, R. 1987, Astron Astrophys. Suppl. 68, 397.  
Fenkart, R., Karaali, S. 1987, Astron. Astrophys. Suppl. 69, 33.  
Fenkart, R., 1989a, Astron. Astrophys. Suppl. 78, 217.  
Fenkart, R., 1989b, Astron. Astrophys. Suppl. 79, 51.  
Fenkart, R., 1989c, Astron. Astrophys. Suppl. 80, 89.  
Fenkart, R., 1989d, Astron. Astrophys. Suppl. 81, 187.  
Gilmore, G., Wyse, R.F.G. 1985, Astron. J. 90, 2015.  
Gliese, W. 1969, Veröff. Astron. Rechen Inst. Heidelberg No:22, 117.  
Gliese, W., Jahreiss, H. 1992, Astron. Rechen Inst. Heidelberg (Kul, F.1994 İ.Ü. Fen Bil. Enst. Yüksek Lisans Tezi).  
Güngör, S. 1995, İ.Ü. Fen Bil. Enst. (Doktora Tezi).

Hesser, J.E., Harris, W., Vandenberg, D.A., Allwright, J.W.B, Schott, P, Stetson, P.B. 1987, Pub. A.S.P. 99, 739.

Karaali, S. 1994, Astron. Astrophys. Suppl. 106, 107.

Karaali, S., Bilir, S. 1996, X. Ulusal Astronomi Toplantısı (bu kitapta).

Montgomery, K.A., Marschall, L.A., Janes K.A. 1993, Astron. J. 106, 181.

Penny, A.J., Dickens, R.J. 1986, Mont. Not. R.A.S. 220, 845.

Purgathofer, A.Th. 1969 Lovell Obs, Bull. VII, 98.

Steinlin, U. 1968, Z.Astrophys. 69, 276.

Stetson, P.B., Harris, W.E. 1988, Astron. J. 96, 909.

Stock, J. 1956, Astrophys. J. 123, 258.

**Cetvel 1:** Renk kadir diyagramlarının oluşturulmasında kullanılan kümelere ait bilgiler.

Küme	E(B-V)	(V-M)	[Fe/H]	Kaynak
M67	0.05	9.60	-0.05	(1)
47 Tuc	0.04	13.40	-0.65	(2)
NGC 6752	0.04	13.29	-1.54	(3), (4)
M92	0.02	14.60	-2.24	(4)

(1) Montgomery ve ark. (1993)

(2) Hesser ve ark. (1987)

(3) Penny ve Dickens (1986)

(4) Stetson ve Harris (1988)

**Cetvel 2:** Ortalama katalog hataları.

Kadir aralığı	G	R	U	G-R	U-G
< 11	± 0.00	± 0.01	± 0.00	± 0.00	± 0.00
11 - 12	02	01	} 03	02	} 03
12 - 13	01	03		03	
13 - 15	03	02	01	04	03
> 15	06	03	04	07	07



**Cetvel 3 :** Popülasyon I yıldızlarına ait logaritmik  $D^* = \log D + 10$  ( $D=N/\Delta V$ ) uzay yoğunlukları.  $r_1, r_2 : \Delta V_{1,2} = (\pi/180)^2 (\square/3) (r_2^3 - r_1^3)$ , ( $\square$ : derece<sup>2</sup> cinsinden alanın büyüklüğü) hacminin uzaklık sınırları,  $r = ((r_1^3 + r_2^3)/2)^{1/3}$   $\Delta V_{1,2}$  nin kütle merkezi,  $N = \Delta V_{1,2}$  deki yıldız sayısı. Uzaklıklar kpc, hacim pc<sup>3</sup> cinsindedir.  $r = 1.79$  ve  $r = 2.86$  kpc sırası ile  $M(G) > 3^m$  ve  $M(G) \leq 3^m$  mutlak kadir aralıklarındaki Popülasyon I yıldızlarının  $z = 1$  kpc uzaklık sınırına karşılık geliyor. Yatay çizgiler tamlık sınırnı gösteriyor.

$M(G) \Rightarrow$	1-2		2-3		3-4		4-5		5-6		6-7		7-8		8-9		9-10	
	$r_1-r_2$ r	$\Delta V_{1,2}$	N	D'	N	D'	N	D'	N	D'	N	D'	N	D'	N	D'	N	D'
0.00-0.40	1.90 (4)	-	-	-	9	6.84	25	7.12	10	6.72	-	-	56	7.47	25	7.12	-	-
0.32																		
0.40-0.63	5.68 (4)	-	4	-	6	6.29	32	6.75	35	6.79	83	7.04	94	7.22	4	-	-	-
0.54																		
0.63-1.00	2.26 (5)	-	2	4.82	21	5.88	47	6.32	94	6.62	139	6.79	17	5.88	-	-	-	-
0.86																		
1.00-1.59	8.99 (5)	-	2	-	-	6.30	39	5.44	74	5.92	20	5.35	-	-	-	-	-	-
1.36																		
1.00-1.79	1.42 (6)	1	-	-	34	4.89	39	5.44	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
1.50																		
1.59-2.51	3.58 (6)	-	5	-	-	4.14	39	5.44	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
2.15																		
2.51-2.86	2.28 (6)	-	3	-	-	-	39	5.44	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
2.70																		

**Cetvel 4 :** Ara Popülasyon II yıldızlarına ait logaritmik  $D^* = \log D + 10$  uzay yoğunlukları. Son aralıktaki yıldızlar, tamlık sınırının dışında kalıyor (Semboller Cetvel 3 teki gibidir).

$M(G) \Rightarrow$	1-2		2-3		3-4		4-5		5-6		6-7	
	$r_1-r_2$ $\bar{r}$	N	$D^*$	N	$D^*$	N	$D^*$	N	$D^*$	N	$D^*$	
0.00-2.51 1.99	1	-		8	4.36	11	4.36	25	4.72	19	5.32	
0.00-3.98 3.16	-	-	14	3	3.76	36	4.40	13	3.96			
2.51-3.98 3.41	-	-				21	3.57					
3.98-6.31 5.40	-	-	17	36	3.80							

**Cetvel 5 :** Popülasyon II yıldızlarına ait logaritmik  $D^* = \log D + 10$  uzay yoğunlukları. Son aralıktaki yıldızlar, tamlık sınırının dışında kalıyor (Semboller Cetvel 3 teki gibidir).

$M(G) \Rightarrow$	1-2		2-3		3-4		
	$r_1-r_2$ $\bar{r}$	N	$D^*$	N	$D^*$	N	$D^*$
$\leq 10.0$ 7.94	-	-		26	2.93	34	3.18
10.0-12.59 11.44	1	-		12	2.60		
12.59-15.85 14.40	9	-		2	-		
15.85-19.95 18.13	1	-					

Cetvel 6a : Bütün Popülasyonlara ait logaritmik  $D^* = \log D + 10$  uzay yoğunlukları (Semboller Cetvel 3 teki gibidir).

$M(G) \Rightarrow$		1-2		2-3		3-4		4-5		5-6		6-7		7-8		8-9		9-10	
$r_1-r_2$	$\bar{r}$	$\Delta V_{1,2}$	N	$D^*$	N	$D^*$	N	$D^*$	N	$D^*$	N	$D^*$	N	$D^*$	N	$D^*$	N	$D^*$	
0.00-0.40	0.32	1.90 (4)	-	-	-	-	9	6.08	13	6.88	25	6.77	10	7.04	-	56	7.47	25	7.12
0.40-0.63	0.54	5.68 (4)	-	4	4	6	6	6.13	11	6.13	32	6.77	35	83	83	94	7.22	4	-
0.63-1.00	0.86	2.26 (5)	-	2	2	21	21	-	17	-	47	6.18	94	139	139	17	5.88	-	-
1.00-1.59	1.36	8.99 (5)	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	74	20	20	5.35	-	-	-
1.00-1.79	1.50	1.42 (6)	1	-	4	34	34	4.43	11	4.69	39	-	-	-	-	-	-	-	-
1.59-2.51	2.15	3.58 (6)	-	-	-	-	-	4.97	-	4.69	-	4.72	19	4.72	-	-	-	-	-
1.79-2.51	2.21	3.06 (6)	-	3	3	8	8	-	11	-	25	-	-	-	-	-	-	-	-
2.51-3.98	3.41	1.42 (7)	1	-	17	3	3	3.74	36	4.40	13	3.96	-	-	-	-	-	-	-
3.98-6.31	5.40	5.67(7)	-	-	17	36	36	-	21	3.57	-	-	-	-	-	-	-	-	-
6.31-10.00	8.55	2.26 (8)	-	-	26	34	34	3.18	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
10.00-12.59	11.44	3.00 (8)	1	-	12	12	12	2.60	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
12.59-15.85	14.40	5.99 (8)	9	-	2	2	2	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
15.85-19.95	18.13	1.20 (9)	1	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-

**Cetvel 6b :** Geç tipten devlere ait logaritmik  $D^*$  yoğunluk fonksiyonu.

$r_1-r_2$	$\bar{r}$	$\Delta V_{1,2}$	N	$D^*$
0.00-1.00	0.79	3.02 (5)	4	4.54
1.00-1.59	1.36	8.99 (5)	9	
1.59-2.51	2.15	3.58 (6)	22	
2.51-3.98	3.41	1.42 (7)	31	
3.98-6.31	5.40	5.67 (7)	47	3.92
6.31-10.00	8.55	2.26 (8)	61	3.43
10.00-12.59	11.44	3.00 (8)	36	3.08
12.59-15.85	14.40	5.99 (8)	28	2.67
15.85-19.95	18.82	1.20 (9)	15	2.10
19.95-25.12	22.83	2.38 (9)	24	2.00
25.12-31.62	28.74	4.76 (9)	21	1.64
> 31.62	-	-	9	-

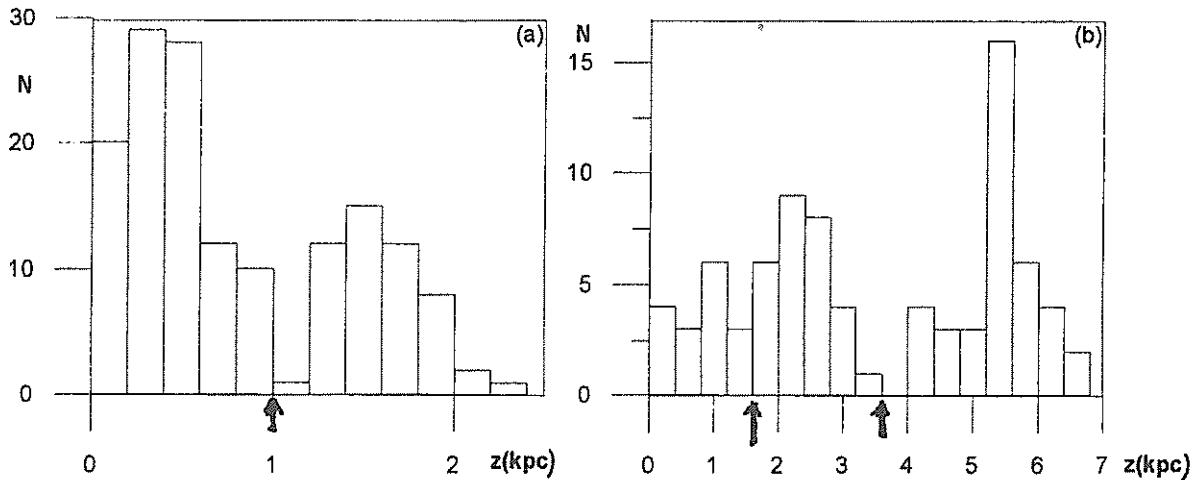
**Cetvel 7 :** Popülasyon I, Ara Popülasyon II, Popülasyon II ve bunların birleşimine ait yoğunluk histogramlarının Gilmore-Wyse (1985) ve Buser-Rong (1994) modelleri ile karşılaştırılmasından elde edilen standart sapmalar (üstteki değerler Gilmore-Wyse, altakiler ise Buser-Rong modellerine aittir).

$M(G) \Rightarrow$	$2 < M(G) \leq 3$	$3 < M(G) \leq 4$	$4 < M(G) \leq 5$	$5 < M(G) \leq 6$	$6 < M(G) \leq 7$	$7 < M(G) \leq 8$
Popülasyon I	$\pm 0.25$ .25	$\pm 0.07$ .06	$\pm 0.29$ .27	$\pm 0.23$ .23	$\pm 0.18$ .18	$\pm 0.07$ .07
Ara Popülasyon II	$\pm 0.25$ .19	$\pm 0.55$ .49	$\pm 0.36$ .32	$\pm 0.00$ .00	- -	- -
Popülasyon II	$\pm 0.00$ .00	- -	- -	- -	- -	- -
Bütün Popülasyonlar	$\pm 0.37$ .30	$\pm 0.14$ .14	$\pm 0.31$ .29	$\pm 0.18$ .27	$\pm 0.07$ .04	$\pm 0.04$ .04

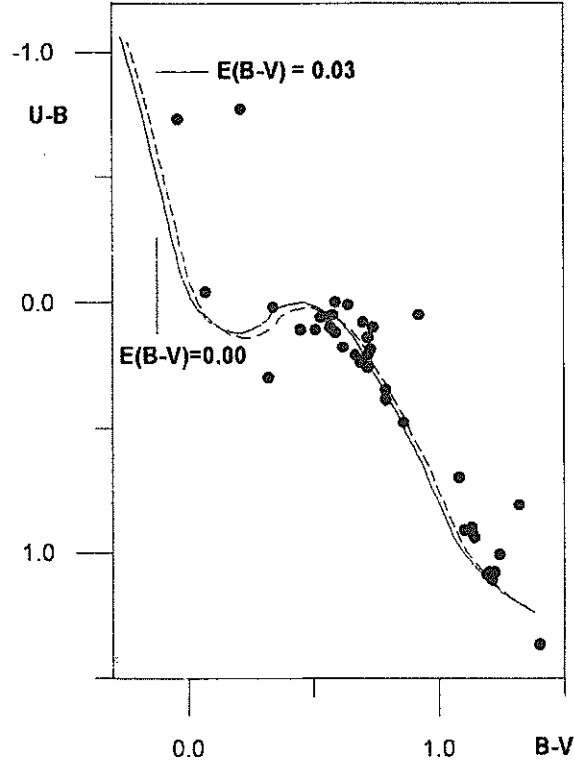
**Devler :** Gilmore-Wyse :  $\pm 0.14$ , Buser-Rong :  $\pm 0.34$

**Cetvel 8 :** Popülasyon I, Ara Popülasyon II, Popülasyon II ve bunların birleşimine ait yoğunluk histogramlarının Gilmore-Wyse (1985) ve Buser-Rong (1994) modelleri ile karşılaştırılmasından elde edilen Güneş civarındaki yoğunluk değerleri (üstteki değerler Gilmore-Wyse, alttakiler ise Buser-Rong'a aittir) ve bunların farkları. Gliese (1969) ve Gliese ve Jahreiss (1992)'e ait Güneş civarındaki yoğunluk değerleri de verilmiştir.

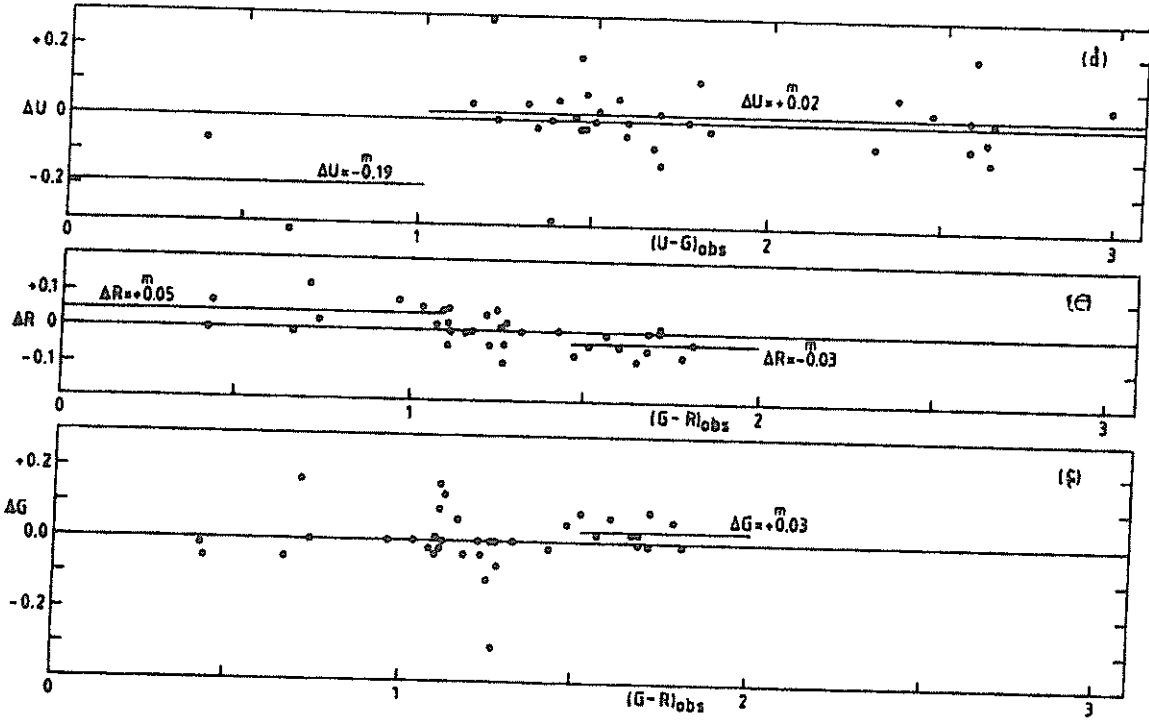
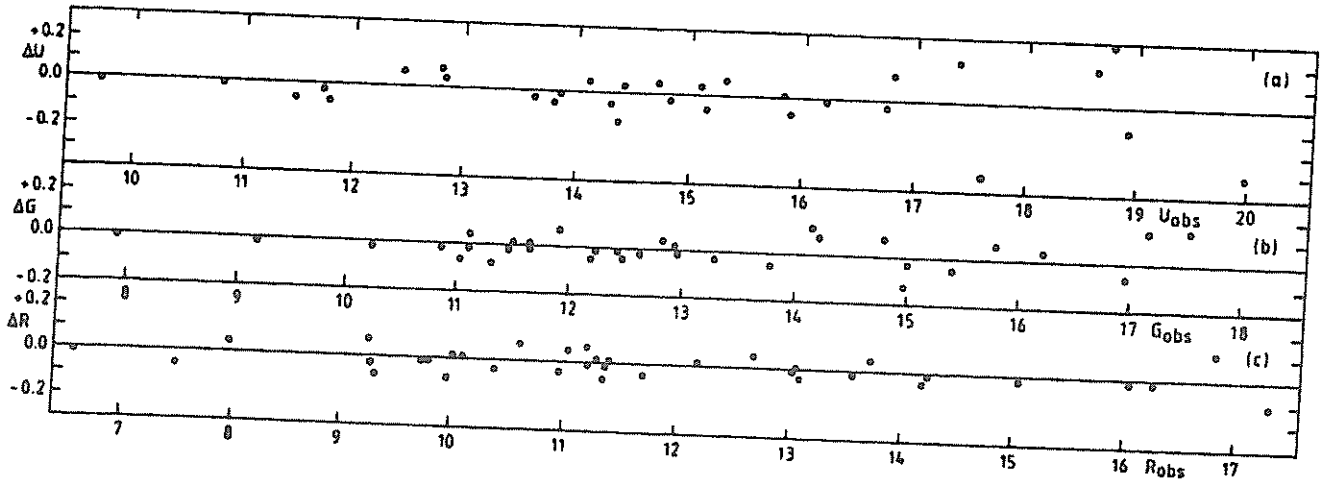
$M(G) \Rightarrow$	2-3	3-4	4-5	5-6	6-7	7-8
<b>Popülasyon I</b>	6.20	6.79	6.87	7.21	7.29	7.59
	6.24	6.79	6.88	7.20	7.29	7.60
<b>Ara Popülasyon II</b>	5.09	5.19	5.26	5.37	-----	-----
	4.93	5.04	5.18	5.31	-----	-----
<b>Popülasyon II</b>	3.92	-----	-----	-----	-----	-----
	3.92	-----	-----	-----	-----	-----
<b>Bütün Popülasyonlar</b>	6.71	6.87	6.81	7.27	7.33	7.59
	6.36	6.63	6.59	7.16	7.27	7.53
<b>Pop I - Ara Pop II</b>	1.11	1.60	1.61	1.84	-----	-----
	1.31	1.75	1.70	1.89	-----	-----
<b>Ara Pop II - Pop II</b>	1.17	-----	-----	-----	-----	-----
	1.01	-----	-----	-----	-----	-----
<b>Gliese (1969)</b>	6.78	7.18	7.41	7.52	7.48	7.42
<b>Gliese ve Jahreiss (1992)</b>	6.83	6.99	7.50	7.62	7.63	7.60



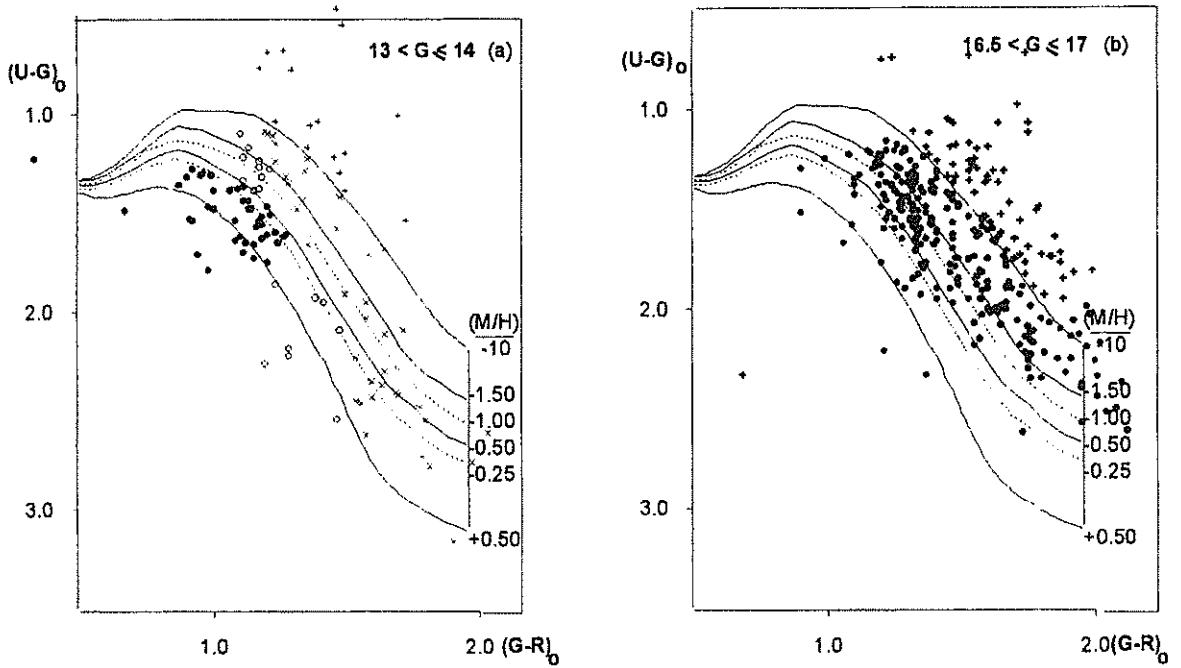
**Şekil 1a-b :** Alan yıldızlarının “Uzay Dağılımları Yöntemine” göre (Karaali, 1994) popülasyon tiplerine ayrılması. (a)  $4^m.5 < M(G) \leq 5^m.5$ , (b)  $2 < M(G) \leq 3^m$  mutlak kadir aralıkları için.



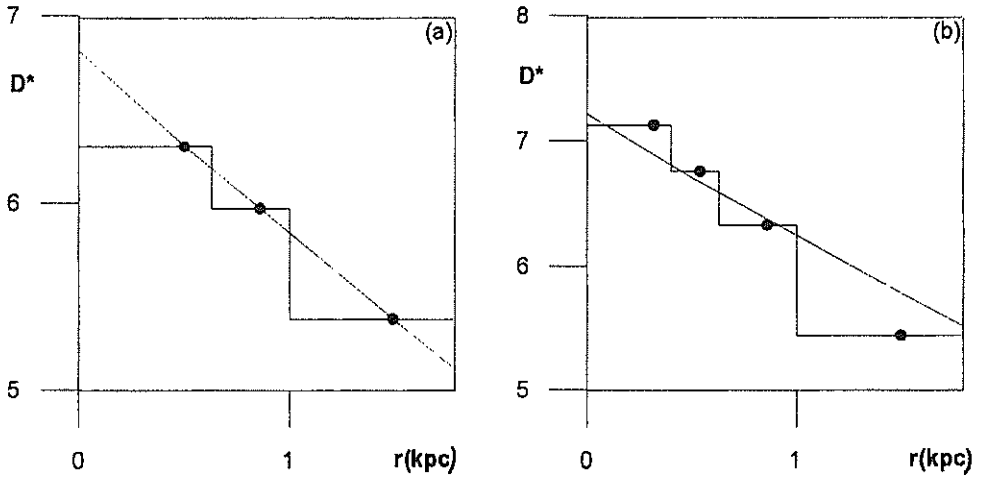
Şekil 2 : 40 standart yıldızın (U-B, B-V) iki renk diyagramı ve  $E(B-V) = 0^m.03$  lik kızarma miktarı.



Şekil 3a-f : Gözlemsel verilerin standart şekle dönüştürülmesi. Kadir eşitliği yoktur (a-c), renk eşitliği ise küçüktür (d-f).

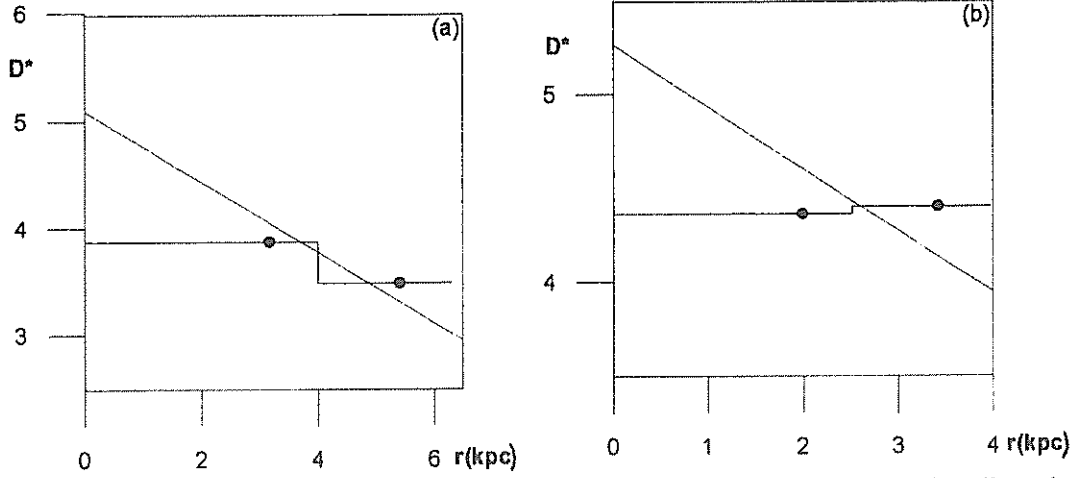


**Şekil 4a-b :** SA 71 alanına ait iki tane iki renk diyagramı: (a)  $13^m < G \leq 14^m$ , ve  $16.5^m < G \leq 17^m$ . sembollerin anlamı şöyledir. (●) anakol yıldızları, (○)  $2^m < G \leq 4^m$  mutlak kadir aralığında bulunan evrimleşmiş yıldızlar, (X) geç tipten devler, (+) istatistik dışı bırakılan yıldızlar.

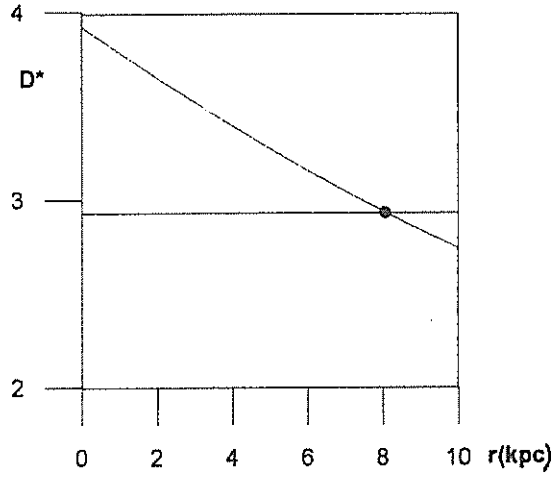


**Şekil 5a-b :**  $3 < M(G) \leq 4^m$  ve  $5 < M(G) \leq 6^m$  mutlak kadir aralığındaki Popülasyon I yıldızlarına ait uzay yoğunluk histogramları ve Gilmore-Wyse (1985) modeli ile karşılaştırılması.

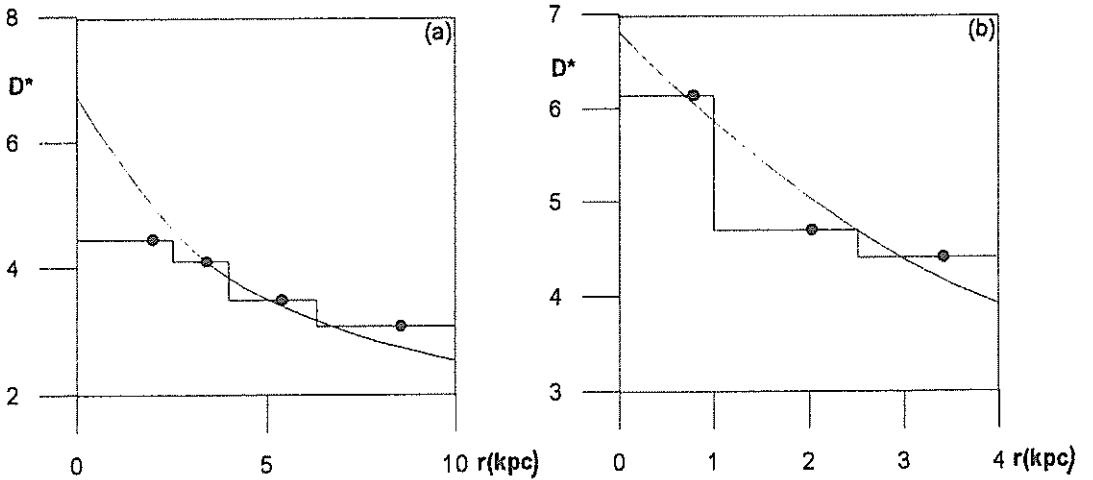


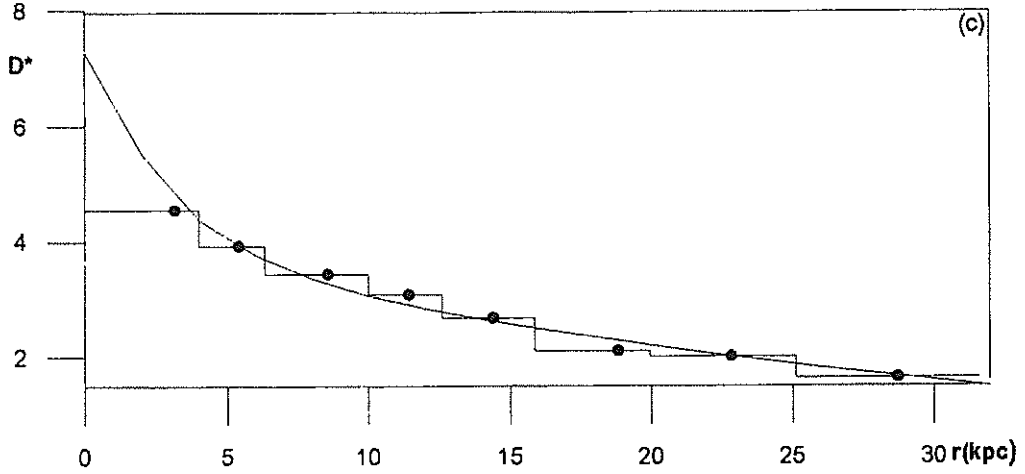


Şekil 6a-b :  $2 < M(G) \leq 3^m$  ve  $4 < M(G) \leq 5^m$  mutlak kadir aralığındaki Ara Popülasyon II yıldızlarına ait uzay yoğunluk histogramları ve Gilmore-Wyse (1985) modeli ile karşılaştırılması.

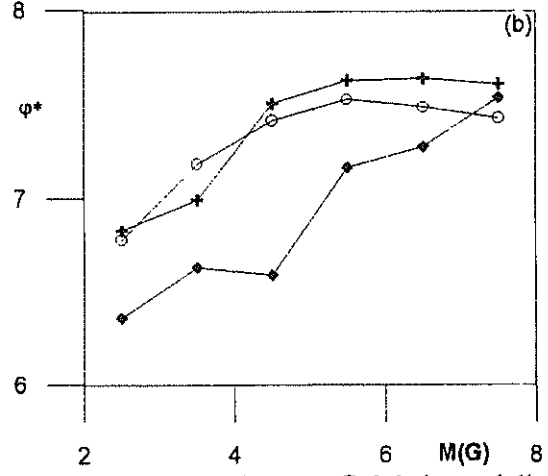
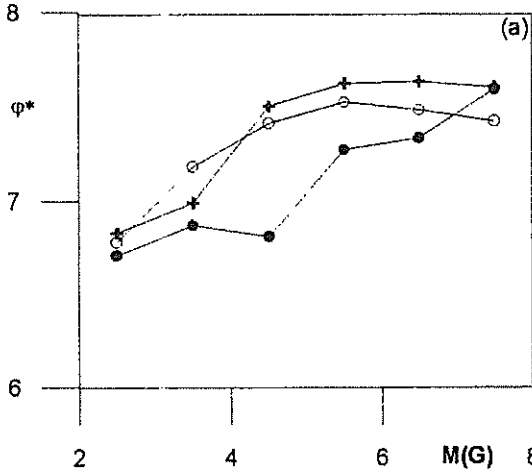


Şekil 7 :  $2 < M(G) \leq 3^m$  mutlak kadir aralığındaki Popülasyon II yıldızlarına ait uzay yoğunluk histogramları ve Gilmore-Wyse (1985) modeli ile karşılaştırılması.

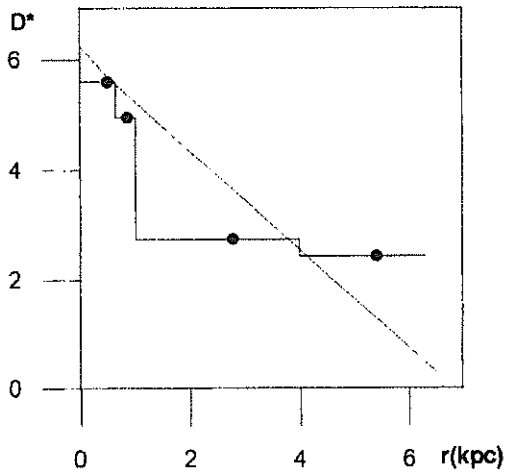




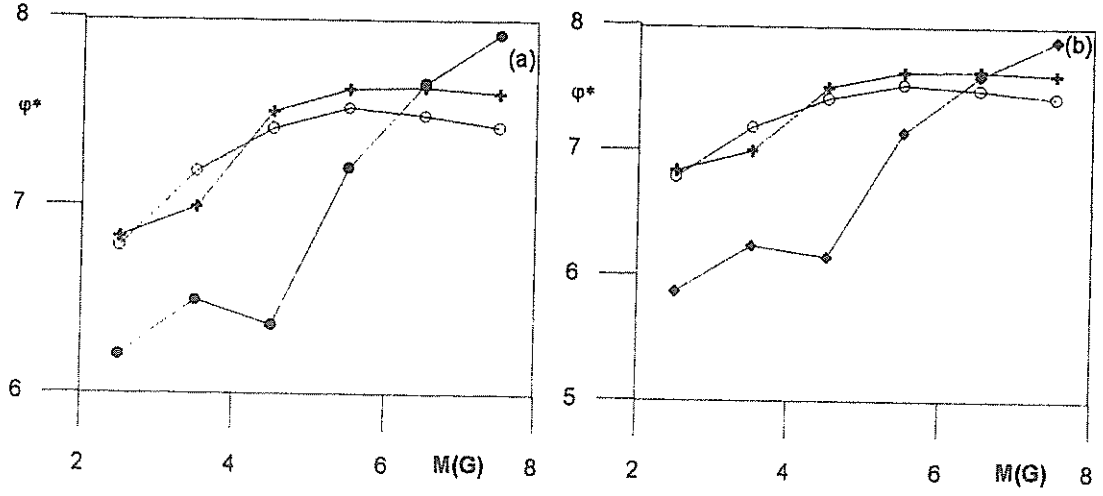
**Şekil 8a-c :**  $2 < M(G) \leq 3^m$  ve  $4 < M(G) \leq 5^m$  mutlak kadir aralığındaki ve geç tipten devler için, bütün popülasyonlara ait uzay yoğunluk histogramları ve Gilmore-Wyse (1985) modeli ile karşılaştırılması.



**Şekil 9a-b :** Bütün popülasyonlara ait uzay yoğunluk histogramlarının Galaksi modelleri ile karşılaştırılmasından elde edilen ışma gücü fonksiyonları ve Gliese (1969) ve Gliese ve Jahreiss (1992)'e ait ışma gücü fonksiyonları ile karşılaştırılması. (a) Gilmore-Wyse (1985), (b) Buser-Rong (1994) için. (○) Gliese (1969), (+) Gliese ve Jahreiss (1992), (●) Gilmore-Wyse (1985), (◆) Buser-Rong (1994) modelinden elde edilen ışma gücünü göstermektedir.



**Şekil 10 :** Buser-Fenkart (1990) yöntemi ile tayin edilen,  $2 < M(G) \leq 3^m$  mutlak kadir aralığındaki Popülasyon I yıldızlarına ait uzay yoğunluk histogramları ve Gilmore-Wyse (1985) modeli ile karşılaştırılması.



**Şekil 11** : Buser - Fenkart (1990) yöntemi ile tayin edilen ışım gücü fonksiyonları ve Gliese (1969) ve Gliese ve Jahreiss (1992)'e ait ışım gücü fonksiyonları ile karşılaştırılması. (a) Gilmore-Wyse (1985), (b) Buser-Rong (1994) için. (⊙) Gliese (1969), (+) Gliese ve Jahreiss (1992), (●) Gilmore-Wyse (1985), (◆) Buser-Rong (1994) modelinden elde edilen ışım gücünü göstermektedir.

## ÜÇ RENK FOTOMETRİSİNDE PARLAKLIK SINIFI, SPEKTREL TİP VE METAL BOLLUĞUNUN FONKSİYONU OLARAK YENİ DÖNÜŞÜM FORMÜLLERİ

Serap Güngör Ak<sup>1</sup>, Salih Karaali<sup>1</sup>, Roland Buser<sup>2</sup>

<sup>1</sup> İ.Ü.F.F. Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 34452, Üniversite-İstanbul

<sup>2</sup> Astronomical Institute, University of Basel, Venusstrasse 7, CH-4102, Binningen-Switzerland

**Özet :** Bu çalışmada, Buser ve Kurucz'un (1992) teorik atmosfer modelleri kullanılarak elde edilen sentetik UBV ve RGU kadirleri arasında, spektrel tipin, parlaklık sınıfının ve metal bolluğunun bir fonksiyonu olarak dönüşüm formülleri elde edilmiş, böylece kararma eğrilerinin çiziminde sadece Popülasyon I ( $[M/H] = 0.00$ ) yıldızlarının standart yıldız olarak kullanılma zorunluluğu ortadan kaldırılmıştır.

Yeni dönüşüm formülleri ilk olarak NGC 6171 yıldız alanına uygulanmış, ve elde edilen ışımaya gücü fonksiyonunun Gliese'in (1969) ışımaya gücü fonksiyonu ile iyi bir şekilde uyduğu görülmüştür.  $M(G) < 5$  kadir aralığı için, bu çalışmadaki ışımaya gücünün Gliese'in (1969) ışımaya gücünün altında olması, renk kadir diyagramlarının bu mutlak kadir aralığında dik oluşu ve mutlak kadir tayinini zorlaştırmasındandır.

**Anahtar Kelimeler :** *Fotometri, Galaktik Yapı, Galaksi Modelleri.*

## COMPARISON OF METALLICITIES ADOPTED FOR THE SYNTHETIC UBV PHOTOMETRY WITH THOSE EVALUATED BY MEANS OF RGU PHOTOMETRY

**Abstract :** In this work, transformation formulae between synthetic UBV and RGU magnitudes, based on the theoretical atmosphere models of Buser and Kurucz (1992), which covers all spectral types, luminosity classes and metal abundances is presented. Thus, standards with different metallicities, besides Population I ( $[M/H] = 0.00$ ) would be used in the calibration curves.

The first application of the new transformation formulae to the field NGC 6171 gives a luminosity function comparable with that of Gliese (1969). The lower values of the luminosity function in this work for  $M(G) < 5$  magnitude interval is due to the vertical position of the colour-magnitude diagrams for this absolute magnitude interval.

**Key Words :** *Photometry, Galactic Structure, Galaxy Models.*

### 1. Giriş

RGU üç renk fotometrisinin fotografik olarak tanımlanması, standart yıldızların R,G,U kadirlerinin fotoelektrik U, B, V kadirlerinden hesaplanmasını gerektiriyor. Bu nedenle, fotoelektrik U, B, V kadirlerini fotografik R, G, U kadirlerine dönüştürmek için

formüller elde edilmiş ve bu dönüşüm formüllerinde 40 yıla yakın bir zaman içinde büyük gelişme olmuştur.

Başlangıçta, Stock (1956) tarafından deneysel olarak bulunan ve Becker (1962) tarafından biraz değiştirilen dönüşüm formülleri kullanılmaktaydı.

Steinlin (1968) dönüşüm formüllerini, Arp'ın 1958'de elde ettiği (U-B, B-V) iki renk diyagramını Becker'in deneysel olarak bulduğu (U-G, G-R) iki renk diyagramına görüntüleyecek şekilde geliştirerek deneysel olarak elde etti.

Steinlin formüllerinin yetersiz olduğu kısa zamanda anlaşılmış ve kırmızı yıldızlar (B-V > 1<sup>m</sup>.0) için G ve R kadirlerine sırası ile  $\Delta G = -0.22$  ve  $\Delta R = -0.15$  kadirlik düzeltmeler yapılması gereği duyulmuştur.

Bell (1972), atmosfer modellerine dayanan sentetik spektrumların kullanılması ile, sadece F ve G spektrel tipindeki cüce yıldızlar için geçerli olan dönüşüm formüllerini elde etmiştir. Bu dönüşüm formülleri yardımı ile kurulan (U-B, B-V) iki renk diyagramının gözlemlerle yeterli bir doğrulukla çakışmamasından dolayı dönüşüm formülleri kusurludur.

1978 yılında Buser (1978a,b), sadece Popülasyon I anakol yıldızları için geçerli olan dönüşüm formüllerinin ortaya konmasına U, B, V ve R, G, U'ya ait geçirgenlik fonksiyonlarının yeniden elde edilmesiyle başlamıştır. Kurucz'un atmosfer modellerine dayanan sentetik spektrumlar aracılığı ile elde edilen dönüşüm formülleri aşağıda verilmiştir :

$$\begin{aligned} U-G &= 1.17(U-B) + 0.15(B-V) + 1^m.31 + \Delta_1 \\ G-R &= 1.27(B-V) - 0.04(U-B) + 0^m.34 + \Delta_2 \\ G &= V + 0.63(B-V) - 0.01(U-B) + \Delta_3 \\ U &= U_{UBV} + 0.16(U-B) - 0.22(B-V) + 1^m.31 + \Delta_4 \\ R &= V - 0.64(B-V) + 0.03(U-B) - 0^m.34 + \Delta_5 \end{aligned}$$

Bu eşitliklerdeki  $\Delta_i$ 'ler ( $i = 1, 2, \dots, 5$ ) E(B-V) renk artışı cinsinden şöyle tanımlanmıştır :

$$\Delta_i = \alpha_i E(B-V) + \beta_i E^2(B-V) + \gamma_i E^3(B-V)$$

Bu eşitlikteki  $\alpha_i, \beta_i, \gamma_i$ 'nin değerleri gerçek (B-V)<sub>0</sub> renk indeksine bağlı olarak yani spektrel tipin bir fonksiyonu olarak cetvel halinde verilir.

Daha sonra, Buser (1988) Popülasyon I sınıflarına ait dönüşüm formüllerini geliştirerek O-K ve M spektrel tipleri için ayrı bağıntılar bulmuş, ayrıca A-K ve M spektrel tipindeki devler için de, ilk defa, dönüşüm formülleri elde etmiştir.

$$\begin{aligned} U-G &= a_1(U-B) + b_1(B-V) + c_1 \\ G-R &= a_2(U-B) + b_2(B-V) + c_2 \\ G-V &= a_3(U-B) + b_3(B-V) + c_3 \end{aligned}$$

şeklinde ifade edilen dönüşüm formüllerine ait  $a_i, b_i$  ve  $c_i$  ( $i = 1, 2, 3$ ) katsayılarının sayısal değerleri spektrel tipin fonksiyonu olarak Cetvel 1'de verilmiştir.

Steinlin formülleri, Stock-Becker formüllerinden daha iyi olmalarına ve 1980'li yılların sonlarına kadar birçok çalışmada kullanılmış olmalarına rağmen önemli bir kusur içermektedirler.  $U_{RGU}$  ve  $U_{UBV}$  kadirlerinin sadece sıfır noktaları farklıdır. Bu, fotografik UBV ve fotografik RGU için doğrudur. Çünkü her iki sisteme ait U'lar için aynı plak ve aynı filtre kullanılır. UBV fotometrisinde fotoelektrik U bandı ile fotografik U bandının farklı olduğu bilinmektedir. UBV'den RGU'ya dönüşüm yaparken kullanılan kadirler fotoelektrik olduğundan, Stock-Becker ve Steinlin formülleri sistematik hatalar içeriyor. Buser, bu sistematik hatayı ayrıntılı spektrel enerji dağılımları kullanarak elde ettiği U, B, V kadirlerini, aynı yolla tayin ettiği R, G, U kadirlerine dönüştürerek ortadan kaldırmıştır. Fakat Buser'in (1978b, 1988) dönüşüm formülleri de sadece Güneş metal bolluğundaki

**Cetvel 1 : Buser 'in (1988) dönüşüm formüllerine ait katsayılar.**

	$a_1$	$b_1$	$c_1$
O-K cüceleri	1.17	0.15	1.21
M cüceleri	1.21	0.23	1.05
A-K devleri	1.12	0.15	1.24
M devleri	1.36	-0.29	1.47
	$a_2$	$b_2$	$c_2$
O-K cüceleri	-0.04	1.27	0.32
M cüceleri	-0.99	1.13	1.76
A-K devleri	-0.09	1.22	0.33
M devleri	-0.93	2.36	0.31
	$a_3$	$b_3$	$c_3$
O-K cüceleri	-0.01	0.63	-0.01
M cüceleri	-0.46	0.88	0.24
A-K devleri	-0.02	0.65	-0.01
M devleri	-0.52	1.36	-0.12

anakol ve dev yıldızları için geçerlidir. Alan yıldızlarının metal bakımından fakir bir küresel kümenin yanında seçilmesi halinde söz konusu formüller küresel küme yıldızlarına uygulanamaz. Standart yıldızların, alan yıldızı olması halinde de durum aynıdır; metal bakımından fakir yıldızlara bu formüller uygulanamaz. Bu yüzden yeni dönüşüm formüllerine gereksinim vardır. Her türlü gereksinime karşılık vermesi için dönüşüm formüllerinin bütün spektral tip aralığını kapsayacak şekilde anakol ve devler için ayrı ayrı elde edilmesi, ve metal bolluğunun fonksiyonu olması gerekiyor.

Bu çalışmada, Buser ve Kurucz'un (1992) atmosfer modelleri kullanılarak anakol ve dev yıldızları için  $[M/H] = 0.5, 0.0, -0.5, -1.0, -2.0$  ve  $-3.0$  metal bolluklarına göre yeni dönüşüm formülleri elde edilmiştir.

## 2. Yeni Dönüşüm Formülleri ve Kızarma Parametreleri

Bu çalışmada kullanılan sentetik renk indekslerini sentetik fotometri yardımıyla elde etmek için, Buser ve Kurucz'un (1992) farklı  $[M/H]$  metal bolluğu,  $T_e$  etkin sıcaklığı ve  $\log g$  yüzey çekimine sahip teorik atmosfer modellerinden 195 tanesi kullanılmıştır. Sentetik renklerin bir örneği Cetvel 2'de verilmiştir.

### 2.1 Parlaklık Sınıfı, Spektral Tip ve Metal Bolluğunun Fonksiyonu Olarak Yeni Dönüşüm Formülleri

Yıldızlararası kızarma olmadığı durumda dönüşüm formülleri,

$$U-G = a_1(U-B) + b_1(B-V) + c_1$$

$$G-R = a_2(U-B) + b_2(B-V) + c_2$$

$$G-V = a_3(U-B) + b_3(B-V) + c_3$$

şeklinde. Bu formüllerdeki U-G, G-R, G-V, U-B ve B-V sentetik renk indeksleri, ve  $a_i$ ,  $b_i$  ve  $c_i$  ( $i = 1, 2, 3$ ) de tayin edilmesi gereken dönüşüm katsayılarıdır. Cetvel 2'de bir örneği verilen sentetik renk indeksleri kullanılarak, anakol ve devlerin farklı metal bollukları için ayrı ayrı  $a_i$ ,  $b_i$ ,  $c_i$  katsayıları en küçük kareler yöntemi ile tayin edilebilir.

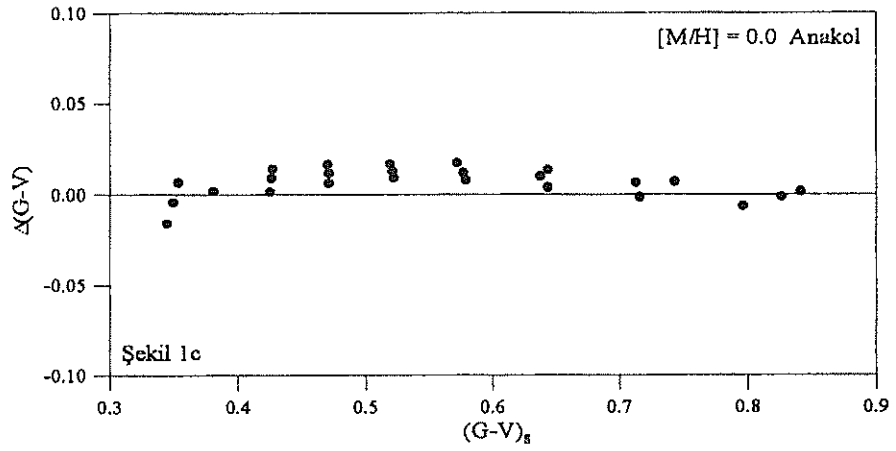
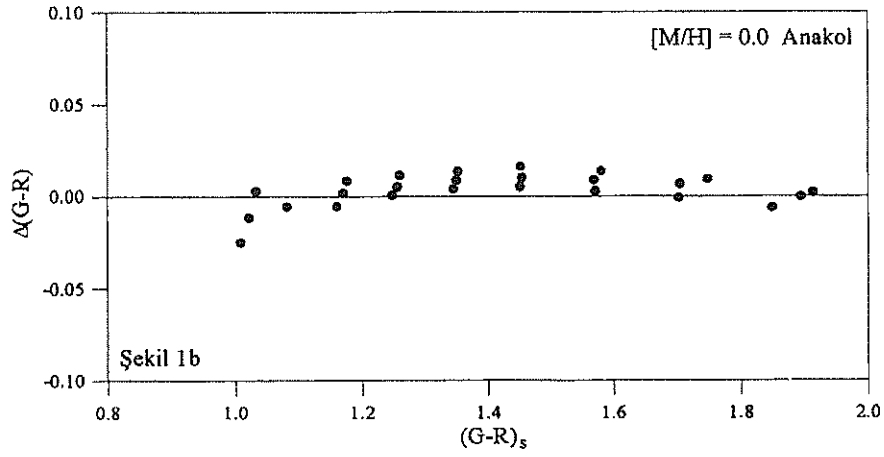
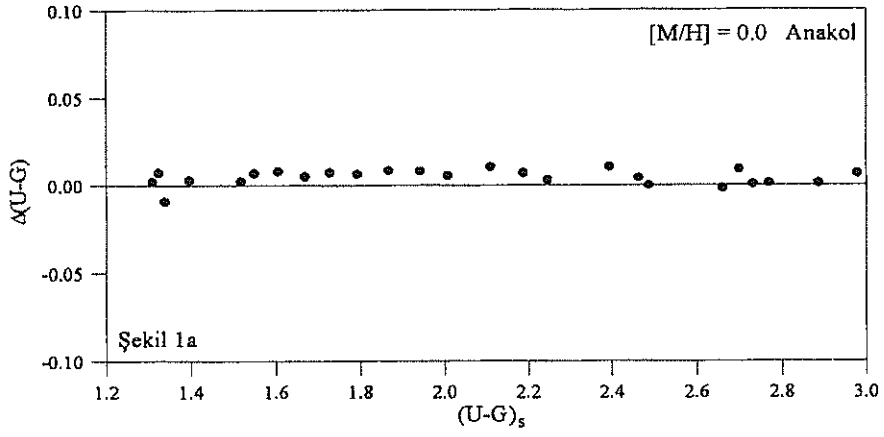
**Cetvel 2. Orijinal sentetik UBV ve RGU verilerinden örnekler.**  $[M/H]$  metal bolluğu,  $\log g$  yüzey çekimi ve  $T_e$  etkin sıcaklığı cetvelin başında belirtilmiştir. Sütunların açıklaması ise şöyledir: (1) Kabul edilen  $E^*(B-V)$  renk artışı, (2)  $E(B-V)$  renk artışı, (3), (4), (5), (6) ve (7) sırası ile U-B, B-V, U-G, G-R, ve G-V renk indeksleri, (8)  $EUBV=E(U-B)/E(B-V)$  oranı, (9)  $R=A(V)/E(B-V)$  oranı, (10)  $ERGU=E(U-G)/E(G-R)$  oranı, ve, (11)  $RRGU=A(G)/E(G-R)$  oranı.  $A(V)$  ve  $A(G)$ , sırasıyla V ve G bantlarındaki absorpsiyonları gösterir. Tüm modellerde türbülans hız 2 km/sn, hidrojen bolluğu ise 0.90 alınmıştır.

[M/H]= 0.50 $\log g= 3.75$ $T_e= 4000$ °K										
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)	(11)
$E^*(B-V)$	$E(B-V)$	U-B	B-V	U-G	G-R	G-V	EUBV	RUBV	ERGU	RRGU
0.000	0.000	1.698	1.313	3.379	1.922	0.790	0.00	0.00	0.00	0.00
0.100	0.084	1.784	1.397	3.483	2.051	0.862	1.02	3.66	0.80	2.95
0.200	0.168	1.870	1.481	3.587	2.180	0.935	1.02	3.66	0.80	2.95
0.300	0.251	1.957	1.564	3.691	2.308	1.009	1.03	3.67	0.81	2.95
0.400	0.334	2.044	1.647	3.794	2.436	1.082	1.03	3.67	0.81	2.96
0.500	0.417	2.132	1.730	3.898	2.564	1.156	1.04	3.67	0.81	2.96
0.600	0.500	2.220	1.813	4.002	2.692	1.231	1.04	3.67	0.81	2.96
0.700	0.582	2.309	1.895	4.106	2.819	1.305	1.05	3.68	0.81	2.96
0.800	0.664	2.398	1.977	4.209	2.945	1.380	1.05	3.68	0.81	2.96
1.000	0.827	2.579	2.141	4.417	3.198	1.531	1.06	3.68	0.81	2.97

[M/H]= 0.50 $\log g= 3.75$ $T_e= 4250$ °K										
$E^*(B-V)$	$E(B-V)$	U-B	B-V	U-G	G-R	G-V	EUBV	RUBV	ERGU	RRGU
0.000	0.000	1.505	1.202	3.139	1.784	0.717	0.00	0.00	0.00	0.00
0.100	0.086	1.589	1.288	3.242	1.914	0.790	0.98	3.60	0.79	2.94
0.200	0.171	1.674	1.373	3.346	2.043	0.863	0.99	3.61	0.80	2.94
0.300	0.256	1.759	1.458	3.449	2.172	0.937	0.99	3.61	0.80	2.94
0.400	0.340	1.845	1.542	3.552	2.301	1.010	1.00	3.61	0.80	2.95
0.500	0.425	1.931	1.627	3.655	2.429	1.084	1.00	3.61	0.80	2.95
0.600	0.509	2.018	1.711	3.758	2.557	1.159	1.01	3.62	0.80	2.95
0.700	0.592	2.106	1.794	3.862	2.685	1.233	1.01	3.62	0.80	2.95
0.800	0.676	2.194	1.878	3.965	2.812	1.308	1.02	3.62	0.80	2.96
1.000	0.842	2.371	2.044	4.172	3.066	1.459	1.03	3.63	0.81	2.96

U-B ve B-V sentetik renk indeksleri ile uygun dönüşüm formülleri kullanılarak U-G, G-R ve G-V renk indeksleri hesaplanıp, bunlara karşılık gelen U-G, G-R ve G-V orijinal sentetik renk indeksleri ile karşılaştırıldıklarında sistematik bir fark gözlenmiştir. Buna ait bir örnek, metal bolluğu  $[M/H] = 0.0$  olan anakol yıldızları için Şekil 1a-c’de gösterilmiştir. Bu durum, orijinal U-G, G-R ve G-V renk indekslerinde bir düzeltme yapılması gerektiğini ortaya koymaktadır. Bu yapılırken, daha çok kullanım alanı olan sentetik U-B ve B-V renk indekslerinin doğru olduğu kabul edilmiştir.

Orijinal sentetik (U-G), (G-R) ve (G-V) renk indekslerindeki sistematik hata, anakol yıldızları için  $[M/H]=0.00$  metal bolluğundaki Pop.I anakol yıldızlarının UBV verilerini RGU sistemine dönüştüren Buser (1988) formülleri, dev yıldızlar için ise Buser ve Güngör tarafından 1993 yılında elde edilen Pop. I devleri için geçerli olan formüller kullanılarak düzeltilmiştir. Yıldızlararası kızarmanın bulunmadığı durum için, orijinal U-B ve B-V ile düzeltilmiş U-G, G-R ve G-V renk indeksleri kullanılarak anakol ve devlerin farklı metal bollukları için yeni dönüşüm formülleri hesaplanmış, ve bunlara ait dönüşüm katsayıları Cetvel 3’te verilmiştir.



**Şekil 1a-c.**  $\Delta(U-G) = (U-G)_h - (U-G)_s$ ,  $\Delta(G-R) = (G-R)_h - (G-R)_s$ ,  $\Delta(G-V) = (G-V)_h - (G-V)_s$  ile bunlara karşılık gelen  $(U-G)_s$ ,  $(G-R)_s$  ve  $(G-V)_s$  renk indekslerinin karşılaştırılması.  $h$  = hesaplanan,  $s$  = sentetik anlamındadır.



Cetvel 3. Yeni dönüşüm formüllerine ait katsayılar.

[M/H] (Anakol Yıldızları)	a <sub>1</sub>	b <sub>1</sub>	c <sub>1</sub>	Model Sayısı	Standart Sapma
0.5	1.26	0.04	1.31	18	± 0.005
0.0	1.17	0.15	1.24	25	± 0.007
-0.5	1.13	0.15	1.22	18	± 0.010
-1.0	1.21	0.01	1.30	17	± 0.007
-2.0	1.20	0.04	1.28	17	± 0.005
-3.0	1.13	0.18	1.18	9	± 0.006
<b>(Devler)</b>					
0.0	1.14	0.15	1.24	17	± 0.010
-0.5	1.16	0.10	1.26	19	± 0.017
-1.0	1.18	0.10	1.25	19	± 0.022
-2.0	1.16	0.20	1.19	19	± 0.019
-3.0	1.15	0.24	1.18	17	± 0.013

[M/H] (Anakol Yıldızları)	a <sub>2</sub>	b <sub>2</sub>	c <sub>2</sub>	Model Sayısı	Standart Sapma
0.5	0.06	1.15	0.40	18	± 0.008
0.0	-0.04	1.28	0.32	25	± 0.009
-0.5	0.00	1.15	0.39	18	± 0.015
-1.0	0.19	0.85	0.59	17	± 0.012
-2.0	0.17	0.92	0.58	17	± 0.005
-3.0	0.06	1.12	0.47	9	± 0.007
<b>(Devler)</b>					
0.0	-0.07	1.23	0.33	17	± 0.008
-0.5	-0.01	1.11	0.41	19	± 0.007
-1.0	-0.01	1.12	0.43	19	± 0.010
-2.0	-0.02	1.16	0.43	19	± 0.008
-3.0	-0.04	1.23	0.41	17	± 0.009

[M/H] (Anakol Yıldızları)	a <sub>3</sub>	b <sub>3</sub>	c <sub>3</sub>	Model Sayısı	Standart Sapma
0.5	0.02	0.57	0.02	18	± 0.009
0.0	-0.01	0.63	-0.01	25	± 0.010
-0.5	0.07	0.49	0.06	18	± 0.011
-1.0	0.21	0.28	0.20	17	± 0.009
-2.0	0.19	0.32	0.19	17	± 0.009
-3.0	0.11	0.47	0.11	9	± 0.004
<b>(Devler)</b>					
0.0	0.00	0.64	-0.02	17	± 0.004
-0.5	0.03	0.60	0.01	19	± 0.004
-1.0	0.04	0.60	0.01	19	± 0.009
-2.0	0.04	0.64	0.01	19	± 0.007
-3.0	0.03	0.68	0.00	17	± 0.004

Yeni dönüşüm formülleri, herhangi bir metal bolluğunda bulunan standart yıldızların UVB verilerini RGU verilerine dönüştürme imkanı sağlamaktadır. Bu durum, standart yıldızların Pop.I anakol yıldızlarından seçilmesi zorunluluğunu ortadan kaldırdığından, yıldız alanlarını Galaksimizin farklı bölgelerinden seçme olanağını vermektedir. O halde, bir yıldız alanı açık bir yıldız kümesinin ([M/H] metal bolluğu sıfır) yanında seçilebileceği gibi, yaşlı

bir küresel kümenin ( $-3 \leq [M/H] < 0$ ) yanında da seçilebilir. Standart yıldızlar, metal bakımından fakir olan Pop.II yıldızlarından da alınabilir. Ayrıca, bu yıldızlar anakol yıldızları olabileceği gibi dev yıldızlar da olabilir. Yeni dönüşüm formülleri kullanılmadan önce, standart yıldızların (U-B, B-V) iki renk diyagramına yerleştirilip metal bolluklarının ve parlaklık sınıflarının belirlenmesi gerekir.

Yukarıda bahsedilen yeni dönüşüm formülleri, yıldızlararası kızarmanın olmadığı durumlarda kullanılabilir. Mutlak değerce küçük galaksi enlemlerindeki yıldız alanlarında ise yıldızlararası tozun sebep olduğu kızarmanın hesaba katılması gerekir. Bu durumda, dönüşüm formüllerine bir  $\Delta_i$  kızarma düzeltmesi ilave edilir :

$$\Delta_i = \alpha_i E(B-V) + \beta_i E^2(B-V) + \gamma_i E^3(B-V) \quad (i = 1, 2, \dots, 5).$$

Bu denklemdeki,  $\alpha_i$ ,  $\beta_i$ ,  $\gamma_i$  parametreleri  $[M/H]$  metal bolluğu ve  $\log g$  yüzey çekiminin fonksiyonu olarak hesaplanıp cetveller halinde verilir.

### 2.2 RGU Fotometri Sisteminde Kızarma Parametreleri

İki renk diyagramında kızarma eğrisi,  $E(U-G)$  ve  $E(G-R)$  selektif renk artıkları arasındaki bağıntı ile belirlenir. Bu bağıntı  $E(U-G) = \alpha E(G-R) + \beta E^2(G-R) + \gamma E^3(G-R)$  şeklindedir. G bandına ait toplam  $A(G)$  absorpsiyonu da  $A(G) = R_0 E(G-R) + R_1 E^2(G-R) + R_2 E^3(G-R)$  biçimindedir. Gerek selektif ve gerekse toplam absorpsiyon,  $[M/H]$  metal bolluğu ve  $\log g$  yüzey çekiminin bir fonksiyonudur. Belli bir metal bolluğu ve yüzey çekimi, fakat farklı sıcaklıklar için Cetvel 2'de bir örneği verilen sentetik veriler kullanılarak  $\alpha$ ,  $\beta$ ,  $\gamma$ ,  $R_0$ ,  $R_1$  ve  $R_2$  parametreleri tayin edildiğinde  $\beta$ ,  $\gamma$ ,  $R_1$  ve  $R_2$ 'nin çok küçük olduğu görülmüş ve ihmal edilmişlerdir.

Anakol ve dev yıldızları için hesaplanan  $\alpha$  ve  $R_0$ 'ın metal bolluğunun zayıf bir fonksiyonu olduğu, yani metal bakımından fakir yıldızlara gidildikçe kızarma parametrelerinin çok az değiştiği, büyük sıcaklıklarda ise bu değişimin yok olduğu görülmüştür. Bu nedenle uygulamada sağlayacağı kolaylık bakımından  $\alpha$  ve  $R_0$  kızarma parametrelerinin bir ortalaması alınmıştır. Bu durumda,  $\alpha = 0.78$  ve  $R_0 = 2.92$ 'dir.

## 3. Yeni Dönüşüm Formüllerinin NGC 6171 Yıldız Alanına Uygulanması

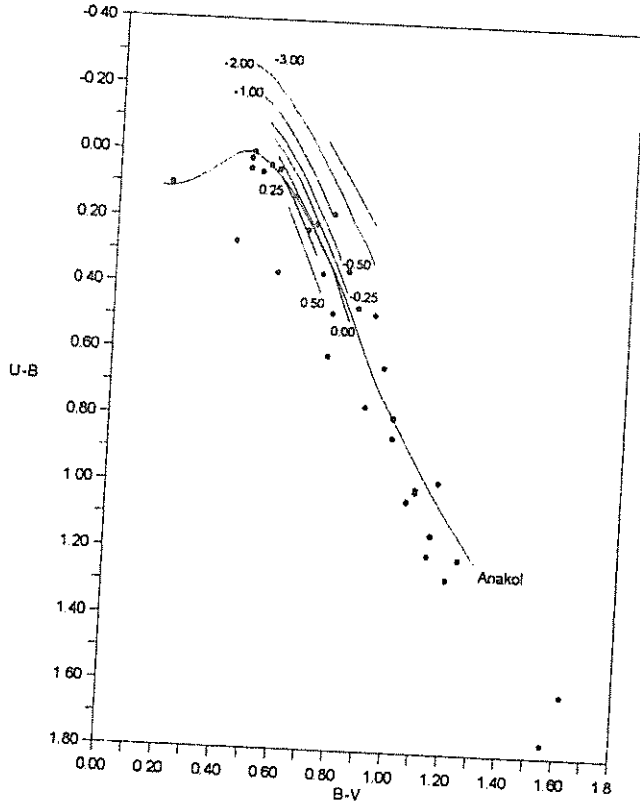
Metal bolluğunun bir fonksiyonu olarak elde edilen yeni dönüşüm formülleri NGC 6171 yıldız alanına uygulanmış ve bulunan sonuçlar daha önceki çalışmalarla karşılaştırılmıştır. NGC 6171 küresel kümesi doğrultusunda bulunan 0.92 derece karelik alandaki yıldızların, yıldızlararası kızarmadan etkilenmiş olması, ve standart yıldızların farklı metal bolluğunda bulunması bu alanın seçiminde etken olmuştur.

### 3.1 Popülasyon Tipleri ve Mutlak Kadirler

Standart yıldızlara uygulanan dönüşüm formülleri, bu yıldızların (U-B, B-V) iki renk diyagramındaki yerlerinden belirlenen metal bollukları yardımı ile tespit edilmiştir (Şekil 2). Belli iki metal bolluğu eğrisi arasında bulunan bir yıldızın R, G ve U kadirleri, bu metal bolluklarına karşılık gelen dönüşüm formüllerinden bulunan R, G ve U kadirlerinin ortalaması alınarak hesaplanmıştır.

Standart yıldızların R, G ve U bantları için ortalama iris okumaları ile dönüşüm formüllerinden hesaplanan R, G, U kadirleri yardımı ile çizilen kararırma eğrilerinden, alan yıldızlarının R, G ve U kadirleri elde edilmiştir. Böylece, alan yıldızları ardışık G kadir

aralıklarına ayrılarak iki renk diyagramlarına yerleştirilmiştir. İki renk diyagramında geç tipten devlerin ayırımı boşluk kriterine göre (Becker, 1962), anakol yıldızlarının popülasyon tipi tayini ise İnce Disk, Kalın Disk ve Halo'ya göre kalibre edilmiş iki renk diyagramındaki konumlarına göre yapılmıştır (Buser ve Fenkart, 1990).



Şekil 2. Metal bolluğuna göre kalibre edilmiş (U-B, B-V) iki renk diyagramı ve standart yıldızların konumu (rakamlar metal bolluğunu göstermektedir).

Geç tipten devlerin mutlak kadir tayini, devlerin metal bolluğu sıfır olarak kabul edildiğinden, metal bolluğu  $[M/H] = 0$  olan M67 açık kümesinin  $[M(G), (G-R)_0]$  renk kadir diyagramından yararlanarak yapılmıştır. Anakol yıldızlarının mutlak kadirleri ise Buser ve Fenkart'a (1990) ait olan her bir popülasyon için ayrı ayrı çizilen renk kadir diyagramları yardımı ile tayin edilmiştir.

### 3.2 Yoğunluk Fonksiyonları

Farklı popülasyon anakol yıldızları için ayrı ayrı, ve bunların birleşimi için çizilen yoğunluk fonksiyonları ile bütün geç tipten devler için çizilen yoğunluk fonksiyonu, Gilmore-Wyse IV (GWIV) modeli ile tamlık sınırı içinde karşılaştırılmıştır. Gözlemsel yoğunluk fonksiyonlarından model eğrileri ile en iyi uyuşanların İnce Disk'e (TN), popülasyonların birleşimine (TN+TK+S) ve geç tipten devlere ait olanların olduğu görülüyor. Kalın Disk (TK) ve Halo (S, Sferoid) bileşenleri için ise uyum daha azdır (Cetvel 4). Gözlemsel yoğunluk fonksiyonlarının modellerle uyumluluğunu belirleyen bir başka kriter, model eğrileri yardımı ile tayin edilen Güneş civarındaki uzay yoğunluk değerleridir.

**Cetvel 4.** Gözlemsel yoğunluk fonksiyonları ile Gilmore-Wyse IV (GWIV) modelinin karşılaştırılmasına ait standart sapmalar ve Güneş civarındaki yoğunluk değerleri. TN+TK+S'ye ait son iki satırda Gliese'in (1969) ve Karaali'nin (1993) Güneş yoğunluk değerleri de verilmiştir.

M(G)	TN					TK			
	3 - 4	4 - 5	5 - 6	6 - 7	7 - 8	4 - 5	5 - 6	6 - 7	7 - 8
S	±0.33	±0.03	±0.10	±0.02	±0.00	±0.69	±0.27	±0.42	±0.03
GWIV(☉)	6.12	6.98	7.51	7.16	6.71	5.67	6.22	7.02	6.82

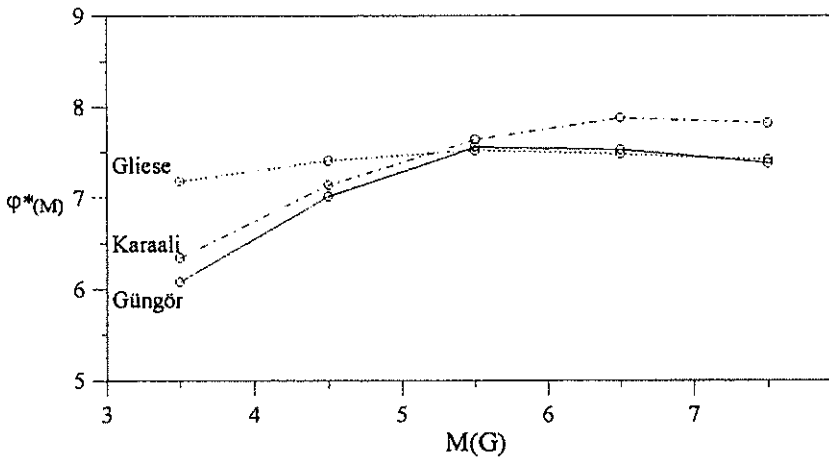
M(G)	S					
	3 - 4	4 - 5	5 - 6	6 - 7	7 - 8	8 - 9
S	±0.59	±0.96	±0.14	±0.49	±0.15	±0.17
GWIV(☉)	3.53	4.97	4.76	6.17	6.72	6.94

S	Devler		
	M(G): Her yıldız için ayrı değer	M(G)= 2 <sup>m</sup> .72	M(G)= 1 <sup>m</sup> .00
S	±0.10	±0.16	±0.21
GWIV(☉)	6.89	6.85	5.88

M(G)	TN+TK+S					
	3 - 4	4 - 5	5 - 6	6 - 7	7 - 8	8 - 9
S	±0.23	±0.04	±0.12	±0.17	±0.06	±0.12
GWIV(☉)	6.08	7.01	7.56	7.53	7.38	7.14
Gliese(☉)(1969)	7.18	7.41	7.52	7.48	7.42	
Karaali(☉)(1993)	6.34	7.14	7.64	7.88	7.82	

### 3.3 Işıma Gücü Fonksiyonu

Bütün bileşenlere ait gözlemsel yoğunluk fonksiyonları ile, bunlara karşılık gelen model eğrisinin karşılaştırılmasından elde edilen Güneş yoğunluk değerleri ışıma gücü fonksiyonunu verir. NGC 6171 yıldız alanına ait ışıma gücü fonksiyonu Cetvel 4'te verilmiş ve Şekil 3'te gösterilmiştir. Şekil 3'te Gliese'e (1969) ait ışıma gücü fonksiyonu ve Karaali



**Şekil 3.** NGC 6171 yıldız alanına ait ışıma gücü fonksiyonu.

tarafından, Buser (1988) dönüşüm formülleri kullanılarak yapılan çalışmada elde edilen ışım gücü fonksiyonu da bulunmaktadır. Bu çalışmada elde edilen ışım gücü fonksiyonu Gliese'e (1969) ait fonksiyonla iyi bir uyum içindedir.  $3 < M(G) \leq 4$  ve  $4 < M(G) \leq 5$  mutlak kadir aralıklarında ışım gücü değerlerinin Gliese'e (1969) ait olanlardan daha küçük olması, renk kadir diyagramlarının bu mutlak kadir aralıklarında dik oluşu ve mutlak kadir tayinini zorlaştırmasındandır.

#### 4. Tartışma ve Sonuç

Sentetik UBV ve RGU sistemleri arasındaki dönüşüm formüllerini  $[M/H]$  metal bolluğunun bir fonksiyonu olarak veren bu çalışma, Becker'in (1965) Halo programındaki bir eksikliği gidermektedir. Yeni formüller, her metal bolluğu, spektrel tip ve parlaklık sınıfındaki yıldızlara uygulanabilir.

Yeni dönüşüm formüllerinin uygulandığı NGC 6171 yıldız alanı için elde edilen ışım gücü fonksiyonunun Gliese'e (1969) ait ışım gücü fonksiyonu ile iyi bir şekilde uyuşması, yeni formüllerin doğruluğunu gösteren önemli bir kanıttır.

Aynı alan için Karaali (1993) tarafından elde edilen ışım gücü ile bu çalışmada elde edilen ışım gücü arasındaki fark, iki çalışmada farklı dönüşüm formüllerinin kullanılmasından kaynaklanmaktadır.

İnce Disk'e ait yoğunluk fonksiyonları Gilmore-Wyse (1985) modeli ile uyuşurken, bu durumun Kalın Disk ve Halo için söylenememesi, Güneş yoğunluk parametreleri için farklı değerler öneren yeni çalışmaları haklı çıkarmaktadır (Buser ve Rong, 1994; Reid ve Majewski, 1993).

#### Kaynaklar

- Arp, H.C., 1958, Handbuch der Physik, Heidelberg: Springer, 83.  
Becker, W., 1962, Z. Ap., 54, 155.  
Becker, W., 1965, Z. Ap., 62, 54.  
Bell, R.A., 1972, MNRAS, 159, 349.  
Buser, R., 1978a, A&A, 62, 411.  
Buser, R., 1978b, A&A, 62, 425.  
Buser, R., 1988, Basel Preprint., No.28.  
Buser, R., Fenkart, R.P., 1990, A&A, 239, 243.  
Buser, R., Kurucz, R.L., 1992, A&A, 264, 557.  
Buser, R., Rong, J., 1994, Basel Preprint., No.71.  
Gliese, W., 1969, Catalogue of Nearby Stars, Veröff. Astron. Rechen Inst. Heidelberg: Verlag. No.22, 117.  
Güngör, S., 1995, Doktora Tezi.  
Karaali, S., 1993, TÜBİTAK Temel Bilimler Araştırma Grubu, Proje No. TBAG-1185.  
Reid, N., Majewski, S.R., 1993, Ap.J., 409, 635.  
Steinlin, U.W., 1968, Z.Ap., 69, 276.  
Stock, J., 1956, Ap.J., 123, 258.

## SA 51 YILDIZ ALANININ YENİ YÖNTEMLERLE FOTOMETRİK İNCELENMESİ

Selçuk BİLİR, Salih KARAALI

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

**Özet :** Bu çalışmada, galaktik koordinatları  $l = 189^{\circ}.0$ ,  $b = +21^{\circ}.0$ , büyüklüğü  $0.45$  derece<sup>2</sup> olan SA 51 yıldız alanı  $G = 18^m.00$  limit kadire kadar RGU fotometrisi ile incelenmiştir. Yıldızların popülasyon tiplerine ayırımı "Yıldızların Uzay Dağılımları Yöntemi"(Karaali, 1994) ile, mutlak kadirlerin tayini ve evrimleşmiş yıldızların ayırımı ise yeni yöntemlerle yapılmıştır. Yıldız alanından alınan 50 standart yıldız, bu doğrultuda  $E(B-V) = 0^m.03$  lük bir kızarma olduğunu gösteriyor. Standart yıldızların UBV fotoelektrik kadirlerinin RGU fotometrisine dönüşümü Buser (1988) formülleri ile yapılmıştır.

Alanımızda (istatistik olarak) sadece Popülasyon I yıldızları olup bunlara ait yoğunluk fonksiyonları gerek Gilmore-Wyse (1985) ve gerekse Buser-Rong (1994) modeli ile iyi uyumaktadır.

Yeni yöntemlerle ayırımı yapılan geç tipten devlere ait Güneş civarındaki yoğunluk değerleri, yakın yıldızların yeni kataloğundaki  $D^* = 7.03$  değeri ile (Kul, 1994; Gliese-Jahreiss, 1992) çok iyi uyumaktadır. Işıma gücü fonksiyonu da Gliese (1969) ve Gliese-Jahreiss (1992)'a ait ışıma gücü fonksiyonu ile iyi uyumaktadır.

Buser-Fenkart (1990) yöntemi ile elde edilen yoğunluk fonksiyonları ile ışıma gücü fonksiyonları için ise benzer uyumdan söz edilemez.

**Anahtar kelimeler:** *RGU fotometrisi - Yıldızlar: istatistik, popülasyon tipleri - Galaksi : yapısı*

### PHOTOMETRIC INVESTIGATION OF THE STAR FIELD SA 51 BY MEANS OF NEW METHODS

**Summary:** In this work, a star field down to the limiting magnitude of  $G = 18^m.00$ , in the direction to SA 51 with galactic coordinates  $l = 189^{\circ}.0$ ,  $b = +21^{\circ}.0$ , and size  $0.45 \square^{\circ}$  has been RGU photometrically investigated. The population types of stars have been determined by a method based upon their spatial distributions (Karaali, 1994), whereas the evaluation of the absolute magnitudes and the separation of evolved stars have been carried out by new methods. 50 standard stars taken from the field reveals a reddening of  $E(B-V) = 0^m.03$ . Photoelectric UBV magnitudes of standards have been transformed to RGU magnitudes by means of Buser's (1988) formulae.

There is (statistically) only one population, i.e.: Population I, in our field for which density functions agree with the model of Gilmore and Wyse (1985) as well as with that of Buser and Rong (1994).

The solar densities for late-type giants separated by the new method is very close to the value  $D^*=7.03$  (Kul, 1994; Gliese-Jahreiss, 1992) in the new catalogue of nearby stars. Also, the luminosity function agree well with that of Gliese (1969) and Gliese and Jahreiss (1992).

The same agreements do not hold for the data obtained by the method of Buser and Fenkart (1990).

**Key words:** *RGU photometry - Stars: statistics, population types - Galaxy: structure*

## 1. Giriş

Giriş kısmı, SA 71 in giriş kısmı ile aynı olup bu kitabın ilgili bölümünden gerekli bilgi edinilebilir.

## 2. Materyal ve Metod

SA 51 yıldız alanının incelenmesinde yıldızların popülasyon tiplerine ayırımı, "Yıldızların Uzay Dağılımları Yöntemi" (Karaali, 1994) ile, evrimleşmiş yıldızların ayırımı ve yıldızların mutlak kadirlerinin tayini ise iki projede (Karaali - İ.Ü. Araştırma Fonu, Proje No: 715 / 260495; Karaali ve Bilir - TÜBİTAK, Proje No : TBAG - AY / 74) eş zamanlı olarak oluşturulan yeni yöntemlerle yapılmıştır. Şek.1 de verilen z-histogramı tek modlu olup alanımızda (istatistik olarak) sadece Popülasyon I yıldızlarının var olduğu anlaşılıyor.

## 3. Bulgular

Koordinatları,

$$\alpha = 07^h 28^m$$

$$l = 189^\circ$$

$$\delta = +29^\circ 55'$$

$$b = +21^\circ$$

(1950)

olan SA 51 yıldız alanında, 0.45 derece<sup>2</sup> lik alan içinde, R,G,U bantlarında 5 er tane plak olmak üzere,  $G = 18^m.00$  limit kadire kadar 1737 tane yıldız birimiz (S.K) tarafından 1995 yılında Basel Astronomi Enstitüsü'nde ölçülmüştür. Her parlaklık için bir kararına eğrisi çizilmiştir.

Purgathofer (1969)'den alınan 50 standart yıldızla ait (U-B, B-V) iki renk diyagramı (Şek.2), bu doğrultuda  $E(B-V) = 0^m.03$  lük bir kızarma olduğunu gösteriyor. RGU sisteminde bunun karşılığı  $E(G-R) = 0^m.04$ , toplam absopsiyon ise  $A(G) = 0^m.12$  dir (Buser, 1978). Standart yıldızların UBV fotoelektrik kadirlerinin RGU kadirlerine dönüşümü Buser (1988) formülleri ile yapılmıştır.

Standart yıldızlara ait bir kadir eşitliği yoktur (Şek.3a-c), renk eşitlikleri ise Şek.3d-f de verildiği gibi olup gözlemsel verilerin standart şekle dönüştürülmesi için bu küçük farkların (cebirsel olarak) eklenmesi gerekiyor. Ortalama katalog hataları Cetvel 1 de verilmiştir.

Gözlemsel verilerin standart şekle dönüştürülmesinden ve gerekli kızarma düzeltmeleri yapıldıktan sonra elde edilen verilerin iki renk diyagramları Şek.4 te verilmiştir.

### 3.1 Yoğunluk Fonksiyonları

Logaritmik  $D^* = \log D + 10$  yoğunluk fonksiyonları her üç popülasyon ve bunların birleşimi için tayin edilmiştir. Burada  $D = N / \Delta V_{1,2}$ ,  $\Delta V_{1,2} = (\pi/180)^2 (\square/3) (r_2^3 - r_1^3)$ ,  $\square$  : derece<sup>2</sup> cinsinden alanın büyüklüğü,  $N$  :  $\Delta V_{1,2}$  hacmindeki yıldız sayısıdır.

Uzay Dağılımları Yöntemi'ne göre alanımızda sadece Popülasyon I yıldızları vardır; buna ait yoğunluk fonksiyonları Cetvel 2 ve Şek.5 de (fazla yer tutmaması için sadece  $2^m < M(G) \leq 3^m$ , ve  $6^m < M(G) \leq 7^m$  aralığındaki anakol yıldızları ve geç tipten devler için) verilmiştir. Bütün fonksiyonların, biçimsel olarak Gilmore-Wyse (1985) (ve Buser-Rong, 1994) modeli ile iyi uyduğu görülüyor.

Buser-Fenkart (1990) yöntemine göre ise alanımızda her üç popülasyona ait yıldız bulunuyor. Popülasyon I, Ara Popülasyon II, Popülasyon II ve bunların birleşimi ait yoğunluk fonksiyonları sırası ile Cetvel 3,4,5 ve 6 da verilmiştir. Bu fonksiyonlara ait örnek histogramlar ise (yer darlığı sebebi ile) sadece birleştirilmiş yoğunluk fonksiyonları için üç örnek verilmiştir

(Şek.6). Ara Popülasyon II ve Popülasyon II ye ait yoğunluk fonksiyonlarının modellerle (biçimsel olarak) uyumu azdır. Ayrıca bu popülasyonlara ait, parlak mutlak kadir aralığındaki yıldızlar yok veya sayısı azdır. Bu yöntemle tayin edilen yoğunluk fonksiyonları sayısal olarak da modellerle uyuşmuyor. Gerçekten Popülasyon I ve Ara Popülasyon II ye ait Güneş civarındaki yoğunluk farkları (Cetvel 8) Gilmore-Wyse (1985) ve Buser-Rong (1994) modellerinin öngördüğü, sırası ile, 1.78 ve 1.27 lik değerlerden farklıdır. Ara Popülasyon II ve Popülasyon II farkları ise negatif olup Güneş civarındaki Popülasyon II yıldızlarının Ara Popülasyon II yıldızlarından daha çok olduğu anlamına gelir ki, bu doğru değildir.

### 3.2 Işıma Gücü Fonksiyonu

Popülasyonların tümü için çizilen histogramların modellerle karşılaştırılmasından elde edilen Güneş civarındaki yoğunluk değerleri ışıma gücü fonksiyonunu verir. Uzay Dağılımları Yöntemine (Karaali, 1994) göre elde edilen ışıma gücü fonksiyonu Cetvel 7 ve Şek.7 de, Buser - Fenkart (1990) yöntemine göre elde edilen ise Cetvel 8 ve yine Şek.7 de verilmiştir. Gliese (1969) ve Gliese-Jahreiss (1992)'e ait ışıma gücü fonksiyonları da aynı cetvellerde ve şekilde verilmiştir. Uzay Dağılımları Yöntemi'ne ait ışıma gücü fonksiyonunun daha iyi olduğu görülüyor.

### 4 Tartışma ve Sonuç

Bu çalışmada, SA 51 alanına ait yıldızlar iki farklı yöntemle popülasyon tiplerine ayrılmıştır; bunlardan biri "Yıldızların Uzay Dağılımları Yöntemi" (Karaali, 1994), diğeri ise Buser -Fenkart (1990) yöntemidir. Birinci yöntemle göre alanımızda (istatistik olarak) bir tek popülasyon (Popülasyon I), ikinci yöntemle göre ise üç popülasyon vardır. Üç popülasyonun varlığı hem Gilmore-Wyse (1985) ve hem de Buser - Rong (1994) modeli ile gerek biçimsel ve gerekse sayısal olarak çelişmektedir. "Tek Popülasyon" çözümünde ise gerek yoğunluk histogramları ve gerekse ışıma gücü fonksiyonu, Gliese (1969) ve Gliese-Jahreiss (1992)'inkilerle iyi uyushmaktadır.

Yeni renk kadir diyagramlarının kullanılması  $2^m < M(G) \leq 4^m$  mutlak kadir aralığındaki evrimleşmiş yıldızların ve geç tipten devlerin ( $M(G) \leq 2$ ) mutlak kadirlerinin tayinini sağlamıştır. Buser - Fenkart (1990) çalışmasında, evrimleşmiş yıldızların ayırımına yer verilmemiş ve sadece anakol yıldızları için renk - kadir diyagramı kullanılmıştır.

Yeni yöntemle ayırımı yapılan 76 tane geç tipten deve ait Güneş civarındaki yoğunluk eğrileri (Gilmore-Wyse, 1985 modeline göre  $D^* = 7.14$ ; Buser-Rong, 1994 modeline göre ise  $D^* = 6.99$ ), yakın yıldızların yeni kataloğundan bulunan  $D^*=7.03$  değerine (Kul,1994; Gliese-Jahreiss (1992)) çok yakındır. "Boşluk Kriteri" ne (Becker, 1962) göre elde edilen  $D^* = 6.69$  (GW) ve  $D^* = 6.50$  (BR) değerleri ise Gliese (1969)'in eski kataloğundaki  $D^*=6.64$  değeri ile uyushmaktadır.

### Kaynaklar

- Becker, W. 1962, Z.Astrophys. 54, 155.  
Becker, W. 1965, Z.Astrophys. 62, 54.  
Becker, W., Fang Ch. 1982, Astron. Astrophys. Suppl. 49, 61.  
Buser, R. 1978, Astron. Astrophys. 62, 425.  
Buser, R. 1988, Basel Un. Astron. Inst. Preprint No:28.  
Buser, R., Fenkart, R. 1990, Astron. Astrophys. 239,243.  
Buser, R., Kurucz, R.L. 1992, Basel Un. Astron. Inst. Preprint No: 47.  
Buser, R., Rong, J. 1994, Basel Un. Astron. Inst. Preprint No:71.



- Fenkart, R., Karaali, S. 1987, Astron. Astrophys. Suppl. 69, 33.  
Fenkart, R., 1989a, Astron. Astrophys. Suppl. 78, 217.  
Fenkart, R., 1989b, Astron. Astrophys. Suppl. 79, 51.  
Fenkart, R., 1989c, Astron. Astrophys. Suppl. 80, 89.  
Fenkart, R., 1989d, Astron. Astrophys. Suppl. 81, 187.  
Gilmore, G., Wyse, R.F.G. 1985, Astron. J. 90, 2015.  
Gliese, W. 1969, Veröff. Astron. Rechen Inst. Heidelberg No:22.  
Gliese, W., Jahreiss, H. 1992, Astron. Rechen Inst. Heidelberg.  
Güngör, S. 1995, İ.Ü. Fen Bil. Enst. (Doktora Tezi).  
Hesser, J.E., Harris, W., Vandenberg, D.A., Allwright, J.W.B, Schott, P., Stetson, P.B. 1987, Pub. A.S.P. 99, 739.  
Karaali, S. 1994, Astron. Astrophys. Suppl. 106, 107.  
Karaali, S. 1996, İ.Ü. Araştırma Fonu, Proje No:715 / 260495.  
Karaali, S., Bilir, S. 1996, TÜBİTAK, Proje No:TBAG - AY / 74.  
Kul, F. 1994 İ.Ü. Fen Bil. Enst. (Yüksek Lisans Tezi).  
Montgomery, K.A., Marschall, L.A., Janes K.A. 1993, Astron. J. 106, 181.  
Penny, A.J., Dickens, R.J. 1986, Mont. Not. R.A.S. 220, 845.  
Purgathofer, A.Th. 1969 Lowell observatory Vol III., Bulletin No:147, 98.  
Stetson, P.B., Harris, W.E. 1988, Astron. J. 96, 909.

**Cetvel 1 : SA 51 yıldız alanına ait ortalama katalog hataları.**

Görünen Kadir Aralığı	G	G-R	U-G
< 12	$\pm 0^m.02$	$\pm 0^m.02$	$\pm 0^m.03$
12 - 14	0.02	0.02	0.03
14 - 16	0.02	0.03	0.02
> 16	0.03	0.04	0.03

**Cetvel 2a : Yıldızların Uzak Dağılımların Yönteminin uygulanmasıyla elde edilen Pop I anakol yıldızlarına ait yoğunluk fonksiyonları. (Yatay çizgiler tamlık sınırını gösteriyor)**

$r_1$	$r_2$	$M(G) \rightarrow$		1 -2		2 -3		3 -4		4 -5		5 -6		6 -7		7 -8		8 -9		9 -10	
		$r$	$\Delta V_{1,2} (pc^3)$	N	D*	N	D*	N	D*	N	D*	N	D*	N	D*	N	D*	N	D*	N	D*
0	0.40	0.32	2.88 (03)									7	7.39					23	7.90	3	7.02
0.40	0.63	0.54	8.59 (03)		5.82			6.79	11	6.98	13	7.18	4	6.54	13	7.05	34	7.60	2	6.37	
0.63	1.00	0.86	3.42 (04)	3		6		7	6.31	13	6.58	46	7.13	66	7.29	56	7.21	20	6.77		
1.00	1.59	1.36	1.36 (05)			2	5.17	21	6.19	43	6.50	83	6.78	43	6.50	25	6.26				
1.59	2.51	2.15	5.42 (05)	1	4.17	5	4.96	37	5.83	33	5.78	18	5.52	23	5.63						
2.51	3.98	3.41	2.16 (06)			6	4.44	28	5.11	37	5.23	15	4.84								
3.98	6.31	5.40	8.59 (06)		2.35	5	3.76	23	4.43	5	3.76										
6.31	10.00	8.55	3.42 (07)	1		5	3.16	7	3.31												
10.00	12.59	11.44	4.55 (07)		1.87																
12.59	15.85	14.40	9.07 (07)	1																	

**Cetvel 2b : Yıldızların Uzak Dağılımı Yönteminin uygulanmasıyla elde edilen Geç tipten devlerin yoğunluk fonksiyonları.**

$r_1$	$r_2$	$r$	$\Delta V_{1,2} (pc^3)$	N	D*
0	3.98	3.16	2.88 (06)	25	4.94
3.98	6.31	5.40	8.60 (06)	19	4.34
6.31	10.00	8.55	3.42 (07)	18	3.72
10.00	12.59	11.44	4.55 (07)	05	3.04
12.59	15.85	14.40	9.07 (07)	03	2.52
15.85	19.95	18.13	1.81 (08)	02	2.04
19.95	25.12	22.83	3.61 (08)	02	1.74
25.12	31.62	28.74	7.21 (08)	02	1.44

**Cetvel 3 :** Buser - Fenkart (1990) yöntemine göre elde edilen Pop I anakol yıldızlarına ait yoğunluk fonksiyonları.  
(Yatay çizgiler tamlık sınırını gösteriyor)

$r_1$	$r_2$	$r'$	$M(G) \rightarrow$	1-2		2-3		3-4		4-5		5-6		6-7		7-8		8-9		
				N	D*	N	D*	N	D*	N	D*	N	D*	N	D*	N	D*	N	D*	N
0	0.40	0.32	$\Delta V_{1,2} (pc^3)$																	
0.40	0.63	0.54	2.88 (03)																	
0.63	1.00	0.86	8.59 (03)	5.82	6.04	6.34	6.34	6.34	6.34	6.34	6.34	6.34	6.34	6.34	6.34	6.34	6.34	6.34	6.34	6.34
1.00	1.59	1.36	3.42 (04)	3	5	10	10	10	10	10	10	10	10	10	10	10	10	10	10	10
1.59	2.51	2.15	1.36 (05)																	
2.51	3.98	3.41	5.42 (05)	4.17	4.27	5.57	5.57	5.57	5.57	5.57	5.57	5.57	5.57	5.57	5.57	5.57	5.57	5.57	5.57	5.57
3.98	6.31	5.40	2.16 (06)																	
6.31	10.00	8.55	8.59 (06)	2.35	3.07	8	8	8	8	8	8	8	8	8	8	8	8	8	8	8
10.00	12.59	11.44	3.42 (07)	1	3	2.94	2.94	2.94	2.94	2.94	2.94	2.94	2.94	2.94	2.94	2.94	2.94	2.94	2.94	2.94
12.59	15.85	14.40	4.55 (07)																	
			9.07 (07)	1	1.87															

**Cetvel 4 :** Buser - Fenkart (1990) yöntemine göre elde edilen Ara Pop II anakol yıldızlarına ait yoğunluk fonksiyonları.  
(Yatay çizgiler tamlık sınırını gösteriyor)

$r_1$	$r_2$	$r'$	$M(G) \rightarrow$	4-5		5-6		6-7		7-8		8-9		9-10	
				N	D*	N	D*	N	D*	N	D*	N	D*	N	D*
0	0.40	0.32	$\Delta V_{1,2} (pc^3)$												
0.40	0.63	0.54	2.88 (03)												
0.63	1.00	0.86	8.59 (03)	5.94	7.02	11	11	11	11	11	11	11	11	11	11
1.00	1.59	1.36	3.42 (04)	4	21	6.79	6.79	6.79	6.79	6.79	6.79	6.79	6.79	6.79	6.79
1.59	2.51	2.15	1.36 (05)												
2.51	3.98	3.41	8.59 (05)	2	5.17	16	16	16	16	16	16	16	16	16	16
			5.42 (05)	6	5.04	21	21	21	21	21	21	21	21	21	21
			2.16 (06)	5	4.36	2	2	2	2	2	2	2	2	2	2
			8.59 (06)												
			3.42 (07)												
			4.55 (07)												
			9.07 (07)												

**Cetvel 5 :** Buser - Fenkart (1990) yöntemine göre elde edilen Pop II anakol yıldızlarına ait yoğunluk fonksiyonları.  
(Yatay çizgiler tamlık sınırı gösteriyor)

		M(G)→														
$r_1$	$r_2$	$r'$	3-4		4-5		5-6		6-7		7-8		8-9		9-10	
		$\Delta V_{1,2}$ (pc <sup>3</sup> )	N	D*	N	D*	N	D*	N	D*	N	D*	N	D*	N	D*
0	0.40	0.32							7	7.39	12	7.62	20	7.84	3	7.02
0.40	0.63	0.54			2	6.24	6	6.84	18	7.32	29	7.53	2	6.37		
0.63	1.00	0.86			3	4.62	3	5.94	21	6.79	31	6.96	14	6.61		
1.00	1.59	1.36		2.94	6	5.64	41	6.48	14	6.01						
1.59	2.51	2.15		3	16	5.47	28	5.71								
2.51	3.98	3.41		7	4.51	8	4.57									
3.98	6.31	5.40		2	3.37											

**Cetvel 6a :** Buser - Fenkart (1990) yöntemine göre elde edilen Pop I, Ara Pop II, ve Pop II anakol yıldızlarına ait yoğunluk fonksiyonları.  
(Yatay çizgiler tamlık sınırı gösteriyor)

		M(G)→																			
$r_1$	$r_2$	$r'$	1-2		2-3		3-4		4-5		5-6		6-7		7-8		8-9		9-10		
		$\Delta V_{1,2}$ (pc <sup>3</sup> )	N	D*	N	D*	N	D*	N	D*	N	D*	N	D*	N	D*	N	D*	N	D*	
0	0.40	0.32																			
0.40	0.63	0.54		5.82		6.04	6.34		6.49	14	6.49	14	6.49	32	7.57	43	7.70	41	7.68	2	6.37
0.63	1.00	0.86	3		5		10		14		52	7.18	43	7.10	54	7.20	15	6.64			
1.00	1.59	1.36			2	5.17	7	5.71	27	6.30	50	6.56	86	6.80	21	6.19					
1.59	2.51	2.15	1	4.17	1	4.27	20	5.57	25	5.66	65	6.08	32	5.77							
2.51	3.98	3.41			1	3.67	26	5.08	28	5.11	17	4.90									
3.98	6.31	5.40		2.35	1	3.07	9	4.02	4	3.67											
6.31	10.00	8.55	1		3	2.94															
10.00	12.59	11.44																			
12.59	15.85	14.40	1	1.87																	

**Cetvel 6b** : Buser - Fenkart (1990) yöntemine göre elde edilen geç tipten dev yıldızlara ait yoğunluk fonksiyonları.

$r_1$	$r_2$	$r$	$\Delta V_{1,2} (\text{pc}^3)$	N	$D^*$
0	1.59	1.26	1.82 (05)	5	5.44
1.59	2.51	2.15	5.42 (05)	5	4.96
2.51	3.98	3.41	2.16 (06)	23	5.03
3.98	6.31	5.40	8.60 (06)	12	4.14

**Cetvel 7** : Yıldızların Uzay Dağılımları Yöntemiyle elde edilen, farklı mutlak kadir aralıkları için Pop I yıldızlarının Güneş civarındaki yoğunluk değerleri. Üstteki değerler GWIV, alttaki değerler BR modeliyle yapılan karşılaştırmalardan elde edilen sonuçları veriyor. Son satırda Gliese (1969)'e ait değerler de verilmiştir.

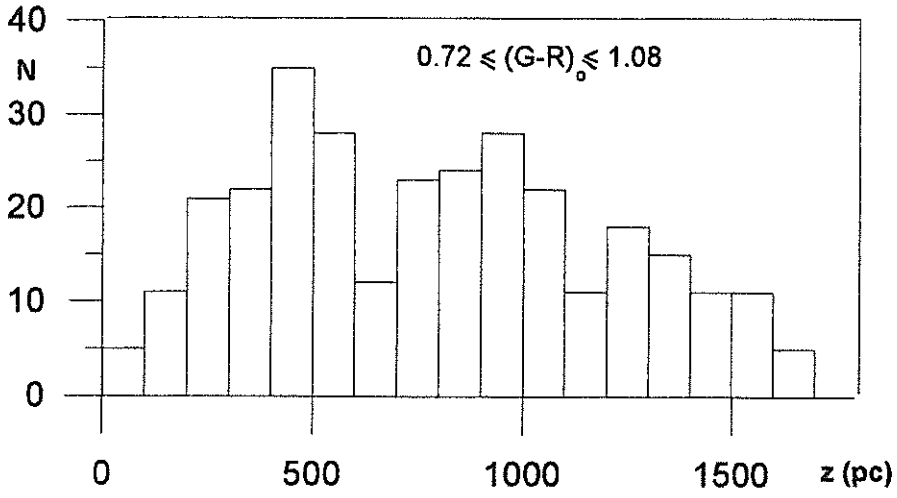
M(G) Mutlak Kadir Aralığı	$2 < M(G) \leq 3$	$3 < M(G) \leq 4$	$4 < M(G) \leq 5$	$5 < M(G) \leq 6$	$6 < M(G) \leq 7$	$7 < M(G) \leq 8$
Pop I	6.44	7.10	7.27	7.64	7.39	7.60
	6.29	7.02	7.19	7.61	7.35	7.57
⊙(Gliese, 1969)	6.78	7.18	7.41	7.52	7.48	7.42

**Devler** GWIV:  $D^* = 7.14$ , BR:  $D^* = 6.99$

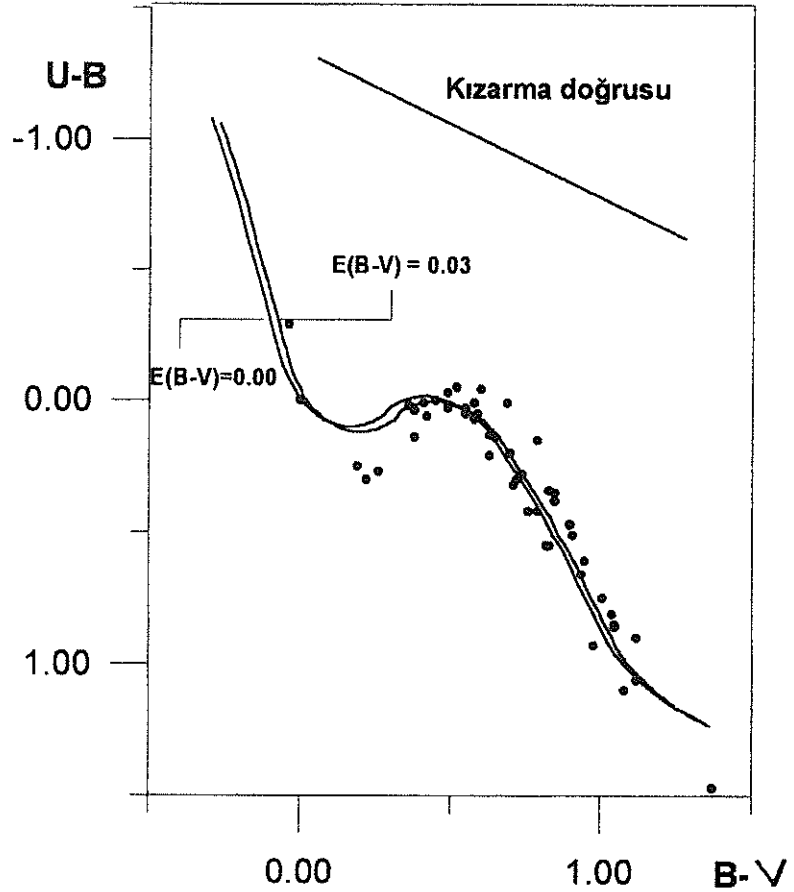
**Cetvel 8** : Buser - Fenkart (1990) Yöntemiyle elde edilen, farklı mutlak kadir aralıkları için Pop I, Ara Pop II, ve Pop II yıldızlarının Güneş civarındaki yoğunluk değerleri. Her satırda üstteki değerler GWIV, alttaki değerler BR modeliyle yapılan karşılaştırmalardan elde edilmiş sonuçlardır.

M(G) Mutlak Kadir Aralığı	$2 < M(G) \leq 3$	$3 < M(G) \leq 4$	$4 < M(G) \leq 5$	$5 < M(G) \leq 6$	$6 < M(G) \leq 7$	$7 < M(G) \leq 8$
Pop I	6.14	7.03	7.00	7.22	7.11	6.83
	6.17	7.07	7.03	7.24	7.11	6.82
Ara Pop II	----	----	5.62	6.68	6.88	7.16
	----	----	5.57	6.65	6.86	7.14
Pop II	----	4.96	6.01	7.00	7.39	7.75
	----	4.96	6.01	7.00	7.39	7.75
Birleştirilmiş (Pop I + Ara Pop II + Pop II)	6.00	6.89	7.07	7.54	7.74	7.91
	5.84	6.80	7.02	7.49	7.71	7.88
Pop I - Ara Pop II	----	----	1.38	0.54	0.23	-0.33
	----	----	1.46	0.59	0.25	-0.32
Ara Pop II - Pop II	----	----	-0.39	-0.32	-0.51	-0.59
	----	----	-0.44	-0.35	-0.53	-0.61
⊙(Gliese, 1969)	6.78	7.18	7.41	7.52	7.48	7.42

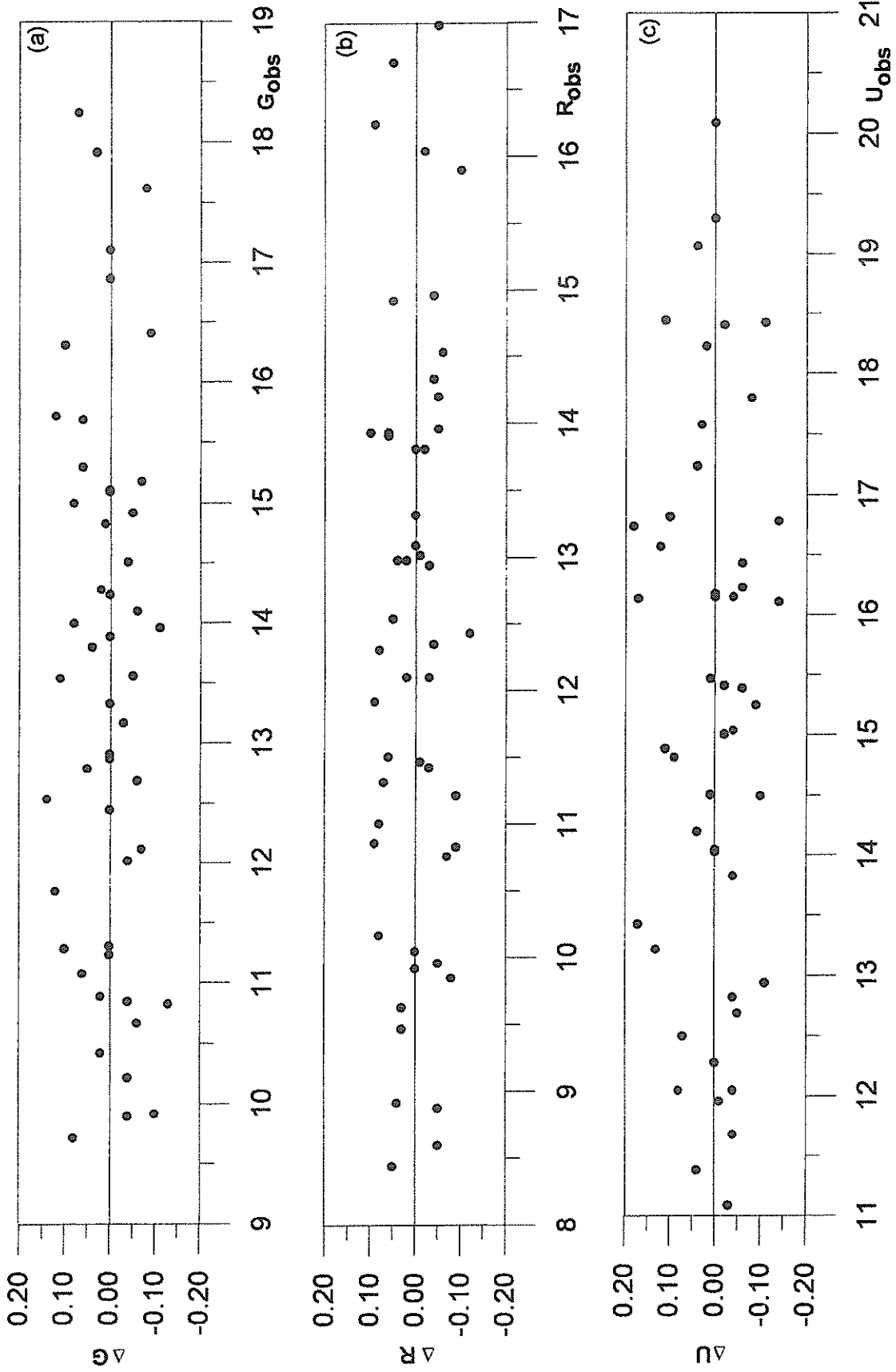
**Devler** GWIV:  $D^* = 6.69$ , BR:  $D^* = 6.50$



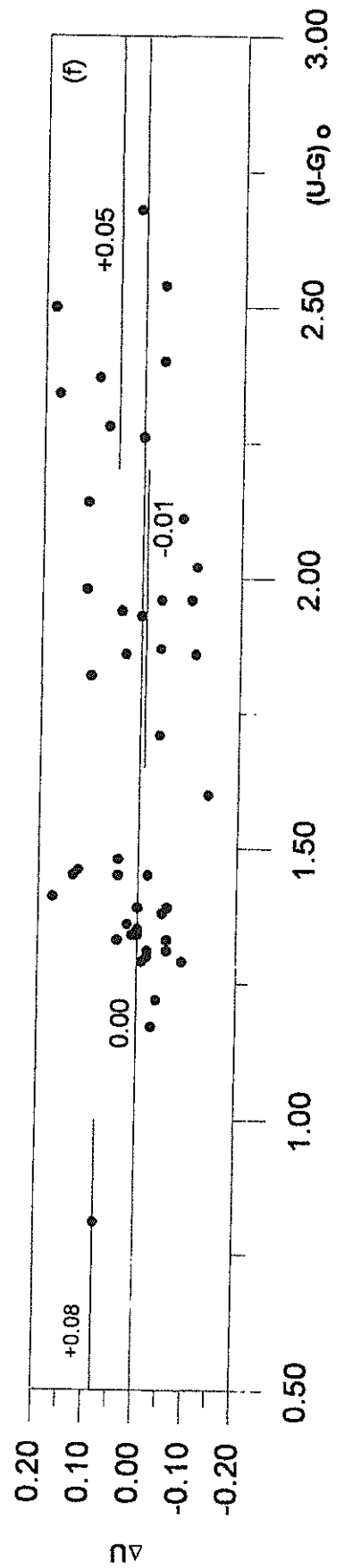
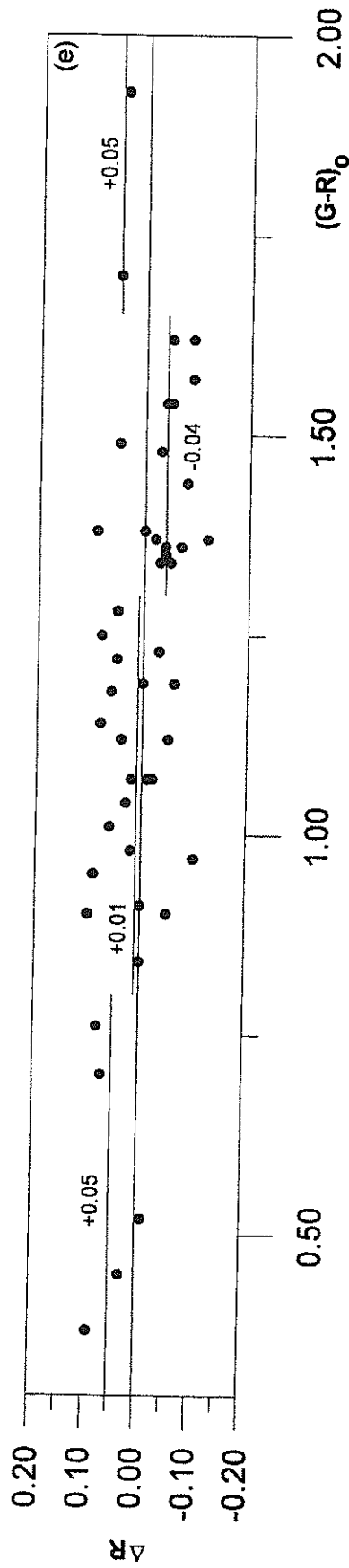
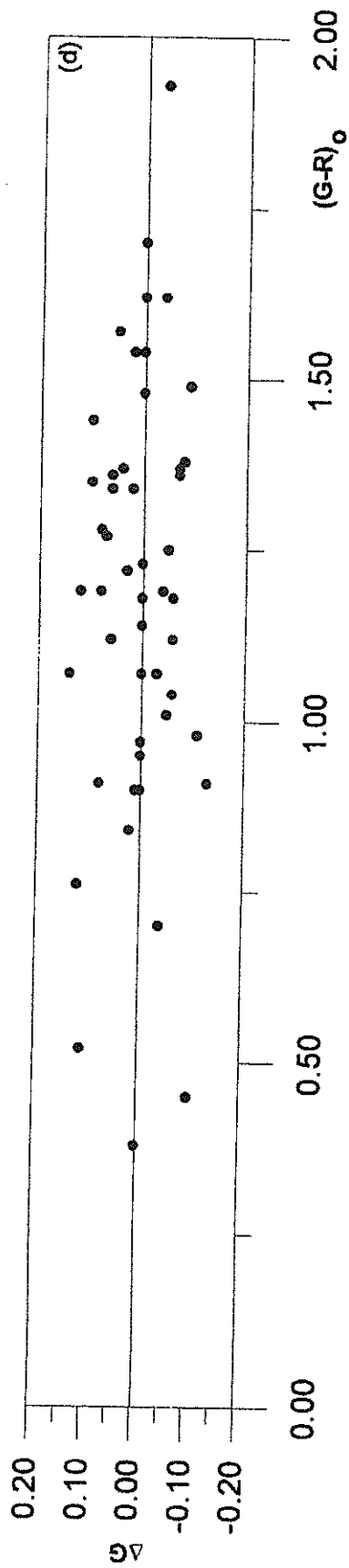
Şekil 1 : Alan yıldızlarının “Uzay Dağılımları Yöntemine” göre (Karaali, 1994) popülasyon tiplerine ayrılması. Alanımızda (istatistik olarak) bir tek popülasyon vardır.



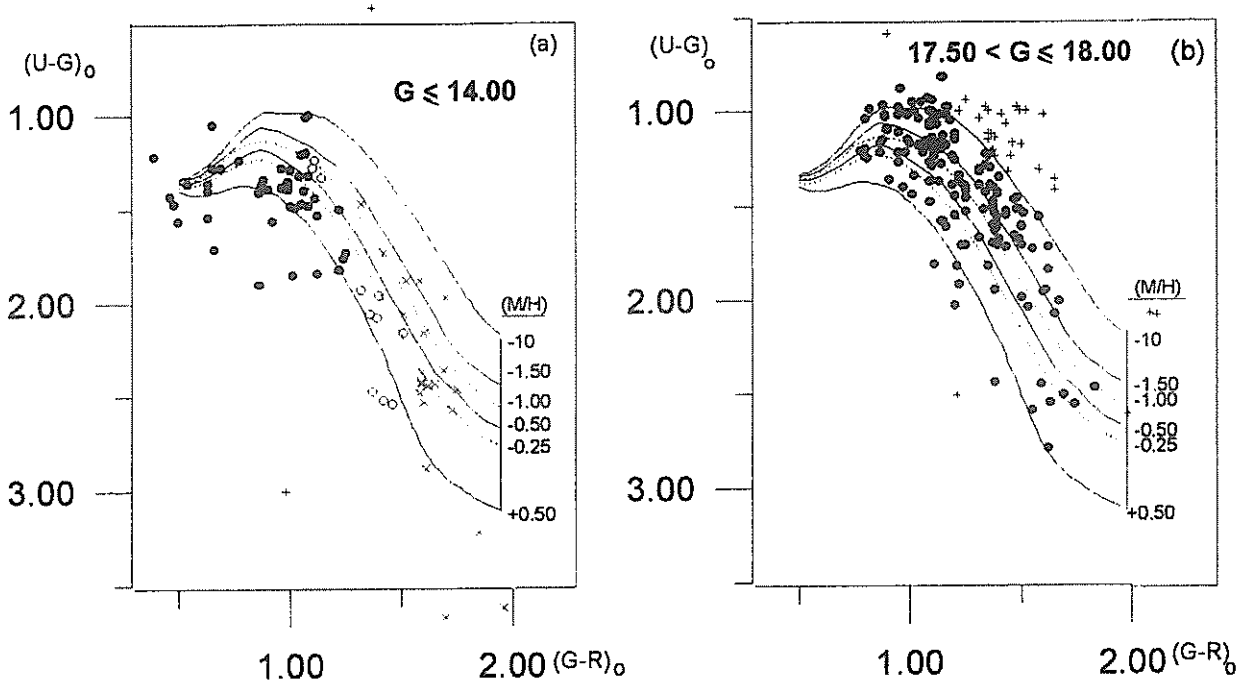
Şekil 2 : 50 Standart yıldızın (U-B, B-V) iki renk diyagramı ve  $E(B-V) = 0^m.03$  lük kızarma miktarı.



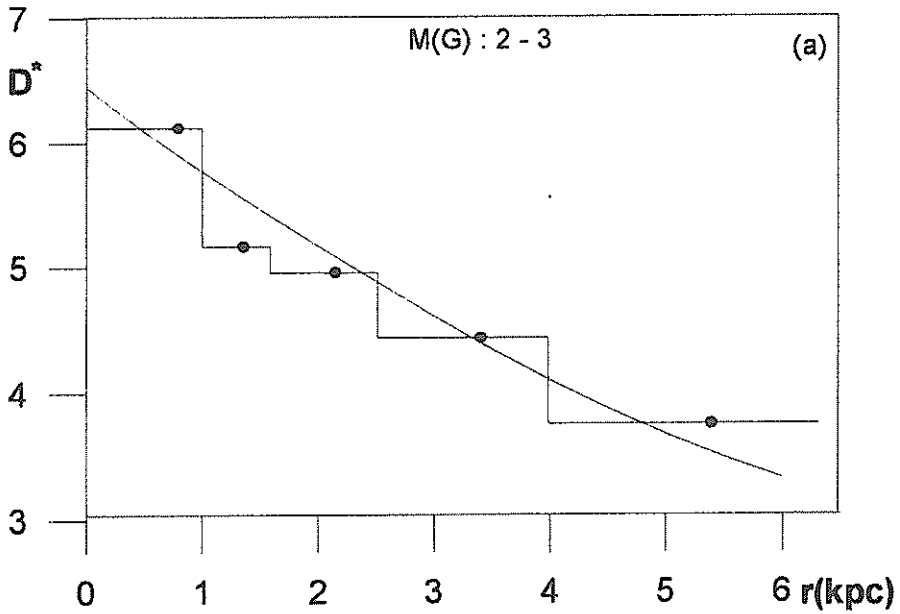
Şekil 3a-f : Gözlemsel verilerin standart şekle dönüştürülmesi. Kadir eşitliği yoktur (a-c), renk eşitlikleri ise küçüktür (e-f).

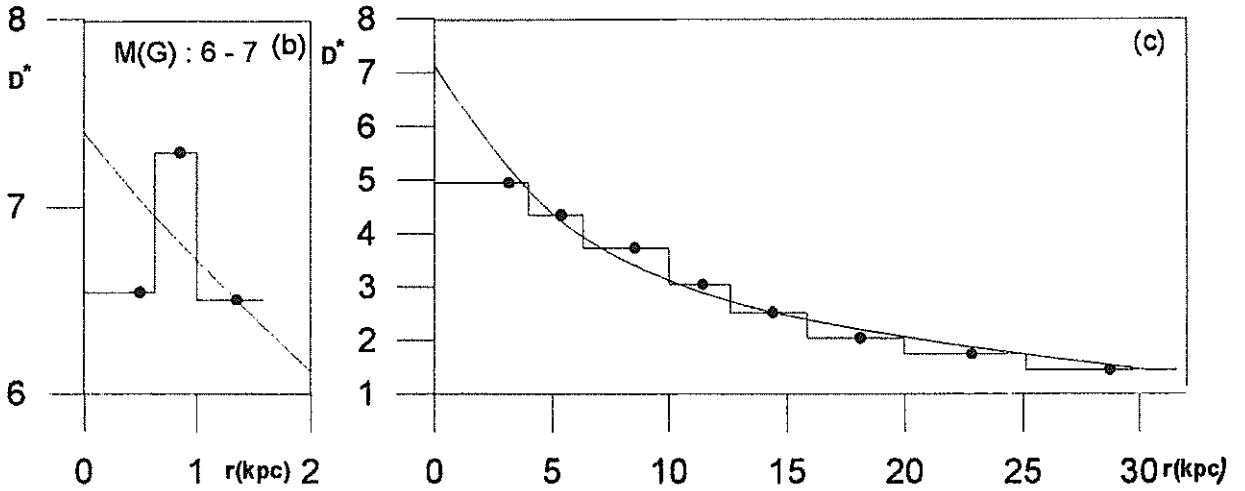




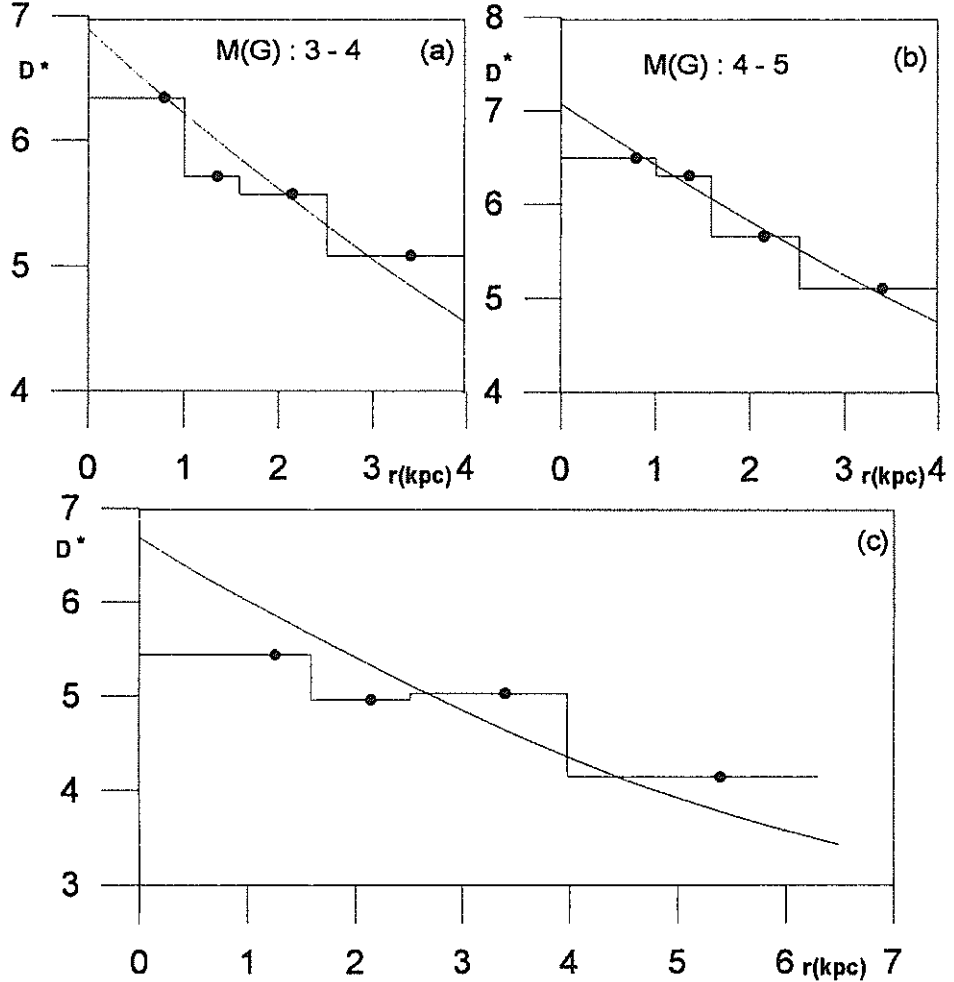


Şekil 4a-b : SA 51 Yıldız alanına ait iki tane iki renk diyagramı. (a)  $G \leq 14^m.0$ , (b)  $17^m.5 < G \leq 18^m.0$ . Sembollerin anlamı : (●) anakol yıldızları, (○)  $2^m < G \leq 4^m$  mutlak kadir aralığında bulunan evrimleşmiş yıldızlar, (x) geç tipten devler, (+) istatistik dışı bırakılan yıldızlar.

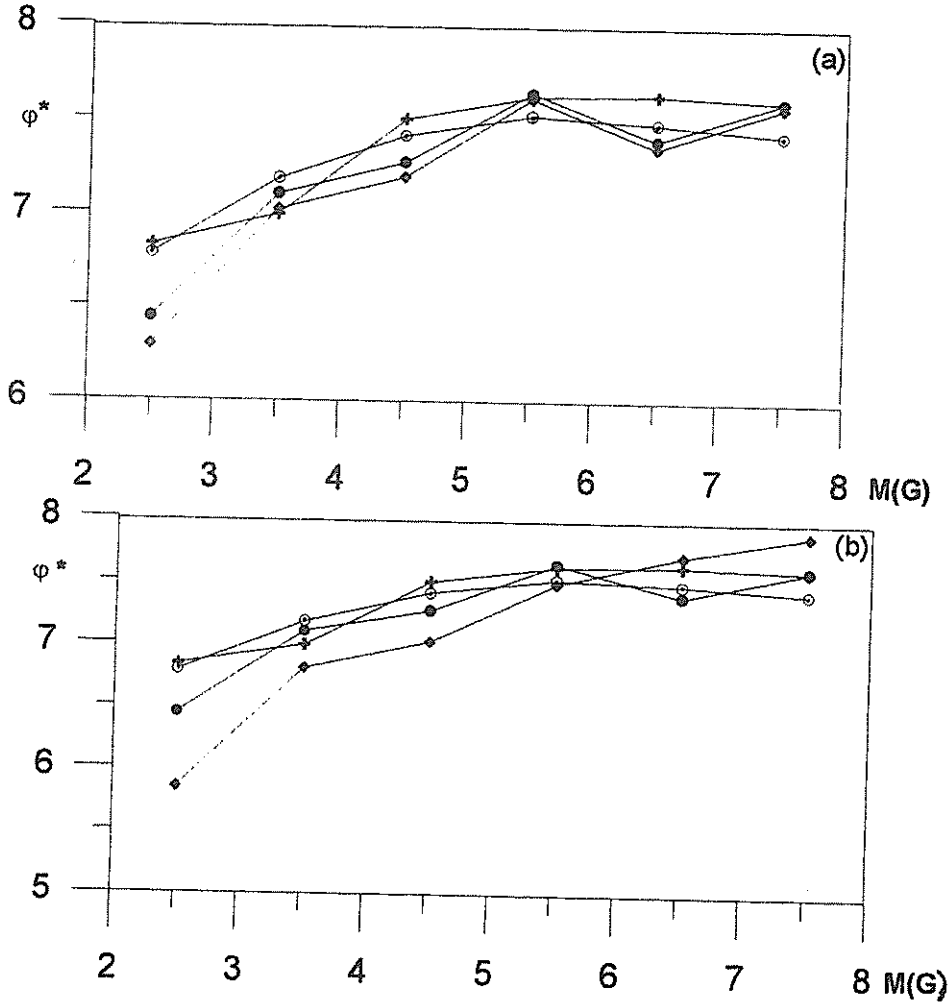




Şekil 5a-c : Uzay Dağılımları Yöntemi'ne göre elde edilen bir tek popülasyona ait örnek uzay yoğunluk histogramları ve Gilmore-Wyse (1985) modeli ile karşılaştırılması. (a)  $2^m < M(G) \leq 3^m$ , (b)  $6^m < M(G) \leq 7^m$  aralığındaki anakol yıldızları ve (c) geç tipten devler için ( $\langle M(G) \rangle = 1^m$ ).



Şekil 6a-c : Buser-Fenkart (1990) yöntemi'ne göre elde edilen, birleştirilmiş anakol yıldızlarına ve geç tipten devlere örnek uzay yoğunluk histogramları ve Gilmore-Wyse (1985) modeli ile karşılaştırılması. (a)  $3^m < M(G) \leq 4^m$ , (b)  $4^m < M(G) \leq 5^m$ , (c) geç tipten devler için ( $\langle M(G) \rangle = 1^m$ ).



Şekil 7 a-b : İki farklı yöntemle elde edilen ışıma gücü fonksiyonu ve Gliese (1969) ile Gliese-Jahreiss (1992) ışıma gücü fonksiyonları ile karşılaştırılması. (a) Uzay Dağılımları Yöntemi ile, (b) Buser-Fenkart (1990) Yöntemi ile. (⊙) Gliese (1969), (+) Gliese ve Jahreiss, (●) Gilmore-Wyse (1985), (◆) Buser-Rong (1994) modelinden elde edilen ışıma gücünü göstermektedir.

## SENTETİK UBV FOTOMETRİSİNE AİT METAL BOLLUKLARININ RGU FOTOMETRİSİ YARDIMI İLE ELDE EDİLENLERLE KARŞILAŞTIRILMASI

Salih Karaali, Serap Güngör Ak, Yüksel Karataş  
İstanbul Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü  
34452 Üniversite-İSTANBUL

**ÖZET** : Bu çalışmada 91 yıldız için sentetik UBV fotometrisine ait metal bolluklarının, RGU fotometrisi yardımı ile elde edilenlerle karşılaştırılması sunuluyor. Uyum sadece sıfır metal bolluğunda vardır. Farklılık ise, Ara Pop.II ve Pop.II anakol yıldızlarını kapsayan düşük metal bolluklarına doğru artar. U-G ve G-R renk indeksleri sentetik UBV verilerinden dönüştürülmüş olduğundan, herhangi bir gözlemsel hata içermiyor. Bu yüzden, diğer metal bolluklarındaki uyuşmama, RGU fotometrisinde, relatif olarak metal bakımından fakir yıldızların metal bolluğu kalibrasyonundaki sistematik bir hatadan meydana gelebilir.

**Anahtar Kelimeler** : fotometri - yıldızlar : bolluklar - metalce fakir.

## COMPARISON OF METALLICITIES ADOPTED FOR THE SYNTHETIC UBV PHOTOMETRY WITH THOSE EVALUATED BY MEANS OF RGU PHOTOMETRY

**ABSTRACT** : Comparison of metallicities adopted for synthetic UBV photometry with those evaluated by means of RGU photometry for 91 stars is presented. The agreement is only for zero metallicity. The discrepancy increases to low metallicities which cover Intermediate Population II and Population II main-sequence stars. U-G and G-R colour indices are transformed from UBV synthetic data and do not include any observational error. Therefore, the disagreement may originate from a systematic error in the metallicity calibration of relatively metal-poor stars in RGU photometry.

**Key Words** : photometry - stars : abundances - metal-poor.

### 1. Giriş

Metal bolluğu, Galaksi'nin kimyasal evrimi ve erken tarihi için bize bilgi vermek sureti ile galaktik yapının incelenmesinde önemli bir rol oynar. Önemli sayıdaki incelemelere rağmen ( Sandage, 1981; Trefzger, 1981; Hartkopf ve Yoss, 1982; Gilmore ve Wyse, 1985; Carney et al. 1989; Cayrel et al. 1991; Crowell et al. 1991 ve Majewski, 1992,1993 ) yıldız metalliliğine ait veriler hala sınırlıdır. Ne 1983'te Gilmore ve Reid (1983) tarafından literatüre katılan Ara Pop.II'nin (Kalın Disk) varlığı, ne de onun ayırık oluşu artık tartışılmıyor. Aksine, şimdi Ara Pop.II'nin Galaksimizin, daha önce kabul edilen  $z \sim 2500$  pc. ve  $[Fe/H] \sim -0.6, -0.8$ 'lik (Gilmore ve Wyse, 1985; Carney et al. 1989; Buser ve Fenkart, 1990) verileri yerine,  $[Fe/H] = -1.6$ 'ya kadar daha düşük metal bolluğuna

(Majewski, 1993; Morrison et al. 1990; Flynn ve Röser, 1993) ve 3500 pc.'e, hatta daha büyük (Majewski, 1993) z uzaklığına sahip, önemli bir bileşeni olduğu kabul ediliyor. Bununla beraber, metal bolluğunun tayini için farklı yöntemler kullanılıyor, ve Karaali'nin (1995) çalışmasında belirtildiği gibi elde edilen sonuçlar arasında uyumsuzluklar vardır. İhtilaf, gözlemsel verileri içeren farklı kaynaklardan olabilir. Bu sebeple çalışmamızı, RGU fotometrisi vasıtasıyla elde edilen metal bollukları ile, sentetik UBV fotometrisi için kabul edilen  $[M/H]$  metal bolluklarının karşılaştırılmasıyla sınırlamayı düşündük. R,G ve U kadirleri herhangi bir sistematik gözlemsel hata içermeyen Buser ve Güngör'ün (1995) dönüşüm formülleri yardımıyla sentetik U,B ve V kadirlerinden dönüştürülmüştür.

## 2. Veriler ve Karşılaştırma

Sentetik UBV verileri ve  $[M/H]$  metal bollukları Buser ve Kurucz'tan (1992) alındı. 234 yıldız arasında 104 tanesi 3.75, 4.50 veya 5.25 log g yüzey gravitesi değerlerine sahip olup anakol yıldızlarıdır. G-R renk indeksi 1.80'den büyük olan 13 yıldız dışındakilerin metal bolluğu Buser ve Fenkart'ın (1990) gridi yardımıyla tayin edilebilir. Bu yıldızların U-B ve B-V renk indeksleri, altı farklı metal bolluğu için, yani  $[M/H] = 0.50, 0.00, -0.50, -1.00, -2.00$  ve  $-3.00$  (Cetvel 1) için geçerli olan Buser ve Güngör'ün (1995) dönüşüm formülleri vasıtasıyla U-G ve G-R renk indekslerine dönüştürüldü. Buser ve Fenkart'ın yöntemi vasıtasıyla elde edilen  $[M/H]$  metal bollukları için 91 yıldızın iki renk diyagramı Şekil 1'de verilmiştir. Orijinal metal bollukları ve grid yardımıyla tayin edilenler, yani sırasıyla  $[M/H]_{std}$  ve  $[M/H]_{ev}$ , std = standart ve ev = tayin edilmiş, Cetvel 1 ve Şekil 2'de karşılaştırılmıştır. Sadece  $[M/H] = 0.00$  metal bolluğu için uyum vardır.  $[M/H]_{ev}$  değerleri, pozitif  $[M/H]_{std}$  metal bolluğu değerlerinden sayıca daha küçüktür ve sekiz yıldız hariç (194, 220, 225, 226, 227, 232, 233 ve 234) negatif olanlar için ise tersine, cebirsel olarak, daha büyüktür.  $[M/H]_{std}$  ve  $[M/H]_{ev}$  arasındaki fark,  $[M/H]_{std} = -0.50$ 'den  $-3.00$ 'e gidildikçe 0.30'dan 1.25'e kadar artar. İki veri grubu arasındaki uyumsuzluk düşük metal bolluğundaki yıldızlar için, yani Ara Pop.II ve Pop.II yıldızları için daha belirgindir.

91 anakol yıldızı için  $[M/H]_{ev}$  ve  $[M/H]_{std}$  arasındaki farklar üç farklı log g değeri için yani 3.75, 4.50 ve 5.25 için  $[M/H]_{std}$ 'a göre sırasıyla Şekil 3a,b ve c'de verilmiştir. İki veri grubu arasındaki uyumsuzluğun log g'nin bir fonksiyonu olmadığı görülüyor. Bu uyumsuzluk, Şekil 4a, b'de görüldüğü gibi ne G-R renk indeksinin ne de U-G renk indeksinin bir fonksiyonudur. Bununla beraber, her iki şekilden görüldüğü gibi, yıldızların 2/3'sine ait metal bolluğu farklarının ortalaması  $\langle \Delta[M/H] \rangle = 0.03$ , dispersiyon da 0.20'den azdır. Geriye kalan yıldızlar için ise dispersiyon 1.25'e kadar varıyor. İkinci gruptaki yıldızlar  $2^m.20$ 'den küçük U-G renk indekslerine sahiptir (Şekil 4b) ve Şekil 4a'da dar ve ayrık (0.95,1.00), (1.20, 1.35), (1.45, 1.50) ve (1.75, 1.80) G-R renk indeksi aralıklarında bulunurlar. Aynı zamanda bu yıldızlar (birkaçı hariç), (U-G, G-R), iki renk diyagramında relatif olarak metal bakımından fakir yıldızlar için, yani Ara Pop. II ve Pop. II için (Şekil 1), kalibre edilen bölgede bulunurlar.

## 3. Sonuçlar

Bu çalışmada, sentetik UBV fotometrisi için kabul edilen metal bollukları ile UBV verilerinin dönüştürülmesinden elde edilen U-G ve G-R renk indekslerinin kullanılması ile

tain edilen metal bolluklarının karşılaştırılması sunulmuştur. Uyum sadece sıfır metal bolluğunda vardır. Uyumsuzluk, Ara Pop.II ve Pop.II anakol yıldızlarını kapsayan düşük metal bolluklarına doğru artıyor. Verilerimiz gözlemlerden bağımsız olduğundan herhangi bir gözlemsel hata içermiyorlar. Bu nedenle, uyumsuzluk, RGU fotometrisinde relatif olarak metal bakımından fakir yıldızların metal bolluğu kalibrasyonundaki sistematik bir hatadan meydana gelebilir.

**Cetvel 1 :** *UBV için kabul edilen  $[M/H]_{std}$  ve tayin edilen  $[M/H]_{ev}$  metal bollukları ile sentetik UBV verileri ve dönüştürülmüş U-G ve G-R renk indeksleri. Son sütun  $\Delta[M/H] = [M/H]_{ev} - [M/H]_{std}$  metal bolluğu farklarını göstermektedir. İkinci sütunda  $\log g$  verilmiştir. İlk sütunda ise Buser ve Kurucz'tan (1992) alınan yıldız numaraları vardır.*

No	$\log g$	$[M/H]_{std}$	(U-B)	(B-V)	(U-G)	(G-R)	$[M/H]_{ev}$	$\Delta[M/H]$
34	3.75	0.50	1.697	1.313	3.50	2.02	-	-
36	3.75	0.00	1.402	1.279	3.07	1.89	-	-
38	3.75	-0.50	1.143	1.246	2.71	1.83	-	-
39	3.75	-1.00	0.960	1.214	2.47	1.80	-0.88	0.12
40	3.75	-2.00	0.750	1.160	2.23	1.78	-1.88	0.12
41	3.75	-3.00	0.653	1.156	2.13	1.80	-2.60	0.40
42	4.50	0.50	1.563	1.309	3.33	2.00	-	-
44	4.50	0.00	1.303	1.296	2.95	1.92	-	-
46	4.50	-0.50	1.107	1.269	2.67	1.82	-	-
47	4.50	-1.00	0.960	1.238	2.47	1.82	-	-
48	4.50	-2.00	0.747	1.167	2.23	1.78	-1.88	0.12
49	4.50	-3.00	0.629	1.139	2.10	1.78	-2.60	0.40
50	5.25	0.50	1.368	1.314	3.09	2.00	-	-
52	5.25	0.00	1.192	1.294	2.82	1.92	-	-
54	5.25	-0.50	1.062	1.262	2.62	1.85	-	-
55	5.25	-1.00	0.975	1.242	2.49	1.83	-	-
56	5.25	-2.00	0.782	1.176	2.27	1.80	-1.78	0.22
57	5.25	-3.00	0.610	1.126	2.08	1.76	-2.60	0.40
58	3.75	0.50	1.504	1.202	3.25	1.88	-	-
60	3.75	0.00	1.173	1.155	2.78	1.74	0.15	0.15
62	3.75	-0.50	0.895	1.097	2.40	1.66	-0.45	0.05
63	3.75	-1.00	0.705	1.044	2.16	1.61	-0.88	0.12
64	3.75	-2.00	0.515	1.006	1.94	1.59	-1.53	0.47
65	4.50	0.50	1.470	1.194	3.21	1.87	-	-
67	4.50	0.00	1.193	1.163	2.80	1.75	0.15	0.15
69	4.50	-0.50	0.918	1.115	2.43	1.68	-0.45	0.05
70	5.25	0.00	1.118	1.181	2.72	1.78	0.00	0.00
91	3.75	0.50	1.260	1.089	2.94	1.73	0.50	0.00
93	3.75	0.00	0.918	1.034	2.46	1.60	0.08	0.08
95	3.75	-0.50	0.656	0.974	2.11	1.52	-0.52	-0.02

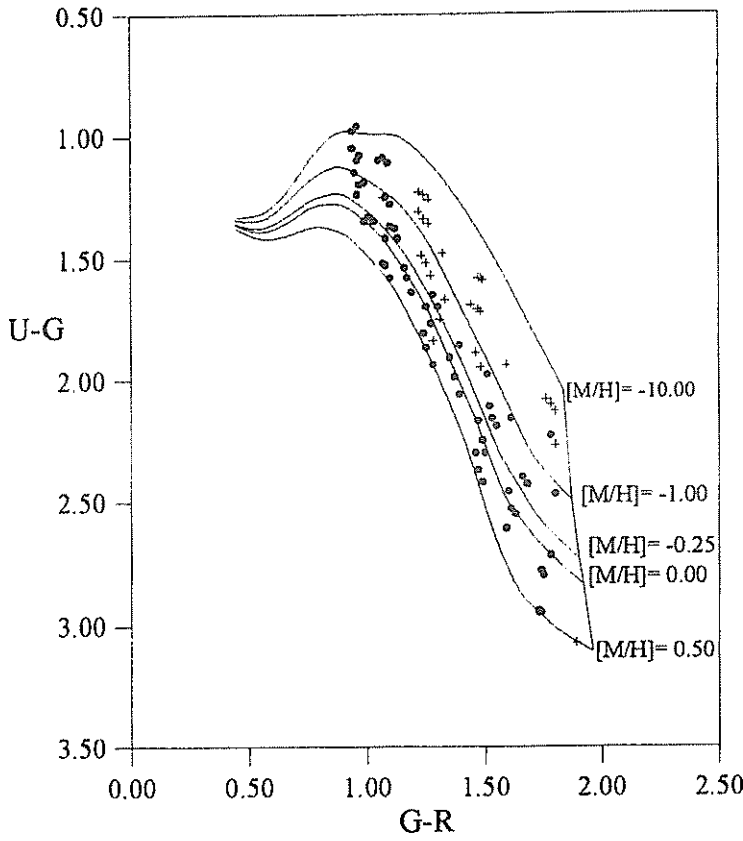
## Cetvel 1 (devam)

No	log g	[M/H] <sub>std</sub>	(U-B)	(B-V)	(U-G)	(G-R)	[M/H] <sub>ev</sub>	$\Delta$ [M/H]
96	3.75	-1.00	0.482	0.920	1.89	1.46	-0.75	0.25
97	3.75	-2.00	0.308	0.877	1.69	1.44	-1.40	0.60
98	3.75	-3.00	0.211	0.890	1.58	1.47	-2.15	0.85
99	4.50	0.50	1.270	1.088	2.95	1.73	0.50	0.00
101	4.50	0.00	0.974	1.046	2.53	1.61	0.05	0.05
103	4.50	-0.50	0.699	0.980	2.16	1.53	-0.45	0.05
104	4.50	-1.00	0.526	0.940	1.95	1.48	-0.70	0.30
105	4.50	-2.00	0.326	0.904	1.71	1.47	-1.55	0.45
106	4.50	-3.00	0.211	0.900	1.58	1.48	-2.25	0.75
107	5.25	0.50	1.266	1.092	2.95	1.74	0.50	0.00
109	5.25	0.00	0.989	1.059	2.55	1.63	0.03	0.03
111	5.25	-0.50	0.715	1.000	2.19	1.55	-0.48	0.02
112	5.25	-1.00	0.552	0.969	1.98	1.51	-0.90	0.10
113	5.25	-2.00	0.330	0.918	1.72	1.48	-1.60	0.40
114	5.25	-3.00	0.214	0.903	1.59	1.49	-2.28	0.72
115	3.75	0.50	0.999	0.981	2.61	1.59	0.25	-0.25
117	3.75	0.00	0.677	0.923	2.17	1.47	-0.08	-0.08
119	3.75	-0.50	0.449	0.866	1.86	1.39	-0.35	0.15
120	3.75	-1.00	0.297	0.817	1.67	1.33	-0.60	0.40
121	3.75	-2.00	0.141	0.778	1.48	1.32	-1.25	0.75
122	4.50	0.00	0.744	0.938	2.25	1.49	-0.05	-0.05
123	5.25	0.00	0.793	0.948	2.30	1.50	0.03	0.03
139	3.75	0.50	0.755	0.881	2.30	1.46	0.25	-0.25
141	3.75	0.00	0.471	0.824	1.91	1.35	-0.05	-0.05
143	3.75	-0.50	0.277	0.770	1.65	1.28	-0.43	0.07
144	3.75	-1.00	0.148	0.727	1.49	1.23	-0.57	0.43
145	3.75	-2.00	0.005	0.691	1.31	1.22	-1.32	0.68
146	3.75	-3.00	-0.071	0.677	1.23	1.22	-1.75	1.25
147	4.50	0.50	0.815	0.887	2.37	1.47	0.35	-0.15
149	4.50	0.00	0.537	0.840	1.99	1.37	0.08	0.08
151	4.50	-0.50	0.315	0.781	1.70	1.30	-0.32	0.18
152	4.50	-1.00	0.180	0.742	1.52	1.25	-0.60	0.40
153	4.50	-2.00	0.025	0.710	1.34	1.24	-1.32	0.68
154	4.50	-3.00	-0.063	0.698	1.24	1.24	-1.75	1.25
155	5.25	0.50	0.855	0.897	2.42	1.49	0.35	-0.15
157	5.25	0.00	0.595	0.854	2.06	1.39	0.15	0.15
159	5.25	-0.50	0.358	0.789	1.75	1.31	-0.20	0.30
160	5.25	-1.00	0.217	0.755	1.57	1.27	-0.55	0.45
161	5.25	-2.00	0.043	0.729	1.36	1.26	-1.32	0.68
162	5.25	-3.00	-0.048	0.718	1.26	1.26	-1.95	1.05

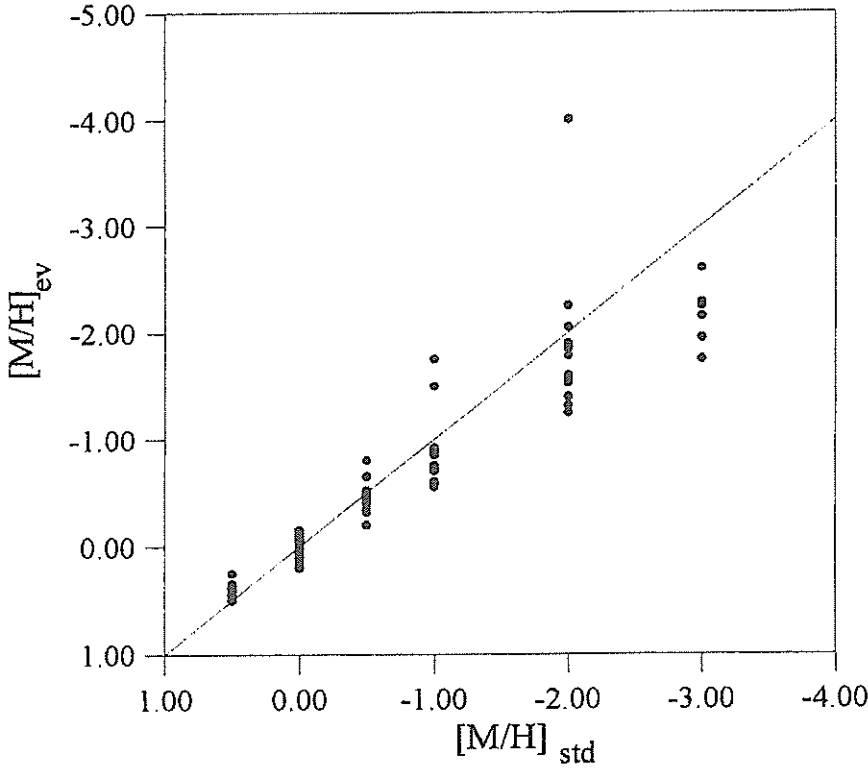
## Cetvel 1 (devam)

No	log g	[M/H] <sub>std</sub>	(U-B)	(B-V)	(U-G)	(G-R)	[M/H] <sub>ev</sub>	$\Delta[M/H]$
163	3.75	0.00	0.304	0.736	1.70	1.25	0.00	0.00
164	4.50	0.00	0.357	0.752	1.77	1.27	0.10	0.10
165	5.25	0.00	0.415	0.767	1.84	1.28	0.20	0.20
181	3.75	0.50	0.372	0.708	1.81	1.24	0.40	-0.10
183	3.75	0.00	0.178	0.658	1.54	1.16	0.00	0.00
185	3.75	-0.50	0.046	0.612	1.37	1.10	-0.35	0.15
186	3.75	-1.00	-0.048	0.579	1.25	1.07	-0.72	0.28
187	3.75	-2.00	-0.168	0.539	1.10	1.05	-1.90	0.10
188	4.50	0.50	0.421	0.717	1.87	1.25	0.45	-0.05
190	4.50	0.00	0.209	0.672	1.58	1.17	0.08	0.08
192	4.50	-0.50	0.055	0.627	1.38	1.12	-0.42	0.08
193	4.50	-1.00	-0.047	0.596	1.25	1.08	-0.90	0.10
194	4.50	-2.00	-0.173	0.560	1.09	1.07	-2.25	-0.25
195	5.25	0.50	0.480	0.732	1.94	1.28	0.50	0.00
197	5.25	0.00	0.259	0.689	1.64	1.19	0.15	0.15
199	5.25	-0.50	0.085	0.641	1.42	1.13	-0.35	0.15
200	5.25	-1.00	-0.023	0.913	1.28	1.10	-0.85	0.15
201	5.25	-2.00	-0.164	0.581	1.11	1.09	-1.85	0.15
202	4.44	0.00	0.082	0.593	1.42	1.08	-0.05	-0.05
214	3.75	0.50	0.154	0.570	1.52	1.07	0.38	-0.12
216	3.75	0.00	0.034	0.526	1.35	0.99	0.00	0.00
218	3.75	-0.50	-0.054	0.488	1.24	0.96	-0.40	0.10
219	3.75	-1.00	-0.123	0.459	1.15	0.95	-0.92	0.08
220	3.75	-2.00	-0.209	0.425	1.05	0.94	-2.05	-0.05
221	4.50	0.50	0.156	0.579	1.53	1.08	0.38	-0.12
223	4.50	0.00	0.014	0.540	1.33	1.01	-0.15	-0.15
225	4.50	-0.50	-0.091	0.503	1.20	0.97	-0.65	-0.15
226	4.50	-1.00	-0.169	0.476	1.10	0.96	-1.50	-0.50
227	4.50	-2.00	-0.264	0.443	0.98	0.94	-4.00	-2.00
228	5.25	0.50	0.193	0.596	1.58	1.10	0.45	-0.05
230	5.25	0.00	0.028	0.558	1.35	1.03	-0.10	-0.10
232	5.25	-0.50	-0.098	0.519	1.19	0.99	-0.80	-0.30
233	5.25	-1.00	-0.183	0.495	1.08	0.97	-1.75	-0.75
234	5.25	-2.00	-0.285	0.464	0.96	0.96	-4.00	-2.00

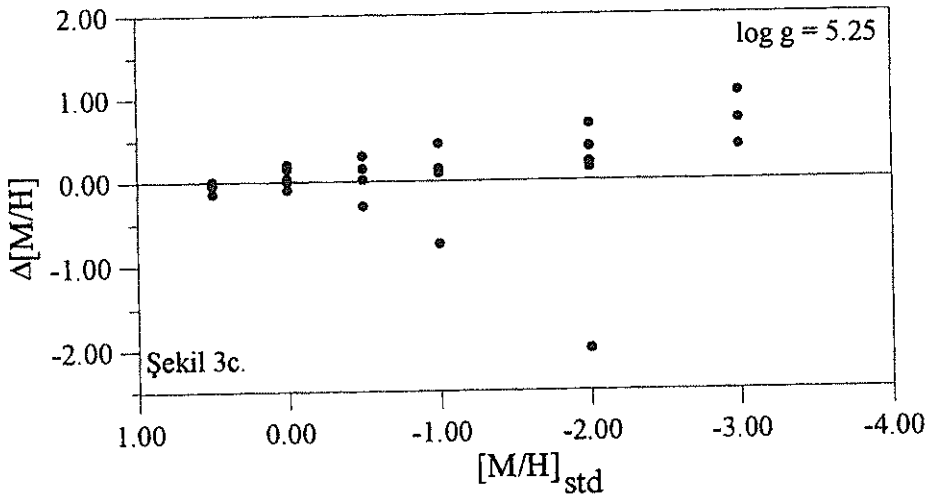
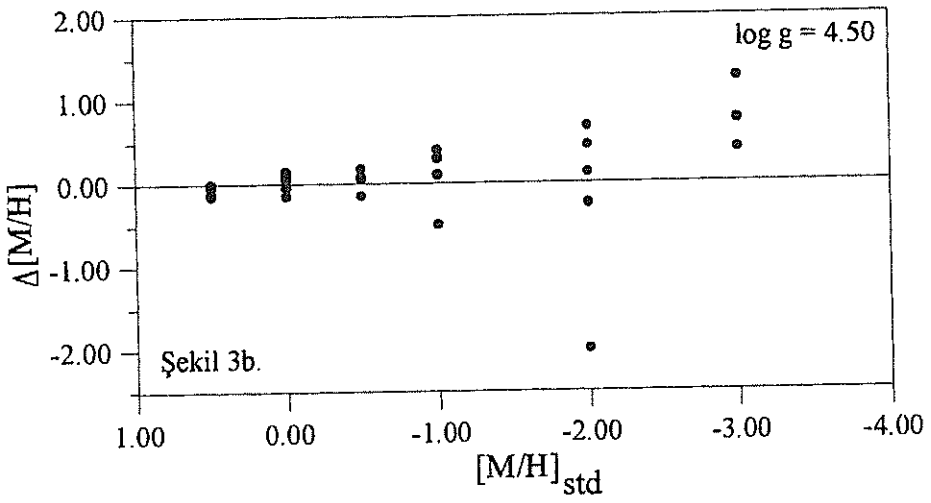
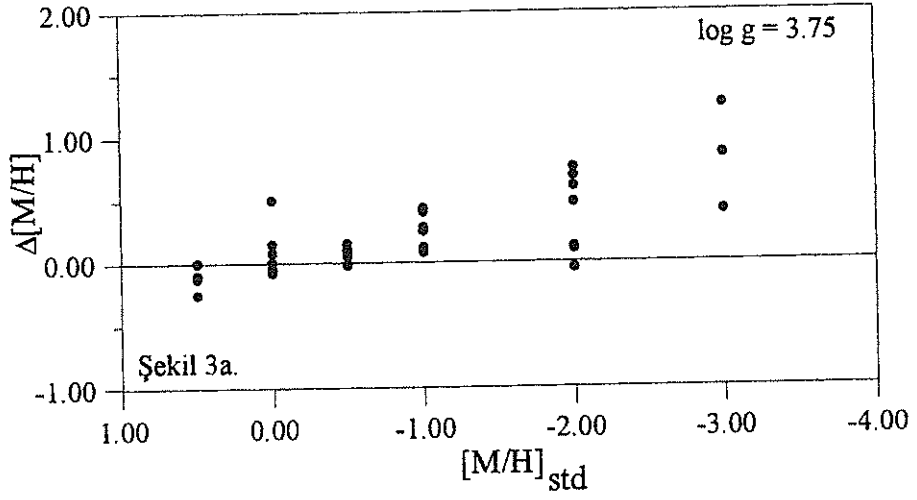




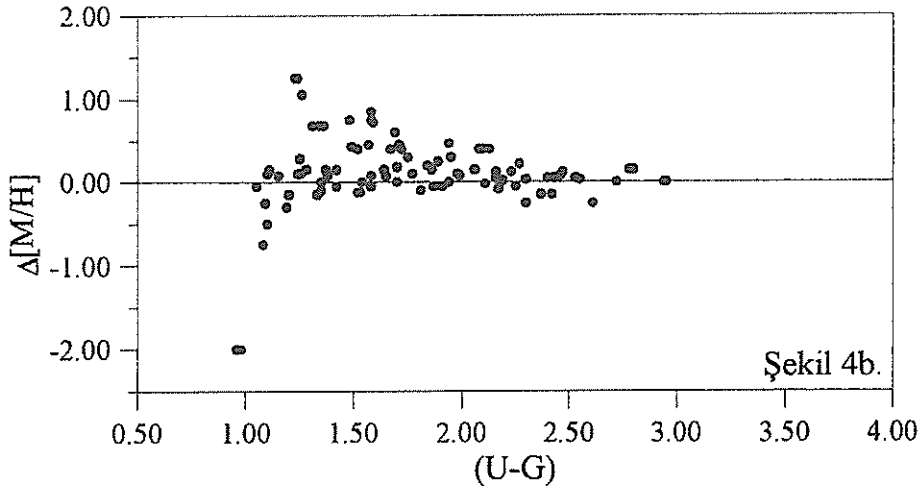
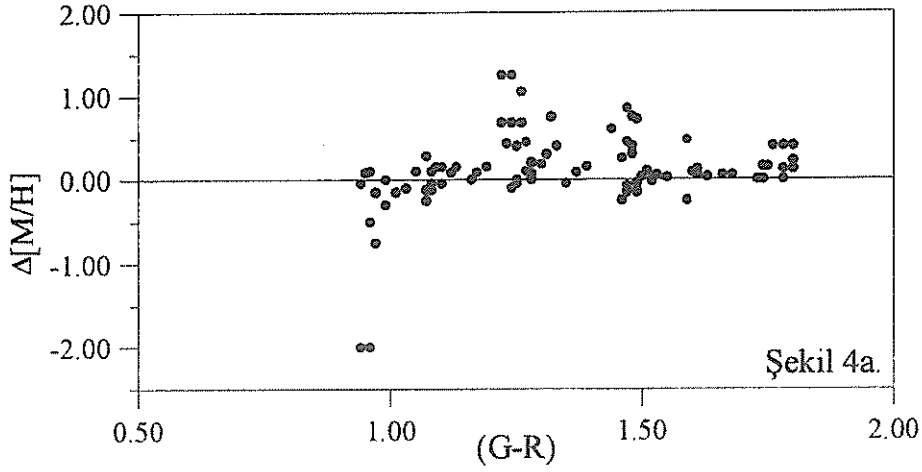
**Şekil 1.** *RGU fotometrisi vasıtası ile elde edilen metal bollukları ile sentetik UBV fotometrisi için kabul edilen metal bolluklarının karşılaştırıldığı 91 anakol yıldızı için iki renk diyagramı. (●) ve (+) sembolleri sırası ile  $\Delta[M/H] = [M/H]_{ev} - [M/H]_{std}$  farklarının mutlak olarak 0.20'den büyük ve küçük olan yıldızları gösterir.*



**Şekil 2.** *Sentetik UBV Fotometrisi için kabul edilen  $[M/H]_{std}$  metal bolluklarının RGU fotometrisi yardımı ile elde edilen  $[M/H]_{ev}$  bollukları ile karşılaştırılması. Uyum sadece sıfır metal bolluğunda vardır. Uyum-suzluk düşük metal bolluklarına doğru artar.*



Şekil 3a-c. Üç farklı  $\log g$  değeri için ((a)  $\log g=3.75$ , (b)  $\log g=4.50$ , (c)  $\log g=5.25$ )  $\Delta[M/H]$  farklarının  $[M/H]_{std}$  metal bollukları ile karşılaştırılması. İki gruba ait metal bollukları arasındaki uyumsuzluk bütün  $\log g$  değerleri için geçerlidir.



Şekil 4a-b : Renk indekslerinin  $\Delta[M/H]$  metal bolluğu farkları ile karşılaştırılması. (a): (G-R) renk indeksi için, (b): (U-G) renk indeksi için. İki metal bolluğu grubu arasındaki uyumsuzluk renk indeksinin bir fonksiyonu değildir.

### Kaynaklar

- Buser, R. and Fenfart, R., 1990, A&A, 239, 243  
Buser, R. and Kurucz, R.L., 1992, A&A, 264, 557  
Buser, R., and Güngör, S., 1995, (Güngör'ün Doktora Tezi)  
Carney, B., Latham, D.W., and Laird, J.B., 1989, A.J., 97, 423  
Cayrel, R., Perrin, M.N., Buser, R., Barbuy, B., and Coupry, M.F., 1991, A&A, 247, 122  
Crosswell, K., Latham, W., Carney, B., Schuster, W., and Aguilar, L., 1991, A.J., 101, 2078  
Flynn, C., and Röser, S., A&A, 280, 131  
Gilmore, G. and Reid, N., 1983, MNRAS, 202, 1025  
Gilmore, G. and Wyse, R., 1985, A.J., 99, 2015  
Hartkopf, W.I. and Yoss, K.M., 1982, A.J., 87, 1679  
Karaali, S., 1995, Tr. J. of Physics, kabul edildi  
Majewski, S.R., 1992, ApJS, 78, 87  
Majewski, S.R., 1993, ARA&A, 31, 575  
Morrison, H., Flynn, C., and Freeman, K.C., 1990, A.J., 100, 1191  
Sandage, A., 1981, A.J., 86, 1643  
Trefzger, Ch., 1981, A&A, 95, 184

## SA 54 YILDIZ ALANININ UBV FOTOMETRİK İNCELENMESİ

**Salih KARAALİ, Yüksel KARATAŞ, Selçuk BİLİR, Serap GÜNGÖR AK**  
**İ.Ü.F.F Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü 34452 - Üniversite İstanbul**

**Özet :** Bu çalışmada, orta galaktik enlemi ( $b = + 58^{\circ}.8$ ) SA 54 yıldız alanının UBV fotometrik incelenmesi yapılmıştır.  $2.56$  derece<sup>2</sup> lik alan içinde  $V=18^m.0$  limit kadherine kadar 1377 yıldızın  $M(V)$  mutlak kadirleri M67, 47 Tuc, M5 ve M92 kümelerinin renk kadir diyagramları yardımı ile tayin edilmiş, popülasyon tiplerine ayırımı ise "Alan Yıldızların Uzay Dağılımları" yöntemine göre (Karaali, 1994) yapılmıştır. Her üç popülasyonda yıldız olmakla beraber Popülasyon II yıldızlarının sayısı azdır. Yoğunluk fonksiyonları gerek biçimsel ve gerekse sayısal olarak Gilmore-Wyse (1985) modeli ile uyum içindedir. Geç tipten devlere ait Güneş civarındaki  $D^*=7.27$  lik logaritmik yoğunluk değeri Gliese ve Jahreiss (1992) in  $\odot = 7.03$  değerine yakındır. Işıma gücü fonksiyonu da Gliese (1969) ve Gliese ve Jahreiss (1992)'e ait ışıma gücü fonksiyonları ile uyuşmaktadır.

**Anahtar kelimeler:** *UBV fotometrisi - Yıldızlar: istatistik, popülasyon tipleri - Galaksi: yapısı*

### UBV PHOTOMETRIC INVESTIGATION OF THE STAR FIELD SA 54

**Summary:** In this work, the intermediate latitude ( $b = +58^{\circ}.8$ ) field SA 54 have been UBV photometrically investigated. The  $M(V)$  absolute magnitudes for 1377 stars down to the limiting magnitude of  $V = 18^m.0$  in a size  $2.56 \square^{\circ}$  have been determined by means of the colour - magnitude diagrams of four clusters, i.e: M67, 47 Tuc, M5, and M92. The separation of their population types have been carried out by their spatial distributions (Karaali, 1994). In our work, three population types could be identified, however the number of stars with Population II is little. Density functions agree with the Galactic model of Gilmore and Wyse (1985) both in shape and respect to the solar densities. The logarithmic solar density  $D^* = 7.27$  for late-type giants agree with that of Gliese and Jahreiss (1992), i.e.:  $\odot = 7.03$ . Also, the luminosity function is in good agreement with those of Gliese (1969) and Gliese and Jahreiss (1992).

**Key words:** *UBV photometry - Stars: statistics, population types - Galaxy: structure*

#### 1.Giriş

Alan yıldızlarının popülasyon tiplerinin uzay dağılımlarına göre tayini (Karaali, 1994) yönteminin SA 82 (Karaali ve ark., 1994), SA 71 (Karaali, 1996) ve SA 51 (Bilir, 1996) alanlarına başarı ile uygulanmasından sonra, bu yöntemin orta galaktik enlemlili ( $b = 58^{\circ}.8$ ) ve galaksi merkezine göre zıt yönde ( $l = 200^{\circ}.1$ ) bir alana uygulanmasının faydalı olacağı düşünülmüştür. SA 82 alanı gibi, UBV fotometrisinde incelenen bu alandan elde edilen sonuçlarla RGU fotometrisinde elde edilenleri karşılaştırabilmek için,  $M(V)$  mutlak kadir aralıkları  $2 < M(G) \leq 3$ ,  $3 < M(G) \leq 4$ , ... birer kadir uzunluktaki  $M(G)$  kadir aralıklarına denk gelecek şekilde ayrılmıştır. Bu denklik Buser (1978) in çalışması ile sağlanmıştır.

## 2. Materyal ve Metot

SA 54 yıldız alanının incelenmesinde yıldızların popülasyon tiplerine ayırımı "Yıldızların Uzay Dağılımları Yöntemi" (Karaali, 1994) ile, mutlak kadirlerinin tayini de (U-B, B-V) iki renk diyagramı aşağıda verilen dört metal bolluğu grubuna ayrılıp her biri için karşılıklarında belirtilen kümeye ait CCD - renk kadir diyagramları kullanılarak yapılmıştır. Kümelere ait bilgiler Cetvel 1 de, renk kadir diyagramları ise Şek. 1 de verilmiştir.

Grup	Metal Bolluğu	Küme
1	$-0.25 \leq [M/H]$	M 67
2	$-1.00 \leq [M/H] < -0.25$	47 Tuc
3	$-2.00 \leq [M/H] < -1.00$	M 5
4	$[M/H] \leq -2.00$	M 92

Evrimsiymiş yıldızların ayırımında ise SA 71 (Karaali, 1996) ve SA 51 (Bilir, 1996) alanlarının incelenmesinde anlatılan yöntemler kullanılmıştır.

Alanın incelenmesinde kullanılan UBV verileri Basel Astronomi Enstitüsü'nce yayınlanan VIII numaralı katalogtan alınmıştır (Becker ve ark, 1982).

## 3. Bulgular

Alan için, örnek olarak, biri  $V \leq 14^m$  diğeri  $15^m < V \leq 16^m$  görünen kadir aralığına ait iki tane iki - renk diyagramı Şek.2 de verilmiştir. Aynı diyagramlarda evrimsiymiş yıldızlar da işaretlenmiştir; mutlak kadiri  $M(V) < 1.91$  ( $M(G) < 2$ ) olanlar geç tipten devler sınıfına ayrılmıştır.

Alan yıldızlarının popülasyon tiplerine ayırımı üç şekil yardımı ile yapılmıştır: (a) evrimsiymiş yıldızların bulunmadığı  $0.30 \leq (B-V)_0 \leq 0.60$  aralığındaki yıldızlar için ortalama bir  $\langle M(V) \rangle = 4^m.4$  mutlak kadir kabul edilerek (Karaali, 1994) çizilen z - histogramı, (b)  $3^m.5 < M(V) \leq 5^m.0$  mutlak kadir aralığındaki (evrimsiymiş) yıldızların mutlak kadirlerinin ayrı ayrı kullanılması ile çizilen z - histogramı ve (c)  $2^m.0 < M(V) \leq 3^m.5$  mutlak kadir aralığındaki (çoğu evrimsiymiş) yıldızların mutlak kadirlerinin ayrı ayrı kullanılması ile çizilen z - histogramı. Her üç şekilde de Popülasyon I, Ara Popülasyon II ve Popülasyon II nin etkinlik bölgelerini belirleyen z sınırlarının  $z = 1.8$  ve  $z = 3.8$  kpc olduğu görülüyor. Burada z yıldızın Galaksi düzlemine olan uzaklığı olup yıldızın Güneşe olan r uzaklığı ve yıldız alanının galaktik b enlemi yardımı ile hesaplanmıştır:  $z = r \sin(b)$ .

Popülasyon I, Ara Popülasyon II, Popülasyon II ve bunların birleşimine ait yoğunluk fonksiyonları sırası ile Cetvel 2, 3, 4, ve 5 te verilmiştir. Tamlık sınırı içinde Popülasyon II ye ait yıldız sayısı sadece 5 ( $1^m.91 < M(V) \leq 2^m.80$  ve  $2^m.80 < M(V) \leq 3^m.70$  aralıkları için sırası ile 3 ve 2 tane) olduğundan bu popülasyona ait yoğunluk fonksiyonu çizilmemiştir. Popülasyon I, Ara popülasyon II ve bütün popülasyonlar için örnek şekiller sırası ile Şek.3, 4 ve 5 te verilmiştir.

Yoğunluk histogramları ile Gilmore-Wyse (1985) modeli arasındaki biçimsel uyum açıkça görülüyor. Cetvel 6 da verilen standart sapmaların küçük oluşu da bu iddiayı doğrulamaktadır. Sayısal uyum ise, her bir popülasyon ve bunların birleşimi için Cetvel 7 de verilen Güneş civarındaki yoğunluk değerleri ve bunların farkından anlaşılıyor. Aynı cetvelde, Gliese (1969) ve Gliese ve Jahreiss (1992)'e ait değerler de verilmiştir.  $1^m.91 < M(V) \leq 2^m.80$  ve  $4^m.61 < M(V) \leq 5^m.54$  aralıklarına ait Popülasyon I - Ara Popülasyon II = 1.76 ve 1.88 değerleri sözkonusu modelin öngördüğü 1.78 lik logaritmik değer mertebesinde dir.  $2^m.80 < M(V) \leq 3^m.70$  ve  $5^m.54 <$

$M(V) \leq 6^m.43$  aralıklarına ait farkların (sırası ile 2.31 ve 2.11), model değerlerinden büyük oluşu ise kolayca açıklanabilir: birinci aralıktaki yıldız sayısı azdır (sadece 4 tane), ikinci aralıktaki yıldızların tamamı ise tamlık sınırından uzaktadır.  $3^m.70 < M(V) \leq 4^m.61$  aralığındaki 1.40 farkı model değerinden çok farklı olmamakla beraber, bu aralıkta renk kadir diyagramlarının dik oluşu mutlak kadir tayinini zorlaştırıyor.

Işıma gücü fonksiyonu, bütün popülasyon için çizilen yoğunluk histogramlarının modellerle karşılaştırılmasından elde edilir. Alanımıza ait ışıma gücü fonksiyonunun (Cetvel 7, satır 6 ve Şek.6) Gliese (1969) ve Gliese ve Jahreiss (1992)'e ait ışıma gücü fonksiyonu ile uyum içindedir.

#### 4. Tartışma ve Sonuç

Alan yıldızlarının uzay dağılımları yöntemine göre popülasyon tiplerinin tayininin (Karaali, 1994) SA 82, SA 71 ve SA 51 alanlarından sonra, orta enlemler ve Galaksi merkezine göre zıt yönde bulunan SA 54 alanına da başarı ile uygulanmıştır. Popülasyon tipleri için ayrı ayrı ve bunların birleşimi için çizilen yoğunluk fonksiyonlarının Gilmore-Wyse (1985) modeli ile uyuşması bu iddiayı doğrulamaktadır. Işıma gücü fonksiyonunun Gliese (1969) ve Gliese ve Jahreiss (1992)'e ait ışıma gücü fonksiyonu ile uyum içinde olması ise evrimleşmiş yıldızların ayırımı ile ilgili yöntemin doğruluğunu gösteriyor.

Söz konusu iki yöntemin, yıldız alanlarının daha doğru bir şekilde incelenmesini ve Galaksinin yapısının daha iyi öğrenilmesini sağlayacağı anlaşıyor.

#### Kaynaklar

- Becker, W., Duran, C.M., Ebner, E., Esin-Yılmaz, F., Fenkart, R., Hartl, H., Spaenhauer, A. 1982, Photometric Catalogue for stars in selected areas and other fields in the RGU-System (VIII).
- Bilir, S. 1996, İ.Ü. Fen Bil. Enst.(Yüksek Lisans Tezi)
- Gilmore, G., Wyse, R.F.G. 1985, Astron J. 90, 2015.
- Gliese, W. 1969, Veröff. Astron. Rechen Inst. Heidelberg No: 22.
- Gliese, W., Jahreiss, H. 1992, Astron. Rechen Inst. Heidelberg (Kul, F.1994, İ.Ü. Fen Bil. Enst. Yüksek Lisans Tezi.).
- Hesser, J.E., Harris, W., Vandenberg, D.A., Allwright, J.W.B, Schott, P, Stetson, P.B. 1987, Pub. A.S.P. 99, 739.
- Karaali, S. 1994, Astron. Astrophys. Suppl. 106, 107.
- Karaali, S., Güngör, S., Karataş, Y., Bilir, S. 1994, IX Ulusal Astronomi Toplantısı, ODTÜ - Ankara, S.104.
- Karaali, S. 1996, İ.Ü. Araş. Fonu Proje No : 715 / 260495.
- Montgomery, K.A., Marschall, L.A., Janes K.A. 1993, Astron. J. 106, 181
- Richer, H.B., Fahlman, G.G. 1987, Astrophys. J. 316, 189.
- Stetson, P.B., Harris, W.E. 1988, Astron. J. 96, 909.

**Cetvel 1.** Mutlak kadir tayininde renk kadir diyagramları kullanılan kümelere ait bilgiler.

Küme	E(B-V)	(V-M)	[Fe/H]	Kaynak
M67	0.05	9.60	-0.05	(1)
47 Tuc	0.04	13.40	-0.65	(2)
M 5	0.02	14.30	-1.13	(3)
			-1.40	(4)
M 92	0.02	14.60	-2.24	(4)

(1) Montgomery ve ark. (1993)

(2) Hesser ve ark. (1987)

(3) Richer ve Fahlman (1987)

(4) Stetson ve Harris (1988)

**Cetvel 2:** Popülasyon I yıldızlarına ait logaritmik  $D^* = \log D + 10$  ( $D=N/\Delta V$ ) uzay yoğunlukları.  $r_1, r_2$ :  $\Delta V_{1,2} = (\pi/180)^2 (\square/3) (r_2^3 - r_1^3)$ , ( $\square$ : derece<sup>2</sup> cinsinden alanın büyüklüğü), hacminin uzaklık sınırları,  $r = ((r_1^3 + r_2^3)/2)^{1/3}$   $\Delta V_{1,2}$  nin kütle merkezi,  $N = \Delta V_{1,2}$  deki yıldız sayısı. Uzaklıklar kpc, hacim pc<sup>3</sup> cinsindedir. Yatay çizgiler tamlık sınırını gösteriyor.

M(G) ⇒			2-3	3-4	4-5	5-6	6-7	7-8						
M(V) ⇒			1.91-2.80	2.80-3.70	3.70-4.61	4.61-5.54	5.54-6.43	6.43-7.30						
$r_1-r_2$	$r$	$\Delta V_{1,2}$	N	$D^*$	N	$D^*$	N	$D^*$	N	$D^*$				
0.00-0.40	0.32	1.64 (4)	1		3	6.23	7	6.63	22	7.13	10	6.83	4	6.88
0.40-0.63	0.54	4.89 (4)	2	5.28	8		9	6.26	18	6.57	34		45	
0.63-1.00	0.86	1.95 (5)	2		10	5.71	13	5.82	18	5.97	23	6.07	61	6.50
1.00-1.59	1.36	7.75 (5)	3	4.66	14	5.26	9	5.06	16	5.31	47	5.78	79	6.01
1.59-2.10	1.88	1.39 (6)	7		8	4.76	5	4.56	10	4.86	43	5.49	7	4.70

**Cetvel 3 :** Ara Pop II yıldızlarına ait logaritmik  $D^* = \log D + 10$  uzay yoğunlukları (semboller Cetvel 2 deki gibidir).

M(G) ⇒			2-3	3-4	4-5	5-6	6-7					
M(V) ⇒			1.91-2.80	2.80-3.70	3.70-4.61	4.61-5.54	5.54-6.43					
$r_1-r_2$	$r$	$\Delta V_{1,2}$	N	$D^*$	N	$D^*$	N	$D^*$				
0.00-2.51	1.99	4.12 (6)	2	3.69	-	4.02	8	4.29	13	4.50		
2.51-3.98	3.40	1.23 (7)	8	3.68	1	3.24	17		23	4.27	6	3.69
3.98-4.44	4.22	6.40 (6)	1		3		6	3.97	2	-	-	

**Cetvel 4 :** Popülasyon II yıldızlarına ait logaritmik  $D^* = \log D + 10$  uzay yoğunlukları (semboller Cetvel 2 deki gibidir).

M(G)			< 2	2-3	3-4	4-5				
M(V)			< 1.91	1.91-2.80	2.80-3.70	3.70-4.61				
$r_1-r_2$	$r$	$\Delta V_{1,2}$	N	$D^*$	N	$D^*$	N	$D^*$		
0.00 - 6.31	5.01	6.53 (7)	-	-	3	2.66	2	2.49	11	3.23
6.310-10.00	8.56	1.95 (8)	-	-	-		3	2.19	1	-
>10.00	-	-	1	-	4	-	-	-	-	-

**Cetvel 5a:**  $M(V) < 1.91$ ,  $1.91 < M(V) \leq 2.80$ ,  $2.80 < M(V) \leq 3.70$ ,  $3.70 < M(V) \leq 4.61$ ,  $4.61 < M(V) \leq 5.54$ ,  $5.54 < M(V) \leq 6.43$  ve  $6.43 < M(V) \leq 7.30$  mutlak kadir aralıkları için, bütün popülasyonlara ait logaritmik  $D^* = \log D + 10$  uzay yoğunlukları (semboller Cetvel 2 deki gibidir).

$M(G) \Rightarrow$			< 2	2-3	3-4	4-5	5-6	6-7	7-8							
$M(V) \Rightarrow$			< 1.91	1.91-2.80	2.80-370	3.70-4.61	4.61-5.54	5.54-6.43	6.43-7.30							
$r_1-r_2$	$r'$	$\Delta V_{1,2}$	N	$D^*$	N	$D^*$	N	$D^*$	N	$D^*$						
0.00-0.40	0.32	1.64 (4)	-	-	1		3	6.23	7	6.63	22	7.13	10	6.83	4	6.88
0.40-0.63	0.54	4.89 (4)	-	-	2	4.89	8		9	6.26	18	6.57	34		45	
0.63-1.00	0.86	1.95 (5)	-	-	2		10	5.71	13	5.82	18	5.97	23	6.07	61	6.50
1.00-1.59	1.36	7.75 (5)	-	-	3		14	5.26	9	5.06	16	4.95	47	5.78	79	6.01
1.59-2.51	2.15	3.08 (6)	-	-	9	4.47	8	3.77	5	4.16	18		56	5.26	7	-
2.51-3.98	3.40	1.23 (7)	-	-	8	3.81	1		17		23	4.27	6	-		
3.98-6.31	5.40	4.89 (7)	-	-	4	2.91	5	3.01	17	3.54	2	-				
6.31-10.00	8.55	1.95 (7)	-	-	-	-	3	2.19	1	-						
>10.00	-	-	1	-	4	-										

**Cetvel 5b:** Bütün popülasyonlardaki geç tipten devlere ait logaritmik  $D^* = \log D + 10$  uzay yoğunlukları (semboller Cetvel 2 deki gibidir).

$r_1-r_2$	$r'$	$\Delta V_{1,2}$	N	$D^*$
0.00-2.51	1.99	4.12 (6)	28	4.83
2.51-3.98	3.40	1.23 (7)	25	4.31
3.98-6.31	5.40	4.89 (7)	30	3.79
6.31-10.00	8.55	1.95 (8)	40	3.31
10.00-12.59	11.44	2.59 (8)	15	2.76
12.59-15.85	14.40	5.16 (8)	23	2.65
15.85-19.95	18.82	1.03 (9)	14	2.13
19.95-25.12	22.83	2.05 (9)	28	2.14
25.12-31.62	28.74	4.10 (9)	14	1.53
31.62-39.81	36.18	8.18 (9)	22	1.43
39.81-50.12	45.55	1.63 (10)	06	0.57
> 50.12	-	-	02	-

**Cetvel 6:** Popülasyon I, Ara Pop II, ve bütün popülasyonlara ait uzay yoğunluk histogramlarının Gilmore-Wyse (1985) modeli ile karşılaştırılmasına ait standart sapmalar.

$M(V) \Rightarrow$	1.91-2.80	2.80-3.70	3.70-4.61	4.61-5.54	5.54-6.43	6.43-7.30
Popülasyon I	$\pm 0.42$	0.18	0.08	0.18	0.19	0.13
Ara Popülasyon II	0.52	0.00	0.21	0.40	0.00	-----
Popülasyon II	0.00	0.08	0.00	-----	-----	-----
Bütün Popülasyonlar	0.22	0.18	0.12	0.16	0.18	0.08

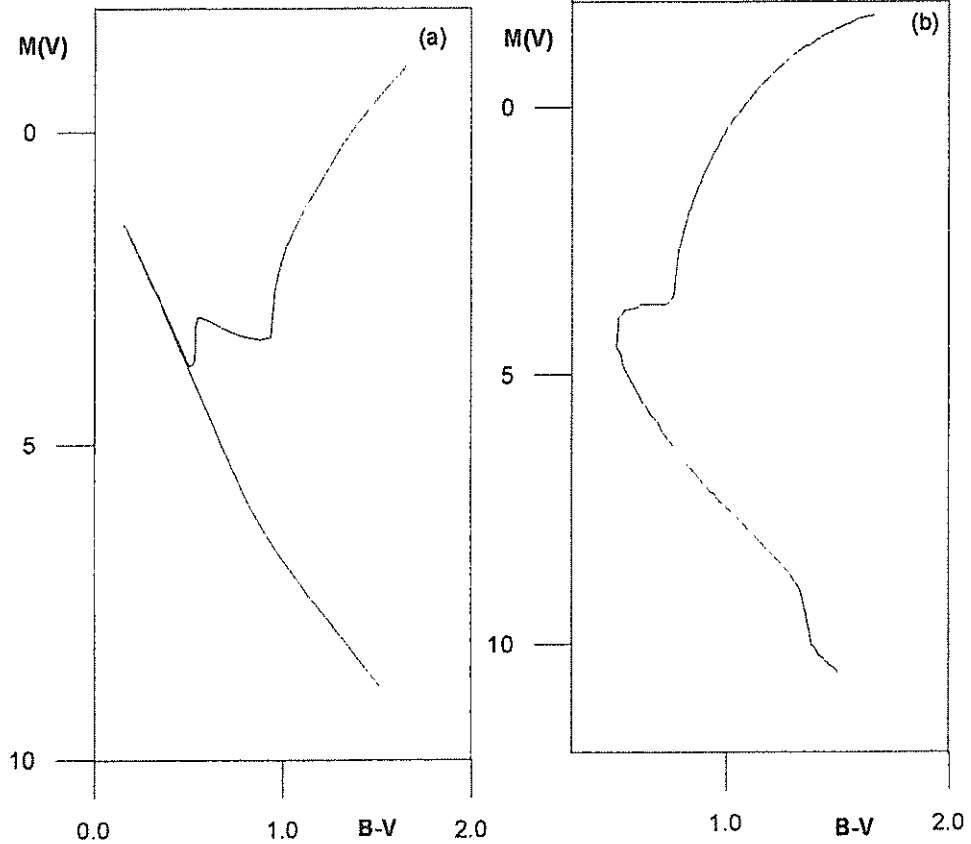
Geç tipten devler  $s = \pm 0.13$

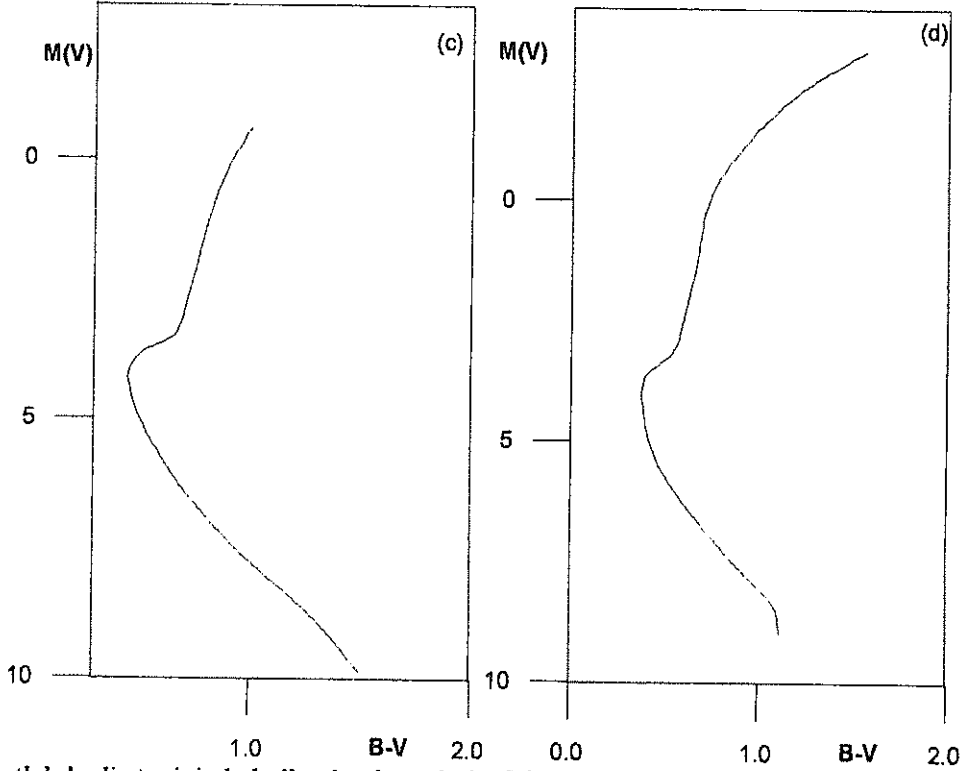


**Cetvel 7 :** Popülasyon I, Ara Popülasyon II, Popülasyon II ve bütün popülasyonlara ait Güneş civarındaki uzay yoğunlukları ve bunların farkları. Yedi ve sekizinci satırlarda, Gliese (1969) ve Gliese - Jahreiss (1992)'e ait Güneş civarındaki uzay yoğunlukları da verilmiştir.

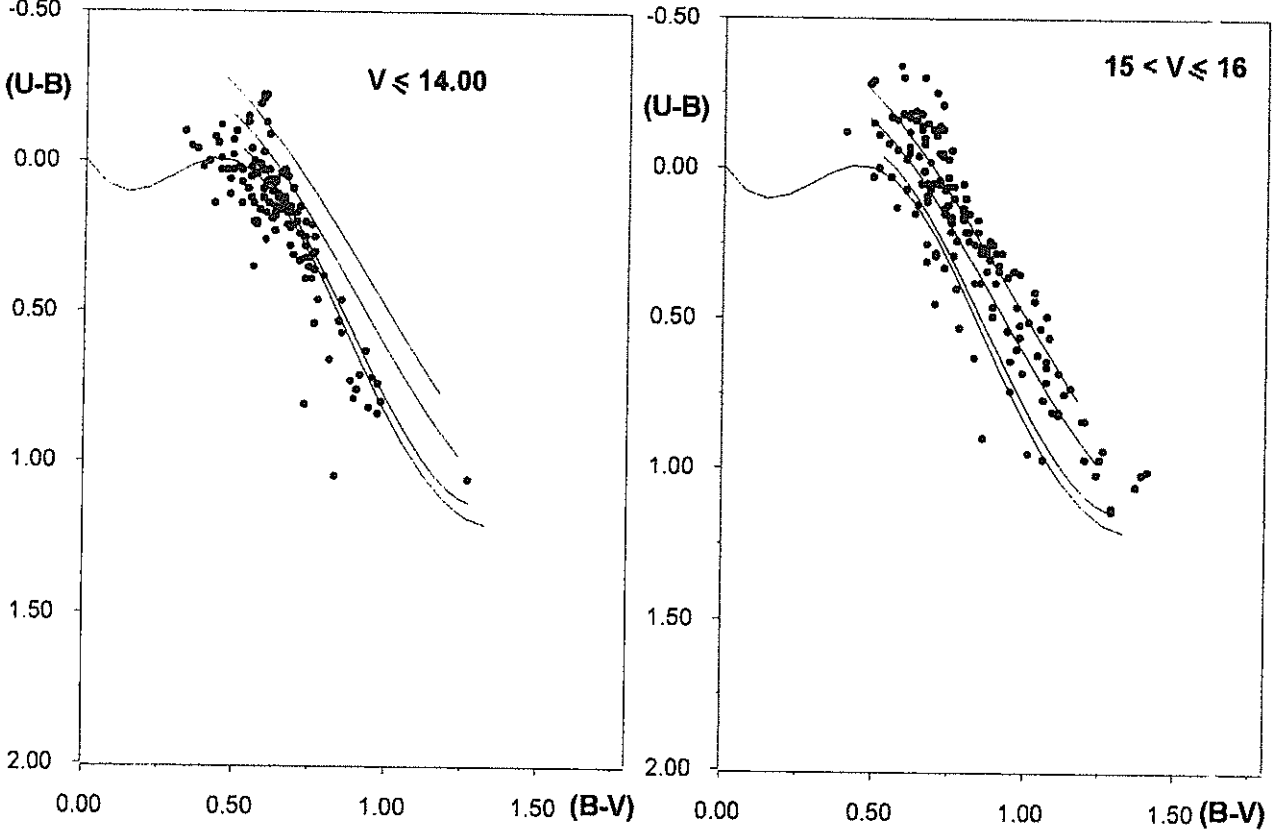
M(V) ⇒	1.91-2.80	2.80-3.70	3.70-4.61	4.61-5.54	5.54-6.43	6.43-7.30
M(G) ⇒	2 - 3	3 - 4	4 - 5	5 - 6	6 - 7	7 - 8
Popülasyon I	6.66	7.05	7.02	7.32	7.47	7.70
Ara Popülasyon II	4.90	4.74	5.62	5.44	5.36	-
Popülasyon II	3.21	3.08	3.75	-	-	-
Bütün Popülasyonlar	6.66	6.81	7.00	7.31	7.48	7.65
Gliese (☉) (1969)	6.78	7.18	7.41	7.52	7.48	7.42
Gliese ve Jahreiss (☉) (1992)	6.83	6.99	7.50	7.62	7.63	7.60
Pop I - Ara Pop II	1.76	2.31	1.40	1.88	2.11	-
Ara Pop II - Pop II	1.69	1.66	1.87	-	-	-

**Geç tipten devler :** GW IV (1985) : ☉ = 7.27  
 Gliese ve Jahreiss (1994) : ☉ = 7.03

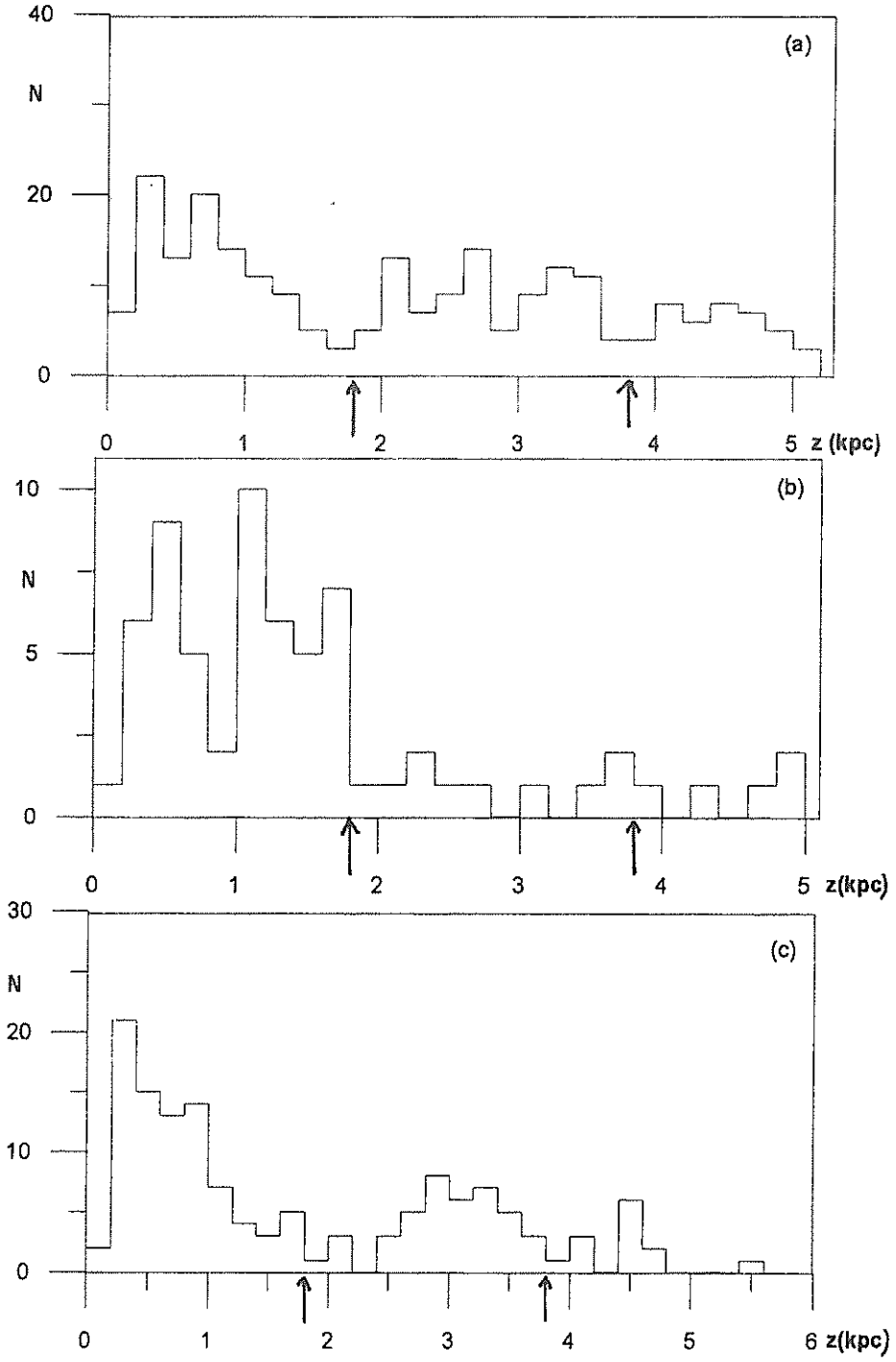




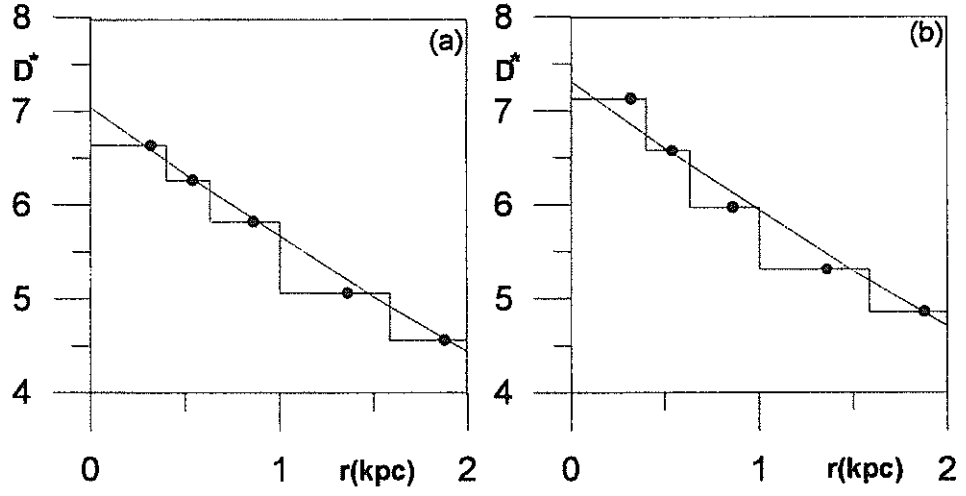
Şekil 1a-d : Mutlak kadir tayininde kullanılan kümelerin CCD - renk kadir diyagramları. (a) M67, (b) 47 Tuc, (c) M5, ve (d) M92.



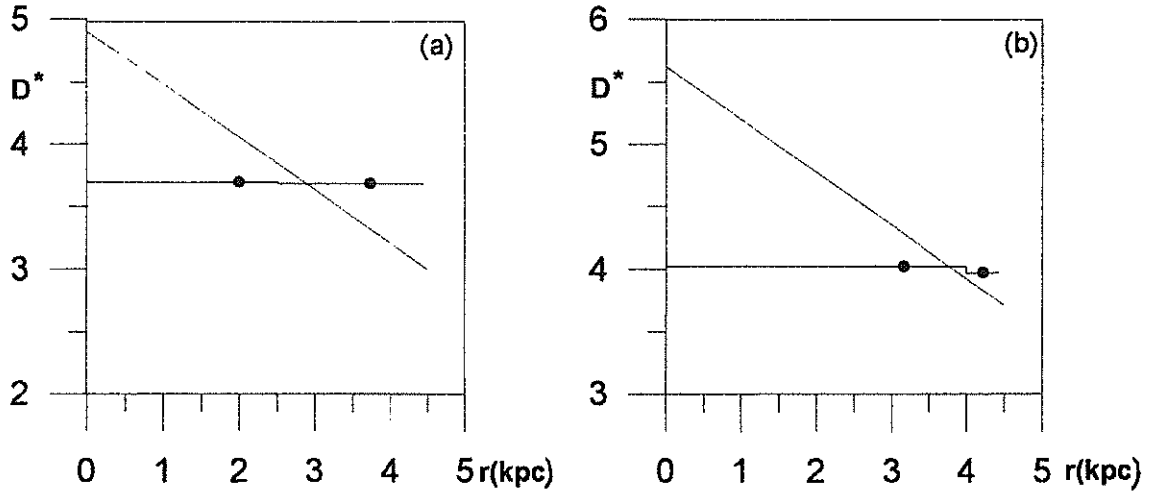
Şekil 2a-b : SA 54 alanına ait iki tane iki renk diyagramı (a) :  $V \leq 14^m$ , (b)  $15 < V \leq 16^m$ . Evrimleşmiş yıldızlar (devler dahil) kapalı bir eğri ile gösterilmiştir.



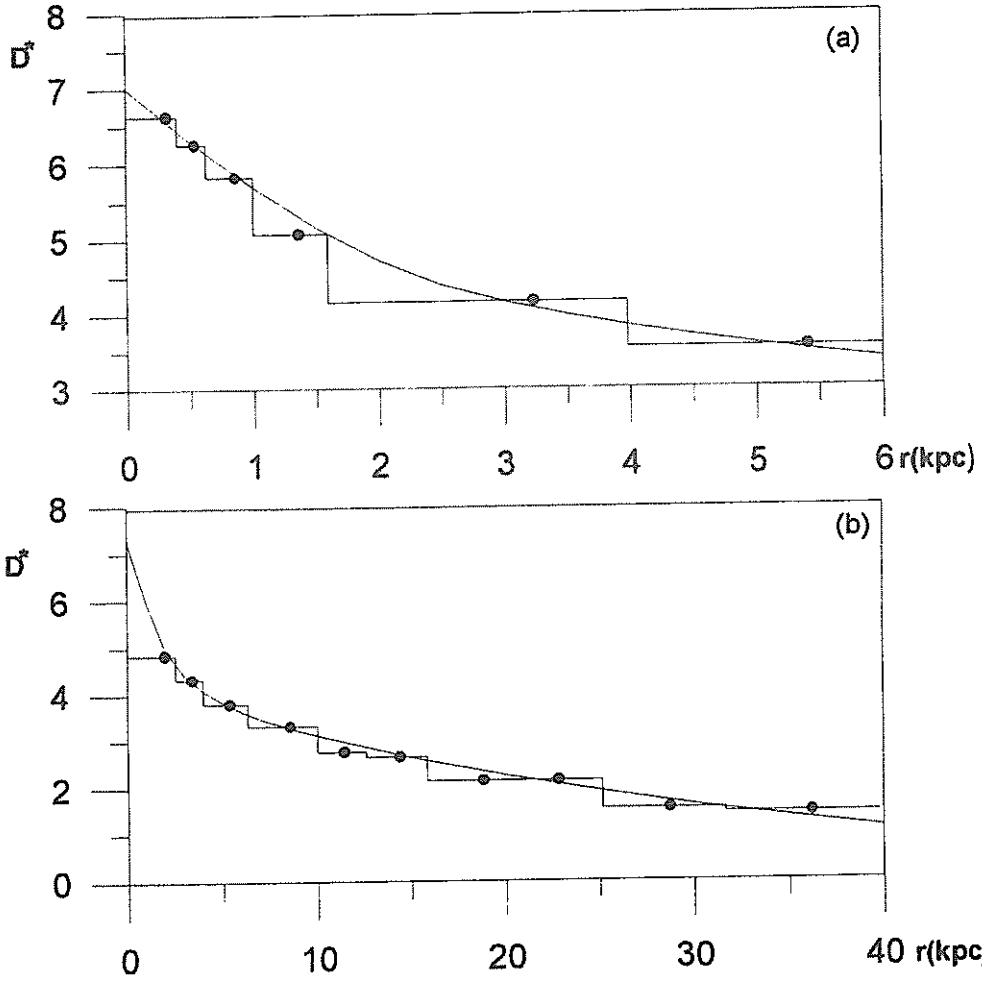
Şekil 3a-c : Alan yıldızlarının z histogramı. (a)  $0.30 \leq (B-V)_0 \leq 0.60$  aralığındaki yıldızlar için ( $\langle M(V) \rangle = 4^m.4$ ), (b)  $3^m.5 \leq M(V) \leq 5^m.0$  aralığındaki yıldızlar için ve (c)  $2^m.00 \leq M(V) \leq 3^m.5$  aralığındaki yıldızlar için.



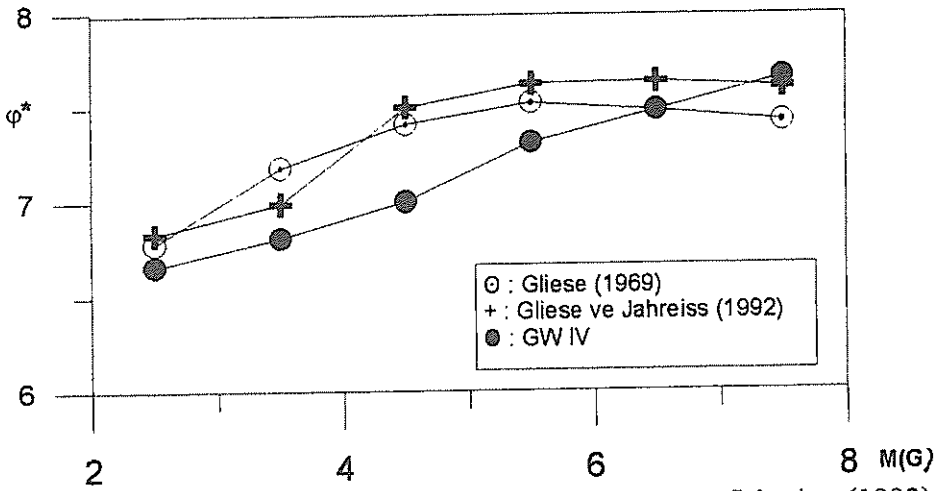
Şekil 4a-b :  $3^m.70 \leq M(V) \leq 4^m.61$  ve  $4^m.61 \leq M(V) \leq 5^m.54$  mutlak kadir aralığındaki Popülasyon I yıldızlarının uzay yoğunluk histogramları ve Gilmore-Wyse (1985) modeli ile karşılaştırılması.



Şekil 5a-b :  $1^m.91 \leq M(V) \leq 2^m.80$  ve  $3^m.70 \leq M(V) \leq 4^m.61$  mutlak kadir aralığındaki Ara Popülasyon II yıldızlarının uzay yoğunluk histogramları ve Gilmore-Wyse (1985) modeli ile karşılaştırılması.



Şekil 6a-b :  $3^m.70 \leq M(V) \leq 4^m.61$  mutlak kadir aralığındaki anakol ve geç tipten devler için, bütün popülasyonlara ait uzay yoğunluk histogramları ve Gilmore-Wyse (1985) modeli ile karşılaştırılması.



Şekil 7 : Işıma gücü fonksiyonu ve Gliese (1969) ve Gliese - Jahreiss (1992) ışım gücü fonksiyonları ile karşılaştırılması.

**TÜBİTAK Ulusal Gözleminde Kullanılması Planlanan Tayföçerlerin  
Özellikleri ve Kullanım Alanları**

**Ümit Kızıloğlu**

**ODTÜ Fizik Bölümü ANKARA**

**İlhami Yeğingil**

**Ç. Ü. Fizik Bölümü ADANA**

## Özet

TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi kurulmuş ve Bakırlitepe'de inşaat çalışmaları devam etmektedir. Bakırlitepe Antalya'nın yaklaşık 55 km kuzeyinde ve 2550 metre yükseklikte, teleskopların yerleştirileceği binaların enlem ve boylamı  $36^{\circ} 49' 55''$  Kuzey ve  $30^{\circ} 19' 26''$  Doğudur. Bakırlitepe, Türkiye'de gözlemevi kurulması için en uygun yer seçilmiştir.

Bakırlitepe'de misafirhane tamamlanmış, 40 cm'lik teleskop binası bitirilmiş, teleskop monte edilmiş ve teleskopla ilgili ön çalışmalar yakında başlayacaktır. 150 cm'lik teleskop binası inşaatı bu yıl başlamış ve 1997 yılı baharında tamamlanacaktır. Aynı yıl içerisinde 150 cm'lik teleskop montajı tamamlanacak ve teleskobun ayarları yapılarak, ciddi çalışmalar başlatılacaktır. 40 cm'lik teleskop fotometrik çalışmalarda, 150 cm'lik teleskop tayf çalışmalarında kullanılacaktır.

150 cm'lik teleskopla birlikte üç tayfölçer, tayf çalışmalarında kullanılacaktır. Tayfölçerlerden ilki Coude odasında kullanılacak ve ayırma gücü 100000 civarına çıkabilecektir. Echelle kırınım ağı kullanılacak bu tayfölçer Rus araştırmacılar tarafından hazırlanmaktadır. İkinci tayfölçer teleskobun Casegrain çıkışında kullanılacaktır. Ayırma gücü 100 ila 10000 arasında değişebilecek bu tayfölçer de Echelle kırınım ağı kullanılacaktır. Türk araştırmacılar tarafından hazırlanacak bu tayfölçer henüz planlama safhasındadır. Bu iki tayfölçer de 1997 yılı içerisinde kullanıma hazır olacaktır. Ayırma gücü yüksek olan PEPSIOS tayfölçeri ise hem Coude odasının altındaki bir odada 150 cm'lik teleskopla birlikte kullanılacak, hem de teleskoptan bağımsız kullanılabilir. Bu tayfölçerin ayırma gücü, yapılacak çalışmalarla ilgili olarak 200000 civarına çıkabilecektir.

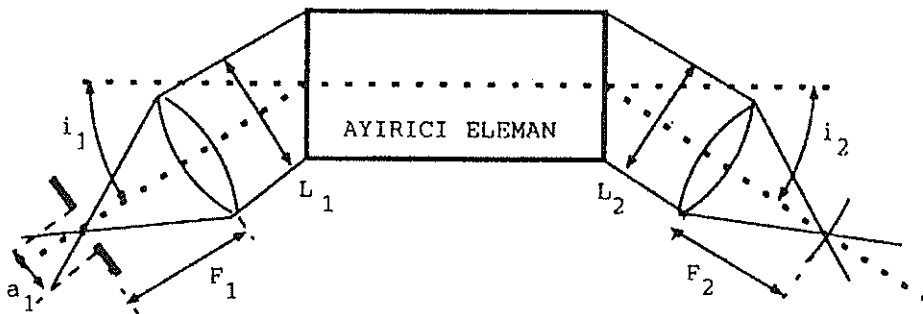
## Giriş

TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi (TUG) kurulmuş ve İnşaatın devam ettiği Bakırlı tepe'deki altyapı çalışmaları sürdürülmektedir. Misafirhane tamamlanmış, 40 cm'lik teleskop binası bitmiş ve 150 cm'lik teleskop binasının temeli atılmış, birinci kat betonu dökülmüş ve inşaat hızlı bir şekilde devam etmektedir. 40 cm'lik teleskop (T40) Eylül ayı içerisinde monte edilecek ve deneme gözlemleri başlayacaktır. 150 cm'lik teleskop (T150) binasının kubbesi Ekim ayı içerisinde Amerika'dan gelecek ve inşaat durumu uygun olursa montajı yapılacaktır. T150 ise 1997 yılı baharında monte edilecektir. Aynı yıl içerisinde bu teleskobun ince ayarları yapılarak, 1997 yılı sonunda ciddi çalışmalara hazırlanmış olacaktır. T40 daha çok fotometrik çalışmalar için, T150 ise tayf ölçümlerinde kullanılacaktır.

Bu tebliğde genel olarak tayfölçerlerle ilgili bilgiler verilmiş ve T150 ile kullanmayı planladığımız tayfölçerlerin özellikleri ve bu tayfölçerler kullanılarak yapılacak çalışmaların, bir bölümünün, başlıkları verilmiştir. T150 binasının Coude odasında kullanılacak tayfölçer, Rus araştırmacılar tarafından planlanmış ve hazırlanmaktadır (Musaev and Bikmaev, 1996). T150'nin Casegrain çıkışına konacak tayfölçer Türkiye'de yapılacaktır. Bu tayfölçer henüz plan aşamasındadır, muhtemelen 1997 yılı içerisinde hazır olacaktır. T150 ile beraber, coude odasının altındaki bir odada kullanılacak olan PEPSIOS tayfölçeri (Poly-Etelon-Pressure-Swept-Interferometrik, Optical, Spectrometer - Basınç taramalı, çok etalonlu, optik girişim tayfölçeri), ki bu tayfölçer teleskobtan bağımsız olarak T150 binasının üst katındaki bir oda da kullanılabilir, 1970'li yıllarda ODTÜ Fizik Bölümünde yapılmış (Yeğingil, 1978, Mack et al., 1963) ve atmosferik çalışmalarda kullanılmıştır. PEPSIOS tayfölçeri güncelleştirilerek TUG'da kullanılacaktır. Bu tayfölçerle ilgili çalışmalar 1997 yılı içerisinde tamamlanacaktır.

## Materyal ve Metot

Gözlemevinde iki değişik tip tayfölçer kullanılacaktır. Bunlar klasik yarık kullanan tayfölçerler (Classical Slit Spectrometers) ve girişim tayfölçerleri (Interference Spectrometers) olarak bilinmektedir (Roesler, 1979). Yarık kullanan tayfölçerlere iki örnek, prizma veya kırımın ağı (grating) kullanan tayfölçerlerdir. Klasik yarık kullanan tayfölçerlerin genel diagramı Şekil 1'de verilmiştir.



Şekil - 1 Klasik slit kullanan tayfölçerlerin genel diagramı.



Şekilden de anlaşılabacağı gibi bu tip tayföçerlerde ışık, çapı  $a_1$  olan giriş yarığında girer ve çapı  $L_1$  olan mercekle bu ışığı ayırıcı eleman (dispersing element) üzerine paralel bir ışık demeti şeklinde gönderir.  $\lambda_0$  dalga boyunu geçirmek için ayarlanmış tayföçerden, bu dalga boyundaki ışık  $i_2$  açısıyla geçer ve çapı  $L_2$  olan mercek yardımıyla  $F_2$  uzaklığına odaklanır. Dalga boyu  $\lambda_0 + d\lambda$  olan ışık ise açısı  $i_2 + di_2$  olan yere odaklanır. Böyle bir tayföçerin açısal ayırma gücü dalga boyuna bağlıdır ve

$$D = (\partial i_2 / \partial \lambda)_{\lambda_0} \quad (1)$$

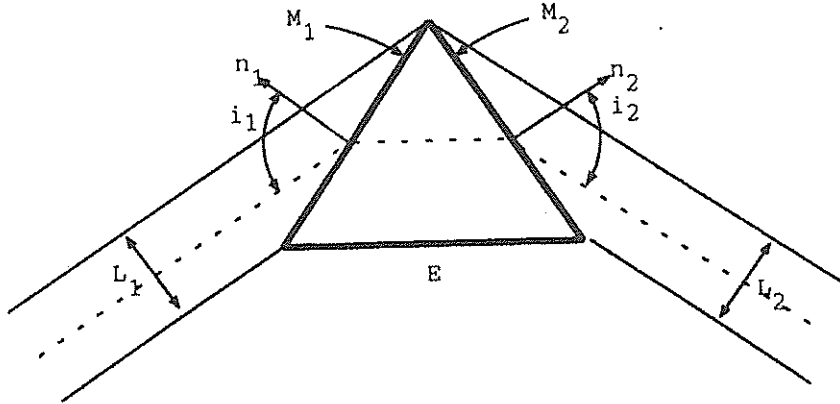
eşitliğiyle verilir. Tayföçerin açısal ayırma gücü giriş yarığına, çıkış merceğinin çapına, dolaylı olarak da  $a_1$  ve  $L_1$ 'e bağlıdır. Klasik yarık tipi bir tayföçerin teorik ayırma gücü, giriş yarığın çapı sıfır alındığında

$$R_0 = E (dn / d\lambda) = L_2 D_2 \quad (2)$$

olarak verilir.

Yarık kullanan bir tayföçerde teorik ayırma gücüne erişmek mümkün değildir, çünkü tayföçerlerin ayırıcı elemanına ışık ulaşabilmesi için giriş yarığının belli bir açıklığı olmalıdır.

Yarık kullanan tayföçerlere ilk örnek olarak, prizma kullanan tayföçerler verilmiştir. Şekil 1'de verilen genel tayföçerleri gösteren şekildeki ayırıcı eleman yerine prizma yerleştirilirse, klasik, prizmalı, yarık kullanan bir tayföçer yapılmış olur. Prizma kullanan bir tayföçerin ayırıcı elemanlarının açısal ayrıntısı Şekil-2'de verilmiştir.



Şekil-2 Ayırıcı eleman olarak prizma kullanan bir tayföçerin prizmanın açısal ayrıntısı.

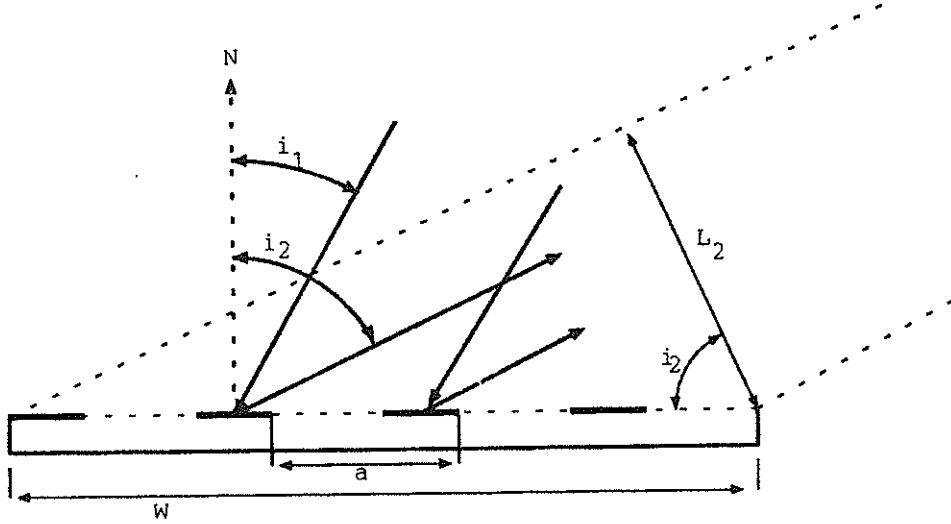
Bu tip bir tayföçerin teorik ayırma gücü aşağıda verilmiştir.

$$R_0 = E (dn / d\lambda) = L_2 D_2 \quad (3)$$

Yarık kullanan tayföçerlere ikinci örnek olarak kırınım ağı kullanan tayföçer verilmiştir. Önceki örnekteki prizma yerine yansıtıcı özellikte kırınım ağı kullanılırsa adı geçen tayföçerler yapılır. Bu tip tayföçerlerde kullanılan kırınım ağının açısal ayrıntısı Şekil - 3'te gösterilmiştir. Böyle bir tayföçerlerde teorik ayırma gücü ise eşitlik (4)'de verilmiştir.

$$R_0 = L_2 D_2 = kW / a \quad (4)$$

Burada  $k = 0, 1, 2, \dots$  gibi bir tamsayıdır ve girişim sırasını (order of interference) göstermektedir.

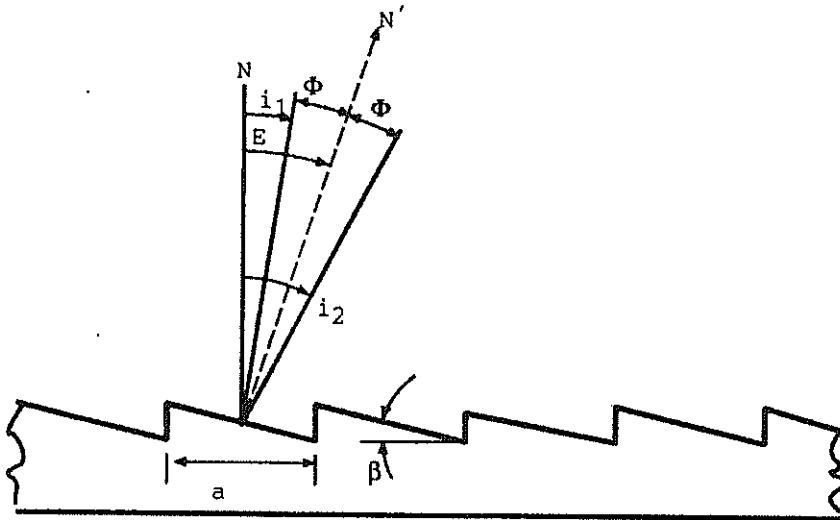


Şekil-3 Yansıtan tip kırınım ağının açısal ayrıntısı.

Değişik yapıdaki tayföçerleri karşılaştırmak için, L ve R çarpımı (L.R) kullanılmaktadır. Burada L (Luminosity - Parlaklık), incelenen bölgeden gelen ışığın, belli dalga boyunda, tayföçerlerden geçtikten sonraki parlaklığıdır. R ise, bilindiği gibi tayfin alındığı dalga boyundaki, tayföçerin ayırma gücüdür. Prizma (p) ve kırınım ağı (g) için bu oran

$$(RL)_p / (RL)_g = (\tau_p / \tau_g) \lambda (dn / d\lambda) \quad (5)$$

olarak verilmektedir. Burada  $\tau$  geçirgenliği tanımlamaktadır. Genelde yansıtan tipteki bir kırınım ağı, belli bir dalga boyunda, prizmadan beş ila elli kere daha fazla geçirgenlidir. Benzer özellikte prizma ve kırınım ağı kullanan tayföçerlerde bu oran, 0.1 civarındadır (Roesler, 1979). Echelle tipi (blazed) kırınım ağı, yansıyan kırınım ağına benzeyen fakat geometrisi nedeniyle belirli bir dalga boyunda daha çok ışığı bir sırada toplayan, yansıtan kırınım ağından biraz daha farklı bir kırınım ağıdır. Echelle tipi bu kırınım ağı-

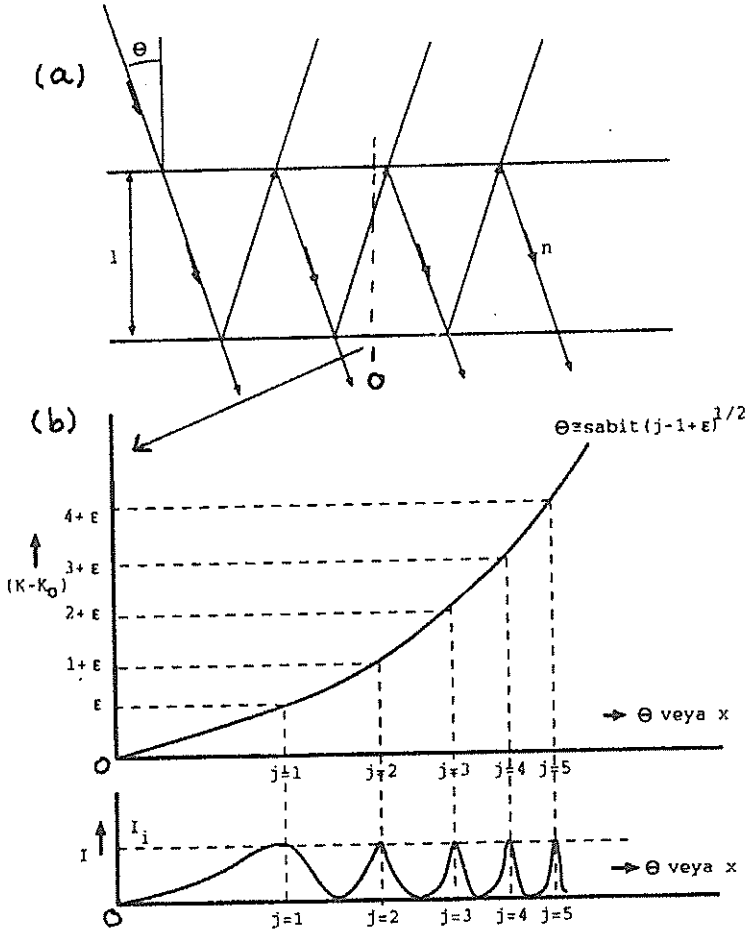


Şekil - 4 Echelle kırınım ağı için açısal ayrıntı.

nın açısal ayrıntısı Şekil-4'te verilmiştir. Echelle (e) tipi kırınım ağı diğer tip kırınım ağlarıyla karşılaştırıldığında büyük avantaj sağlamaktadır. Karşılaştırma sonucunda,  $L.R \text{ çarpımı } (L.R)_g / (L.R)_e \cong 0.5$  olduğu gösterilebilir. Bu oran da Echelle tipi kırınım ağ-larının, diğer kırınım ağlarına tercih edilme nedenidir.

Prizma, kırınım ağı veya Echelle tipi kırınım ağı kullanılarak değişik tipte tayf ölçerler yapılabilir. Prizma kullanan Wadsworth, Pellin - Broca tipi gibi tayfölçerler ve kırınım ağı veya Echelle tipi kırınım ağı kullanan Littrow tipi, Ebert - Fastie tipi veya daha değişik tipteki tayfölçereler hakkında detaylı bilgiler standart optik kitaplarında bulunabilir ( Longhurst, 1967, Eugene and Zajac, 1977, Born and Wolf, 1970, Jenkins and White, 1957).

Gözlemevinde kullanmayı planladığımız ikinci tip tayfölçerler girişim tayfölçerleri olarak tanımlanmıştır. Bu tip tayfölçerlere iki örnek; Michelson tayfölçeri ve Fabry-Perot (FP) girişim aygıtı kullanan tayfölçerleridir. Bu iki tip tayfölçerde de girişim saçakları daireseldir. Michelson tayfölçeri şimdilik konumuzun dışında olduğundan, burada yalnız FP girişim aygıtından ve FP girişim aygıtı kullanan tayfölçerlerden bahsedilecektir. FP girişim aygıtının basit diagramı Şekil-5'te verilmektedir. Bu aygıt iki dairesel plakadan oluşmaktadır. Plakaların yüzeyleri, yüksek ayırma gücü elde edebil-



Şekil-5 Fabry-Perot girişim aygıtında girişim saçaklarının oluşumu(a) ve girişim saçaklarının dağılımı(b).

mek için, en az  $\lambda / 100$  mertebesinde düz ve birbirine 1 kadar uzaklıkta ve aynı mertebede paralel olmalıdır. Plakalardan birinin üzerine küçük açıyla ( $\theta \cong 0$ ) gönderilen ışık, şekilde görüldüğü gibi, ikinci plakanın altından bakıldığında şekilde kesit olarak verilen girişim saçakları gözlenir. Girişim saçakları plakanın ortasından geçen O eksenine etrafında simetriklerdir. Şekildeki  $k_0 = 2l / \lambda$ , plakalara ışık dik geldiği zamanki girişim sırası,  $k = k_0 \cos \theta$ , ise simetri ekseninden x kadar uzaklıktaki girişim sırasıdır ( $\theta = x / f$ ), burada f çıkışta kullanılan merceğin odak uzaklığıdır. Böyle bir FP girişim aygıtının teorik ayırma gücü

$$R_0 = 2 p N_r / \lambda \quad \text{burada } N_r = \pi \sqrt{r} / (1 - r) \quad (6)$$

olarak verilmektedir. Echelle kırınım ağı ile FP aygıtının L.R çarpımlarının oranı aşağıda verilmektedir.

$$P_{e \text{ fp}} = (L \cdot R)_e / (L \cdot R)_{\text{fp}} \cong 0.01 \quad (7)$$

Son karşılaştırmadan da anlaşılacağı gibi FP aygıtının verimi açıkladığımız bu dört ayırıcı eleman içinde en iyisidir. FP aygıtının bu avantajını daha açık görebilmek için, dört ayırıcı elemanın karşılaştırılması Tablo-1'de verilmektedir. Tabloda prizmanın L.R çarpımı 1 olarak kabul edilmiş diğerleri buna göre normalize edilmiştir. Tablodan açıkça görüldüğü gibi sönük yapıların tayfını yüksek ayırma gücünde gözlemek için ayırıcı eleman olarak FP aygıtı kullanan tayfölçer tercih edilmesi gerekmektedir.

Ayırıcı Eleman	Teorik Ayırma Gücü	Normalize Edilmiş L . R
Prizma	$E \cdot dn / d\lambda$	1
Kırınım ağı	$k \cdot w / a$	10
Echelle	$k \cdot w / a$	20
FP	$2 p N_r / \lambda$	1000

Tablo - 1 Değişik tipte ayırıcı eleman kullanan, benzer özellikteki tayfölçerlerin L . R çarpımının karşılaştırılması.

### Gözleminde Kullanması Düşünülen Tayfölçerler ve Yapılması Planlanan Çalışmalar

Ulusal Gözleminde bulunan T150 ile değişik yapıda tayfölçerler kullanılacaktır. Bu bölümde TUG'da kullanılacak tayfölçerlerin özellikleri anlatılacak ve bu tayfölçerlerle yapılması planlanan çalışmalar başlıklar halinde verilecektir.

T150 teleskop binasının coude odasında kullanılacak tayfölçer Echelle girişim ağı ile planlanmış ve ayırma gücü 40.000 - 200.000 (Doğrusal dağılım 0.5 - 5 Å /mm) arasında değişebilen özellikte düşünülmüştür. Algılayıcı olarak piksel boyutları 15 micron olan CCD kullanılacaktır. Bu tayfölçer Rusya tarafından hazırlanmaktadır (Musaev and Bikmaev, 1996). Tayfölçerlerle kullanılmak üzere prizma (220 x 350 x 140 mm ve 45° açılı) ve üç adet büyük boyutlu Echelle kırınım ağı vardır. Kırınım ağlarının özelliklerini Tablo - 2'de verilmektedir. Sistemle birlikte kullanılmak üzere, 1 m ve 0.4 m odak uzaklığı olan iki adet optik kamera bulunmaktadır. Bu tayfölçerlerin genel şekli ve teleskoptan gelen ışık yolu Şekil-6'da verilmektedir. Bu tayfölçer kullanılarak yapılması düşünülen çalışmalar başlıklar halinde aşağıda verilmiştir;

- A - F - G - K tayf tipindeki yıldızların detaylı kimyasal yapı tayini,
- Değişik yıldızların çizgi profili çalışmaları,

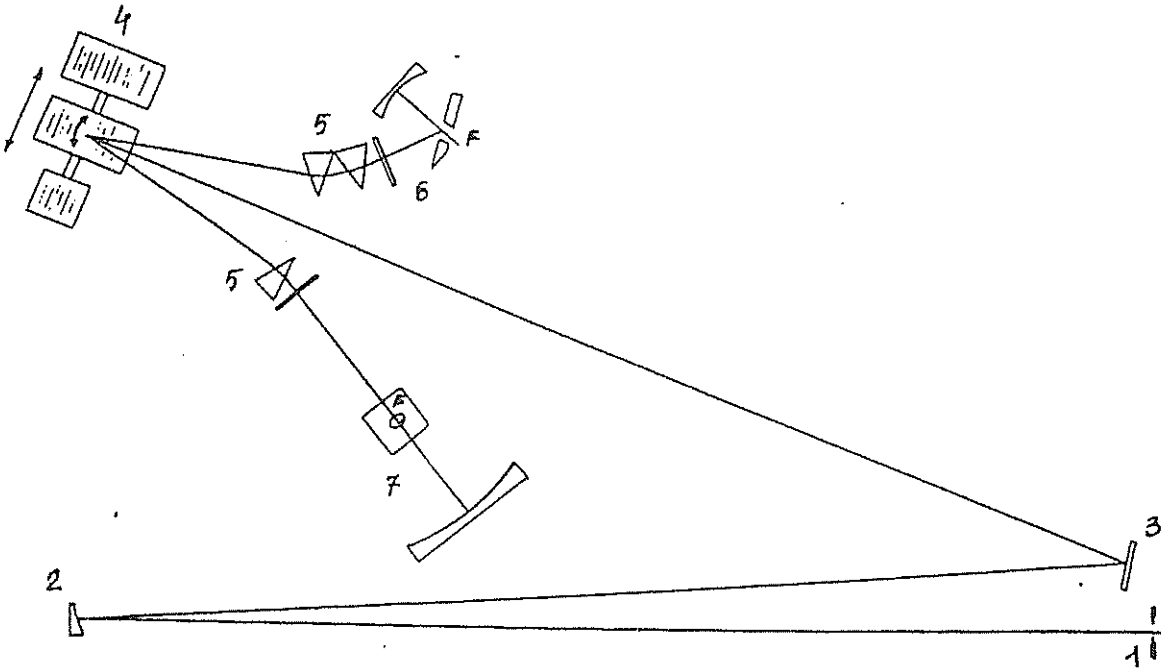
- Soğuk yıldızların 50 - 500 m/sn seviyesindeki radyal hız değişimi saptanması,
- A - F tipi yıldızların tayflarının gözlenmesi ,
- Yıldızların tayf değişimi incelenerek yıldızlar arası uzaydaki maddelerin saptanması.

Tip	Blazed Açısı (Derece)	Çizgi sayısı (1 / mm)	Boyutlar (m)
R2	63.5	37.5	420 x 220
R2	63.5	75 Ø	420 x 220
R4	76	37.5	420 x 220

Tablo - 2 Coude odasında kullanılacak tayföçer için Echelle kırınım ağıları

T150 teleskobuyla birlikte kullanılması planlanan diğer tayföçer, coude odasındaki tayföçer gibi Echelle girişim ağı kullanacaktır. Bu tayföçer teleskobun casegrian çıkışına bağlanacaktır. 100 - 10000 arasında ayırma gücü (1 A/mm-100 A / mm) olması düşünülen tayföçerin diğer özellikleri henüz kararlaştırılmamıştır. Tayföçer 1997 yılı içerisinde hazırlanacaktır. Bu tayföçerle yapılması düşünülen çalışmalar;

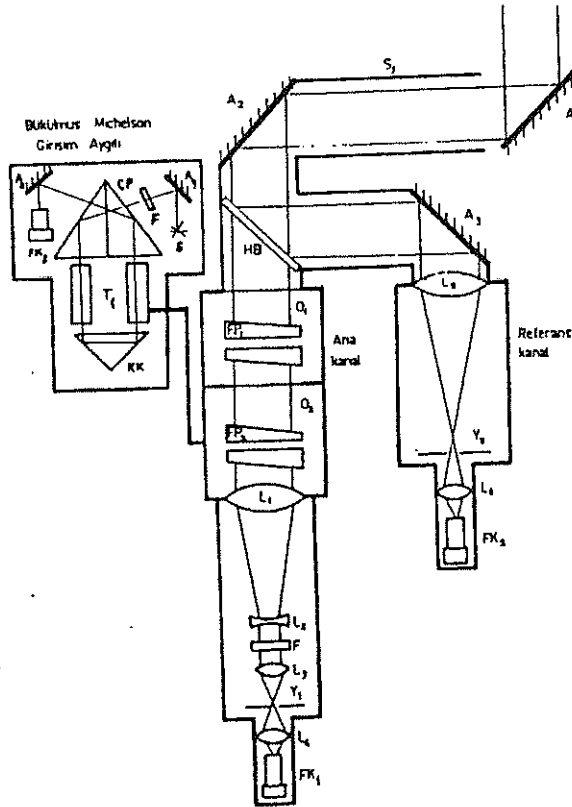
- Gökadası parlaklık ölçümleri,
- Yıldızlararası uzayda bolluk tayini çalışmaları, çizgi profil ölçümleri, hız ve sıcaklık ölçümleri,
- Yıldız sismolojisi çalışmaları,
- Manyetik alan etkileriyle oluşan tayf değişimleriyle ilgili çalışmalar,



Şekil-6 Coude odasında kullanılacak tayföçerin şematsı. Şemalde 1 - giriş yarığı, 2 - toplayıcı ayna, 3 - düzlem ayna, 4 - Echelle kırınım ağı, 5 - prizmalar, 6 - kısa odaklı kamera, 7 - uzun odaklı kamera (Musaev and Bıkmaev, 1996).

- Beyaz cüce ve nötron yıldızı bileşenli çift yıldızlarda ışınım çizgi profili ve sıcaklık ölçümü çalışmaları,
- Yıldızlarda kimyasal bolluk analizi, çizgi profil ölçümleri ve yıldız atmosferiyle ilgili çalışmalar.

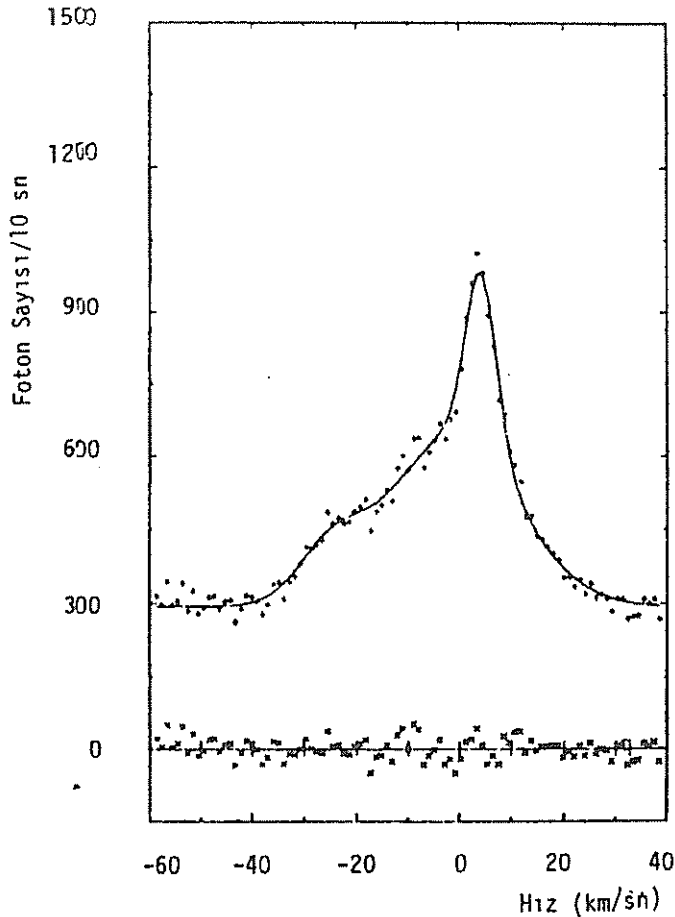
T150 ile kullanmayı planladığımız diğer bir tayfölçer FP girişim aygıtı kullanan PEPSIOS tayfölçeridir. 1970'li yıllarda geliştirilen bu tayfölçerin tüm avantajıyla kullanılması son yıllarda olmuştur. FP girişim aygıtları seri olarak kullanıldığında, hem ayırma gücü yükselir hem de tek etalonlu tayfölçerlerden daha geniş serbest tayf genişliği olan tayfölçerler yapılır. Çoklu FP girişim aygıtı kullanan tayfölçerlerde ayırma gücünün büyüklüğünün yanı sıra, parazit ışık seviyesi de oldukça düşüktür. Daha önce değinildiği gibi bu tip tayfölçerlerin L.R çarpımları da oldukça yüksektir. PEPSIOS tayfölçerinde tayf tarama işlemi ya plakalar arasındaki kırılma indisi,  $n$ , ya da plakalar arasındaki açıklık,  $l$ , değiştirilerek yapılır. Plakaların  $\lambda/100$  mertebesinde düz olmaları ve yüksek geçirgenlik için daha büyük alanı olan Fabry-Perot plakalarına gereksinim duyulması,  $l$  mesafesini değiştirerek tayf tarama işleminin yapılması pratikte mümkün olmamaktadır. Dolayısıyla tayf tarama işlemini plakalar arasındaki  $n$ 'yi değiştirerek yapmak en uygun yöntemdir. Tayf tarama işlemini plakalar arasındaki kırılma indisini değiştirerek yapan ve iki FP girişim aygıtı kullanan PEPSIOS tayfölçeri Şekil-7'de verilmektedir.



Şekil-7 PEPSIOS tayfölçerinin diagramı.

Şekildeki PEPSIOS tayfölçeri direk olarak Dünya atmosferine ve buradan da Samanyolu gökadasında yıldızlararası ortama bakmaktadır. O1 ve O2 basınç odalarında iki adet, seri FP (FP1 ve FP2) girişim aygıtı vardır. Oluşan merkezi girişim şaçağı

L1, L2, L3, ve L4 mercekleri aracılığıyla Y1 yarığında FK1 foto katlandırıcı üzerine düşmektedir. L2 ve L3 mercekleri arasında yalnız  $H_{\alpha}$  çizgi etrafındaki 6 Å'lık bir alandaki ışığı geçiren F girişim filtresi kullanılmıştır. Referans kanal atmosferdeki değişimleri gözleyerek tayf üzerindeki gerekli düzeltmeleri yapmak için kullanılmaktadır. Şekildeki, bükülmüş Michelson girişim aygıtı da O1 ve O2 basınç odalarıyla aynı basıncı algılayarak dalga boyu aralığını ölçmektedir. Yıldızlararası  $H_{\alpha}$  çizgi profilini saptamak için kullanılan bu PEPSIOS tayfölçerinin ayırma gücü, bu dalgaboyunda 63000 olarak ölçülmüştür. Bu tayfölçerle alınan örnek bir profil Şekil- 8 verilmektedir. Şekilde hem atmosferik  $H_{\alpha}$  çizgisi hem de yıldızlar arası ortamdaki  $H_{\alpha}$  çizgisi birbirine yakın gözlenmiştir (Hales et al., 1980).



Şekil-8 Galaksimizin  $l = 160^\circ$  ve  $b = 0^\circ$  yönünde 30 saniyelik açıyla gözlenen  $H_{\alpha}$  ışınması. Hızı 0 olan çizgi atmosferik  $H_{\alpha}$  çizgi profili diğeri ise galaktik  $H_{\alpha}$  çizgi profilidir.

Son yıllarda CCD teknolojisinde olan hızlı ve olumlu gelişmeler, tayfölçerlerde algılayıcılar yerine CCD'ler kullanılarak hem tayfölçerlerin verimini arttırmakta ve özellikle FP tipi girişim aygıtı kullanan tayfölçerlerde, verim artışının yanısıra tayf tarama işini de otomatik olarak CCD yüklenerek, tayf tarama işlemini kolaylatırmaktadır. Bu durumda Şekil-7'de verilen PEPSIOS tayfölçerinde çıkış yarığı Y1 kalkıyor ve fotokatlandırıcı algılayıcının yerine CCD kullanılıyor, böylece L1 merceği yardımıyla, oluşan dairesel saçak görüntüleri CCD tarafından algılanmakta ve tayf tarama işlemi CCD piksellerini tarayarak kolaylıkla yapılmaktadır.

## Sonuç ve Tartışma

Buraya kadar olan bölümlerde TUG'da kullanılması planlanan tayföçerler ve bunlarla yapılması düşünülen çalışmaların bir kısmı verilmiştir. Bu bölümde, bizim üzerinde çalıştığımız ve CCD kullanarak güncelleştirdiğimiz FP girişim aygıtı kullanan tayföçerle ilgili sonuçlar verilmiştir. Denemelerimizde bir adet FP girişim aygıtı kullanılmış ve oluşan saçaklar CCD kullanılarak algılanmıştır. Kullanılan CCD özellikleri Tablo-2'de verilmektedir. Denemelerde sodyum lambası kullanılmış ve sodyumun D2 çizgisi (5890 Å) gözlenmiştir. Gözlenen çizginin CCD üzerindeki görüntüsü Şekil-9'da verilmektedir.

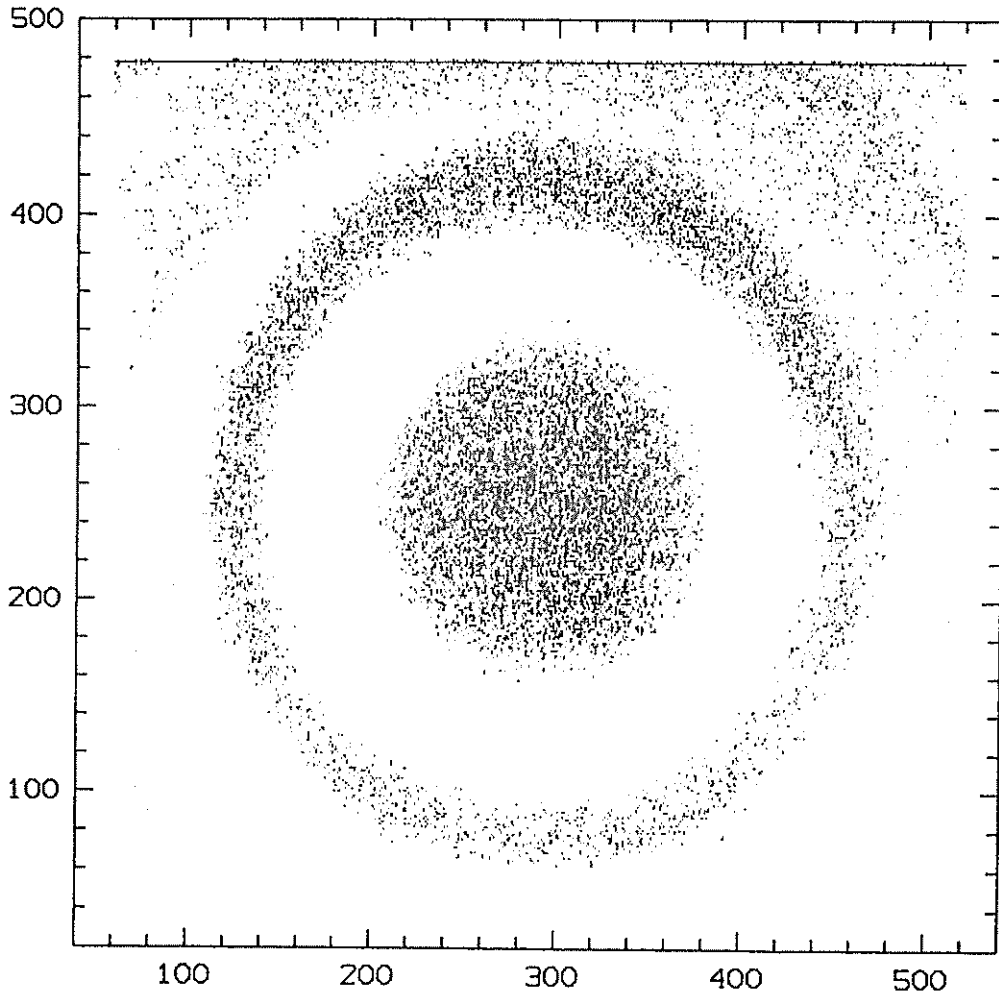
Tablo-2 Tayföçerde kullanılan CCD'nin (Kamera başlığı) özellikleri.

Görüntü büyüklüğü	8.8 mm X 6.6 mm
Yatay piksel sayısı	572
Dikey piksel sayısı	485
Tarama hızı	değişken, ayarlanabilir
Soğutma yöntemi	Peltier soğutucu
Algılayıcı sıcaklığı	-65°
Bu sıcaklığa inme süresi	30 dakika
Harcadığı güç	75 watt

CCD kullanarak elde edilen görüntüden de anlaşılacağı gibi, ışık yoğunluğu dairesel girişim saçığı çevresinde farklı görülmektedir. Bunun nedeni tayföçerin optik eksenindeki kaymadır. Kayma düzeltildiğinde, girişim saçığı düzelecektir.

Bundan sonra yapılması gereken. Tayföçerin optik eksen problemini hallederek, ikili FP girişim aygıtı kullanıp, tayföçerin ayırma gücünü yükseltmek, serbest tayf genişliğini en az bir kaç Angstrom'a çıkarmak ve parazit ışık seviyesini düşürmektir. Bu tayföçerle yapmayı planladığımız test çalışması atmosferik H $\alpha$  çizgi profilini tayin etmektir. Bu çizgi de oldukça dar ve sönük olduğunda, gözlem sonucunda tayföçerin çalışması hakkında yeterli bilgi edinilecektir. Daha sonra tayföçer gözlemevine taşınarak, çalışmalara orada devam edilecektir.





Şekil-9 CCD ile görüntülenen, soyum'un D2 çizgi profili. Görüntü Midas programıyla düzeltilmiştir. Tayföçerin dalgaboyu ayarı yapılmadığından eksenlerdeki sayılar yalnız CCD piksel kordinatlarını vermektedir.

## Kaynaklar

- Born, M., and E. Wolf, Principals of Optics, Pergamon, Oxford, 1970  
Eugene, H. and A. Zajac, Optics, Addison-Wesley, Reading, Mass., 1977  
Hales, C., Y. H. Chu, R. J. Reynolds, İ. Yeğingil and T. H. Troland, Ap. J., **242**, 533, 1980  
Jenkins, F. A. and H. E. White, Fundamentals of Optics, McGraw-Hill, New York, 1957  
Longhurst, R. S., Geometrical and Physical Optics, Wiley, New York, 1967  
Mack, J. E., D. P. McNutt, F. L. Roesler, and R. Chabbal, Appl. Opt., **2**, 873, 1963  
Musaev, F., and I. Bikmaev, Poster, IAU Symp. 177., Antalya, Turkey, 1996  
Reynolds, R. J., Ap. J., **323**, 118, 1987  
Roesler, F. L., Applied Optics Lecture Notes, Physics Dept. of University of Wisconsin, Madison, 1979  
Sumner, P. D., Diffraction Grating Spectrographs, Rinehart and Winston, New York, 1969  
Yeğingil, İ., Ph.D. Thesis, METU, Ankara, Turkey, 1978

# İSTANBUL ÜNİVERSİTESİ GÖZLEMEVİ'NDE SAYISAL GÖRÜNTÜLEME

*Tuncay Özışık*

İstanbul Üniversitesi Gözlemevi, 34452 Üniversite-İSTANBUL

E-Mail: istanbul@v471tau.ege.edu.tr

**ÖZET:** Üniversite Gözlemevi'nde halen yürütülmekte olan günlük Güneş gözlemleri ve bazı açık gecelerde yapılan astrofotoğrafik gözlemler fotoğrafik çalışmalara dayanmaktadır. Fotoğrafik çalışmanın zorluğu (film, banyo, karta basım, üzerinde herhangi bir görüntü-işleme yapılamaması vs), filmlerin arşivlenmesi, korunması, teleskoptan elde edilen fotoğrafik görüntülerin bilgisayar ortamına aktarılmasında oluşan görüntü kayıpları gibi problemlere bir çözüm getirebilmek amacıyla sayısal bir görüntüleme sistemi kurulmuştur. CCD Kamera Ünitesi, güç kaynağı, PC türü bir bilgisayar ve bir video kartı ile kurulabilecek sistem Gözlemevi'nde bulunan 11 cm çapında aynalı bir teleskopta denenmiş ve teleskobik görüntüler doğrudan bilgisayar monitöründe izlenebilmiştir. Bu görüntüler istenildiği anda bilgisayarın diskine doğrudan sayısal olarak kaydedilebilmekte veya sisteme bir TV ve video kayıt cihazı ilave edilerek TV ekranından izleme veya video kasetlere görüntü kaydı sağlanabilmektedir. Asıl hedefimiz ise bu sistemi Güneş gözlemlerinde kullanacak şekilde geliştirmektir.

**Anahtar kelimeler:** CCD, CCD kamera, görüntü-işleme, bilgisayar, video kartları.

## DIGITAL IMAGING AT THE ISTANBUL UNIVERSITY OBSERVATORY

**SUMMARY:** Daily solar observations and astrophotographic observations on some clear nights carried out at the University Observatory are based on photographic studies. In order to solve the problems appearing in photographic studies say, difficulty in photographic work (film, developing, printing, no image processing on film etc.), archiving and protecting films, image loss during the data transfer from photographic image to computer, a digital imaging system has been installed. The system which is requires CCD Camera Unit, power supply, personal computer and video capture card, was applied and tested on an 11" reflecting telescope. Telescopic images were displayed on computer's monitor. These images can be transferred to the disk of the computer in digital form or additional TV and video recorder can be installed to the system to view through TV screen and to record onto video cassettes. Our main goal is to develop this system for solar observations.

**Keywords:** CCD, CCD camera, image processing, computer, video capture cards.

## Giriş

Günümüzde, bilimsel amaçlı kullanımların yanısıra, yaygın olarak kullandığımız birçok görüntüleme sisteminde artık CCD'ler yer almaktadır. Fotoğraf makineleri, video kameralar, tarayıcılar, güvenlik sistemleri, görüntülü telefonlar gibi temel işlevi görüntü oluşturmak olan birçok cihazda, bir objektif yardımıyla oluşturulan görüntü CCD üzerine düşürülerek sayısal hale getirilmektedir. Bu tip görüntülemenin kalite, sayısal olarak bilgisayara aktarım, hızlık ve klâsik fotoğraf işlemlerine (film banyosu, karta basım) gerek kalmaması, çok düşük ışıpta görüntüleme yapılabilmesi gibi birçok özellikleri vardır. CCD dedektörler hakkında daha ayrıntılı bilgiyi Astronomi Magazin dergisinin Aralık 1995 sayısında bulabilirsiniz (Özişik, 1995).

İstanbul Üniversitesi Gözlemevi'nde bulunan ve üzerinde farklı gök cisimlerini (Güneş, gezegenler, yıldız alanları) gözlemek için yerleştirilmiş muhtelif çaplarda mercekli teleskoplar barındıran ekvatorial montür üzerine (Şekil-1) geçtiğimiz yıllarda 11 cm çaplı ufak bir Newton tipi aynalı teleskop monte edilmiştir. Öğrencilerin ve bizlerin yaptığı bazı gece gözlemlerinde, şehir içindeki hava şartlarının elverdiği ölçüde, çeşitli gök cisimlerinin görsel ve fotoğrafik gözlemleri yapılabilmektedir. Dünya'da birçok örnekleri bulunan (Sinnott, 1992) ve her çeşit teleskopta kullanılacak sayısal bir görüntüleme sisteminin öncelikle bu teleskopta kurulması bir



Şekil-1. İstanbul Üniversitesi Gözlemevi'ndeki teleskop sisteminin görünüşü.

süredir plânlanmaktaydı. Düzenli devam ettirilen Güneş gözlemleri için de özellikle böyle bir sistemin kullanılması gözlemlerin verimini arttıracak gibi, elde edilen dataların kolayca işlenmesini ve kullanılabilirliğini de sağlayacaktır. Bu düşünceden yola çıkarak ve İstanbul'da düzenlenen bir teknoloji fuarında karşılaştığımız bir fırsatı değerlendirerek sistemin kalbi olan CCD'yi, CCD Kamera Ünitesi olarak görüntülemeye hazır bir şekilde elde ettik (Şekil-3.). Bundan sonrası bu CCD'yi teleskoba monte etmek ve uygun bir bilgisayar, video kartı ve yazılım ile ilk sonuçları monitörden elde etmeye kalmıştı.

### **Sayısal Görüntüleme Sistemi**

Prensipleri verilen görüntüleme sistemi genel amaçlı olarak kullanılabilir. Örneğin bir mikroskoba monte edilip, örneklerin büyütülmüş görüntüleri bilgisayar ekranı veya bir televizyondan izlenebilir. Güvenlik amacıyla bir yere kurulup video kaydı yapılabilir. Biz bu çalışmada sistemi, yukarıda anlattığımız gibi, öncelikle 11 cm çaplı ve 90 cm odak uzaklıklı Newton tipi aynalı bir teleskoba kurup denedik ve oldukça başarılı sonuçlar aldık.

Sistemi kurmak için gereken temel donanım aşağıdaki üç parçadan ibarettir.

- Siyah/Beyaz veya Renkli CCD Kamera Ünitesi.
- DC 12 Volt tam regüle bir kaynak.
- Görüntü oluşturacak bir optik sistem.

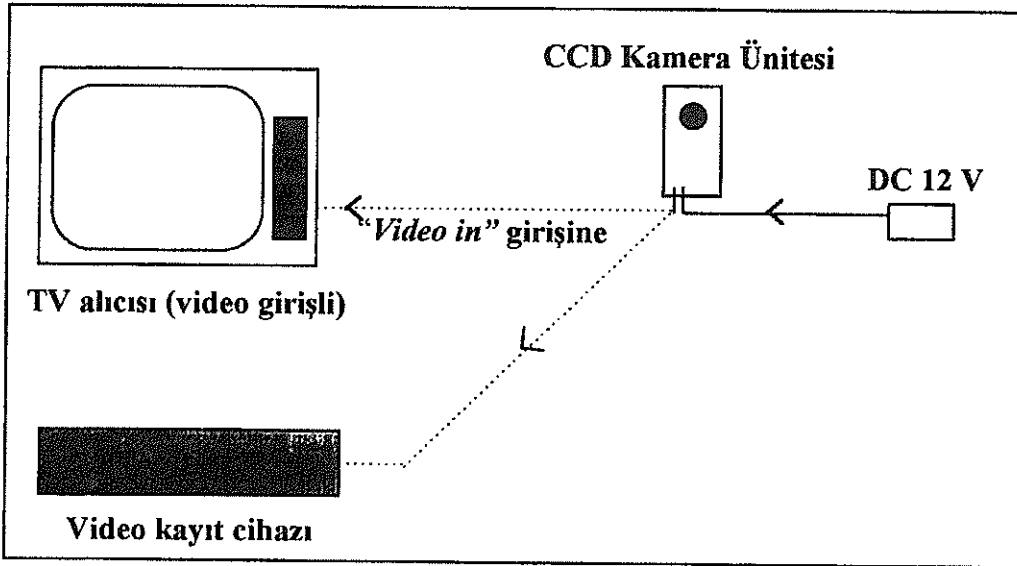
Bu donanım sağlandıktan sonra görüntülemenin yapılacağı ortamın belirlenmesi gerekir. Bunu için iki yol vardır;

- Video sinyali girişi olan bir TV ekranından görüntüyü seyretmek,
- Video kartı olan bir bilgisayara bağlantı yaparak görüntüyü sayısal olarak elde etmek.

Burada ilk seçenek çok pratiktir ve istenildiği zaman TV ekranındaki görüntü bir video kayıt cihazı ile kasede kaydedilebilir. İkinci seçenek ise özellikle bilimsel çalışmalar için çok uygun ve bir o derece de etkindir. Gereken donanım ilkindeki kadar basit olmamakla birlikte, günümüzde kullanılan bilgisayar ve kullanılan yan ürünlerin ulaştığı seviye düşünül-düğünde, birçoğumuz için ulaşılmaz değildir. Uygun bağlantıları yaparak her iki sistemi de (Bilgisayar + TV) aynı anda kullanmak mümkündür.

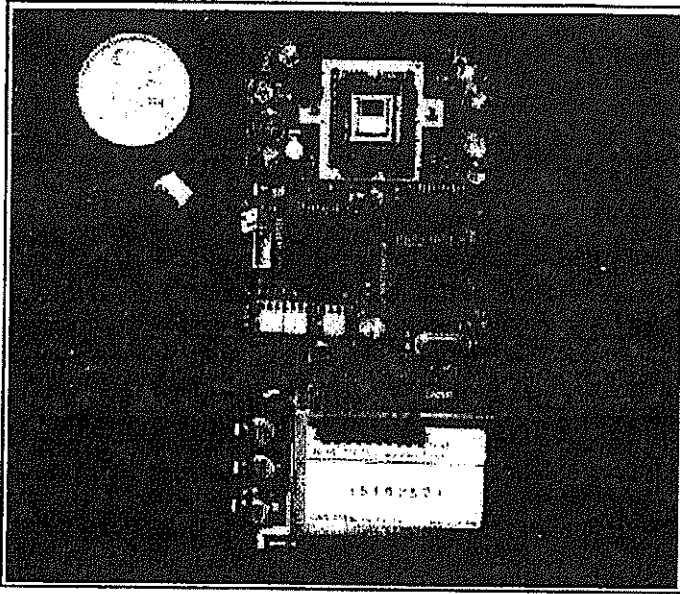
### **CCD Kamera + TV Bağlantısı**

Bu aslında hepimizin bildiği kapalı devre kamera sisteminden başka birşey değildir. Prensip bağlantı şeması ise Şekil-2'de verilmektedir.



Şekil-2. CCD Kamera Ünitesi ve TV-Video bağlantısının prensip şeması.

Bu sistemde dikkat edilecek en önemli nokta CCD kamera ünitesini besleyecek olan 12 Volt kaynağın regülesinin çok iyi olmasıdır. Sinyal bağlantısını sağlayan kablonun blendajlı



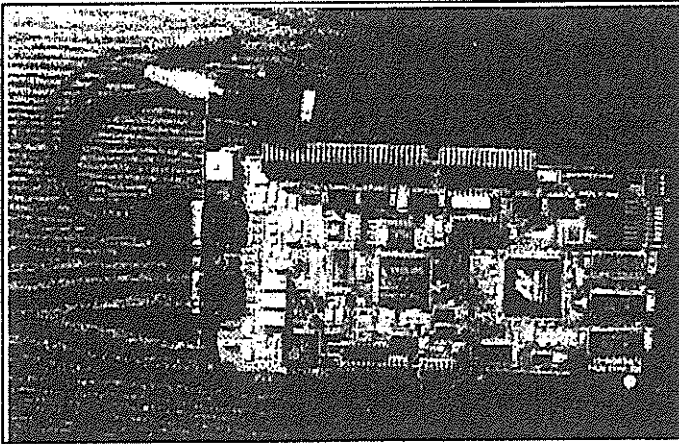
Şekil-3. CCD kamera ünitesinin objektifi sökülmüş halinin görünüşü.

olması ve bağlantıların dikkatlice hazırlanması gerekir. Normalde CCD Kamera ünitesinin (Şekil-3) üzerinde küçük bir objektif ve otomatik bir diyafram bulunur ve bu şekilde doğrudan görüntüleme yapılabilir. Bu objektif ve diyafram söküldüğünde CCD yüzeyinin hava ile temas etmesini önleyen cam bir muhafaza bulunan *chip* (çip) ortaya çıkar (Şekil-3'te para ile aynı hizadaki dikdörtgen alan). Bu çip uygun bir mekanik adaptör ile doğrudan optik sistemin odağına yerleştirilerek, yani bir teleskobun veya bir mikroskopun oküleri yerine kullanılarak, görüntüler örneksel (analog) video sinyali giriqli olan bir TV ekranından elde edilebilir. Aynı sisteme bir video kayıt cihazı bağlanarak görüntüler kasede kaydedilebilir.

### CCD Kamera + Bilgisayar Bağlantısı

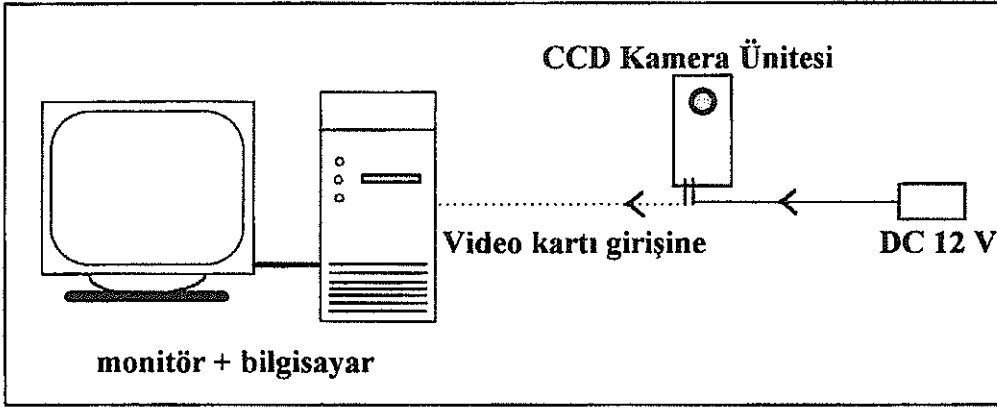
Yukarıdaki örneksel görüntüleme sistemine ilave olarak yapılacak bir bilgisayar bağlantısı (Şekil-5), elde edilen görüntülerin sayısal olarak bilgisayarda depolanmasını ve sonradan üzerinde işlem yapılabilmesini mümkün kılarak sistemi en etkin haline getirecektir. Bunun için en kullanışlı ve bilimsel çalışma için en uygun olan yol, PC türü hızlı bir bilgisayar ve bu bilgisayara takılmış hızlı bir video kartından (Şekil-4) ibaret bir donanım kurmaktır. Bunun için gerekenler ise şöyle sıralanabilir:

- Aşağıdaki özelliklerde PC türü bir bilgisayar,
  - IDE, VESA ve PCI veriyollarına sahip ana devre kartı,
  - 80486 veya Pentium mikroişlemci,
  - Hızlı bir Hard Disk,
  - 8 MB RAM (minimum)
  - Grafik hızlandırıcılı görüntü kartı (en az 1 MB Ekran Belleği)
  - SVGA 0.28 dot pitch (veya daha düşük), renkli, NI monitör.
  - MS Windows 3.1, 3.11 veya Windows 95.
- Piyasada, amaca bağlı olarak değişen özelliklerde, çok çeşitli fiyat ve performans aralıklarında bulunabilecek Görüntü Yakalama (Frame Capture) veya Video Yakalama (Video Capture) kartı (Şekil 4).
- CCD kamera ünitesi ile kart arasındaki sinyal bağlantısını kurabilmek için blendajlı kablo ve uygun bağlantı fişleri.



Şekil-4. Bilgisayara yerleştirilecek ve CCD kamera ünitesinden gelen örneksel sinyali sayısal hale çevirecek bir video kartı.

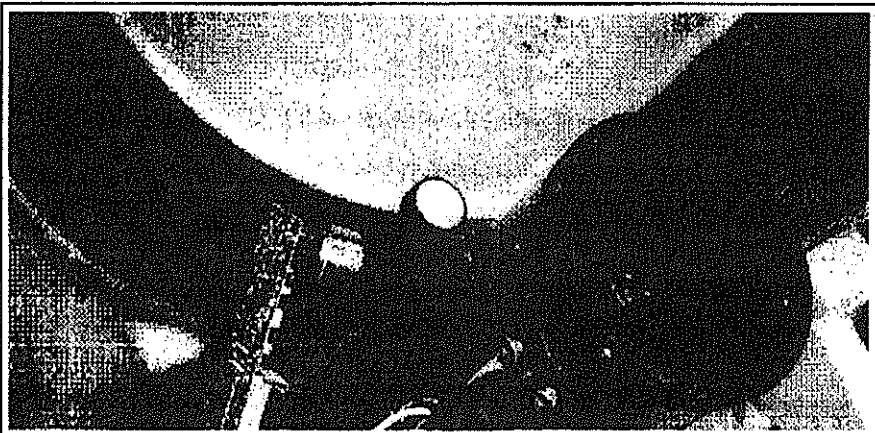
Bu sıraladıklarımız sağlandıktan sonra video yakalama kartı bilgisayarın içine yerleştirilir, CCD ünitesinin sinyal çıkışı karta bağlanır ve kartı çalıştıran program bilgisayara yüklenerek sistem sayısal görüntülemeye hazır hale getirilir.



Şekil-5. CCD Kamera Ünitesi ve bilgisayar bağlantısının prensip şeması.

### Sistemin Test Edilmesi

Gözlemevi'nin mekanik atelyesinde CCD kamera ünitesini teleskop odağına bağlayacak bir adaptör hazırlandıktan sonra sistemin denenmesi için herşey hazır (Şekil-6). Yakınlığı ve parlaklığı dolayısıyla ilk deneme cismi olarak Ay seçildi. Teleskop Ay'a ayarlanıp takip etmeye başladıktan sonra bağlantılar yapıp bilgisayardaki video kartını kontrol edecek program çalıştırıldığında monitörde video penceresi içinde Ay'ın yaklaşık 1/6'lık bir kısmı görüldü. Teleskop üzerinden netlik ayarı yapıldığında elde edilen görüntü son derece kaliteli ve ayrıntılı idi. Şehir içindeki atmosfer şartlarının görüntüye etkisi ise her an değişen görüntü kalitesinden anlaşılmaktaydı. Diske görüntünün kaydedilmesi için bir *mouse tıklaması* yeterliydi. Eğer diske sayısal bir video kaydı yapılması isteniyorsa yine programa gerekli parametreleri girerek (süre, saniyede kaydedilecek kare sayısı, görüntü formatı vs) işlemi bilgisayar kontrolünde otomatik olarak gerçekleştirmek mümkün oluyordu.



Şekil-6. CCD Kamera Ünitesinin teleskoba monte edilmiş haldeki görünüşü.



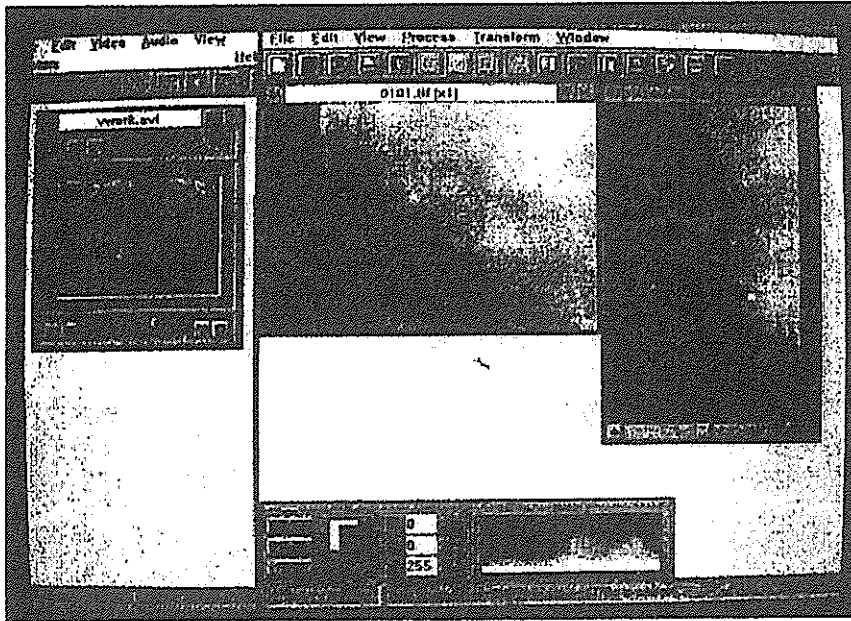
## Sistemin Teknik Özellikleri

Sayısal görüntüleme sisteminin temel parçaları ve teknik özellikleri aşağıda verilmiştir:

- CCD Kamera Ünitesi  
Sanyo, Frame Transfer, Siyah/Beyaz CCD, 1/3", 532x600 piksel  
12 Volt Doğru Akım ile besleme, 1.0 Vp-p/75 ohm kompozit video çıkışı.
- Bilgisayar  
80486 işlemci, 16 MB RAM, 850 MB IDE Hard Disk, 1.44" Floppy sürücü, 1 MB Speed  
64 PCI Grafik Kartı, 17" MicroScan 5EP/ADI monitör.
- Video Kartı  
UMAX, Maxmedia MR Video Yakalama Kartı, 1024x768 piksel çözünürlükte ekran  
yakalama, 16 Bit, saniyede maksimum 30 kare hızında sayısal video kaydı,  
Windowing/Overlaying, 2:1 video formatı sıkıştırma
- Programlar  
Video kartı ile gelen iki görüntü-işleme programı; Image Folio LE 1.0 ve Video Work 1.0.

## Sonuç

Görüntüleme sistemi çeşitli kereler gece gözlemlerinde kullanılarak Ay, Jüpiter ve Galileo uyduları, Venüs, bazı görsel çift yıldızların görüntüleri bilgisayarda elde edilmiştir ve 11



Şekil-7. Video kartını kontrol eden programların ve kaydedilen Ay görüntülerinin bilgisayar monitöründeki görünüşü.

cm çaplı ufak bir teleskobun bu tip bir sistemle nasıl etkin kullanılabileceği görülmüştür. Görüntülerin diske kayıt hızı bilgisayarın işlemcisi ve RAM miktarına bağlı olarak değişir. Örneğin 640x480 piksellik 256 gri tonlu bir görüntünün bizim sistemde kayıt süresi 1 sn civarındadır.

Kurulan sayısal görüntüleme sistemi herşeyden önce bu konuda atılmış bir ilk adım olarak değerlendirilmelidir. Başta söylediğimiz gibi asıl hedef, bu sistemi yapılan günlük Güneş

gözlemlerinde kullanılmaktadır. Özellikle kromosferik gözlemlerde kullanılan fotoğrafik teknikten kurtulup, madde çıkışı olaylarını doğrudan sayısal olarak bilgisayar ortamında kaydedip, çalışmalara ve arşivleme sistemine etkin bir çözüm getirilmeye çalışılacaktır. Fakat elimizdeki CCD'nin kırmızıya olan aşırı hassasiyeti yüzünden bunu şimdilik kromosfer dürbününde kullanamıyoruz, çünkü kromosferi gözlediğimiz dalgaboyu,  $H\alpha$ -6563 Å, kırmızıya karşılık geldiğinden CCD piksellerinin doyması sonucu görüntü bozulmaktadır. Bunun yerine leke gözlemlerinde kullanılan fotosfer dürbününe monte edilip lekelerin ayrıntılı görüntülerinin elde edilmesi ve leke evrimi, leke alanları, leke sınıflamasının daha sağlıklı belirlenmesi gibi çalışmaların başlatılması düşünülmektedir. Bu amaçla yurtdışında özel olarak Güneş gözlemleri için geliştirilen filtrelerden bir tane ısmarlanmıştır. Gözlemlerden elde edilen sayısal görüntülerin, günümüzde en pratik ve güvenilir veri depolama alanı olan CD ROM'larda arşivlenmesi için de bir CD ROM Yazıcı kullanılması planlanmaktadır.

### **Teşekkür**

Böyle bir sistemi geliştirmek için, Bölüm imkânlarının haricinde, bize gerekli maddi desteği sağladığı için Kim. Yük. Müh. Burhan SAVAS'a çok teşekkür ederim. Ayrıca sistemin kurulması ve kullanılması sırasında yardımcı olan Bölüm Teknisyenimiz Mehmet KARA ve Araş. Gör. Tansel AK'a da teşekkür ederim.

### **Kaynaklar**

Özışık, T., 1995, Astronomi Magazin, Yıl:4, Sayı:45, Aralık 1995, S.510-512  
Sinnott, R. W., Sky&Telescope, February 1992, S.209-215

## **UZAKTAN ALGILAMA VE GIS'İN UZAY ÇALIŞMALARINDAKİ YERİ**

Metin ALTAN

Anadolu Üniversitesi, Uydu ve Uzay Bilimleri Araştırma Enstitüsü, ESKİŞEHİR.

**Özet:** Günümüzde teknoloji ve bilim inanılmaz boyutlara ulaşmıştır. Uzay çalışmaları da gelişen teknolojiye paralel olarak her geçen gün çözülmesi gereken yeni bir problemi gündeme getirmektedir. Uzay çalışmalarının maliyetinin çok yüksek olması nedeni ile problemlerin çözümü için, ancak devletler seviyesinde yapılan çalışmalar verimli olabilmektedir. Gelişmiş ülkeler, fazla özkaynak ayırarak yaptıkları çalışmalarda, bir çok bilim dalında gelişme kaydetmektedirler. Gelişmekte olan ülkelerde ise, bu alanda yapılanlar yetersiz kalmaktadır. Ancak, uzay teknolojisinin yan ürünlerini kullanarak, uzay çalışmalarına katkıda bulunmak, gelişmekte olan ülkelerdeki bir çok araştırma ve eğitim kurumunun temel hedefini oluşturmaktadır. Uzaktan Algılama ve GIS uygulamaları, uzay konusunda yapılan bu tür en verimli çalışmalardan ikisini oluşturmaktadır.

**Anahtar Kelimeler:** Uzaktan Algılama, GIS, Görüntü Analizi.

**Summary:** Today, technology and science had been reached to magnificent scale. Space studies which shows parallel development with technology can born out a new problem for each day. Due to the high investment cost of the space studies, only multinational studies would be effective and solve these problems. Developed countries which shares huge amount of money from their budget's shows high increased development rate on these fields. On the other hand, these kind of studies in the developing countries are inefficient. But, by using by-products of space technology and make some contributions to space studies must be the main aim of research and training centers of developing countries. Applications of Remote Sensing and Geographic Information Systems (GIS) are the most productive studies which can be done about space.

**Keywords:** Remote Sensing, GIS, Image Processing.

**Giriş:** UZAY, giderek önemini arttıran ve büyük bir hızla gelişen teknoloji sayesinde, her geçen gün sınırlarını çok daha fazla zorlayan bir bilimdir. Uzay çalışmaları denilince, kimilerinin aklına evren modelleri, büyük patlama, karadelikler, süpernovalar, gezegenler, güneş sistemi gibi daha çok astronominin üzerinde durduğu konular gelir. Kimilerine göre ise füzeler, roketler, uzay istasyonları, uzay gemileri ... uzay çalışmalarının tamamını oluşturur. Bazı insanlar ise uzay çalışmalarının, tanımlanamayan uçan cisimleri araştırmak üzerinde yoğunlaşması gerektiğini düşünmektedir. Onlara göre; evrenin biryerlerinde değişik yaşam formlarında canlılar bulunmakta ve onlar ile iletişim kurularak, geçmiş medeniyetlerde olduğu gibi "BİLİNMEYEN" alınmalıydı. Bu beklentiye destek veren bir gurup bilim adamı ise çalışmalarını uzay zamanın büzülme teorilerinde yoğunlaştırmakta, paralel evrenlere geçişleri, negatif potansiyellerde aramaktadırlar. Çağımız artık geçen yüzyılların monotonluğundan kurtulmuş, uçuk fikirler büyük bir hızla teoriden kurtularak pratiğe indirilebilmiştir. Artık fikirler "Olamaz!!! Mümkün değil!!!!" den kurtulup, ACABA şeklinde soru işaretleri arasındaki

yerini almakta ve çok geçmeden, başarısının ne kadar el altında dolaştığı görülmektedir. Her başarı bir yenisini çağrıştırmakta, artık bilgiyi paylaşmak ve ortak Çalışma yapmak ön plana çıkmaktadır. Bu mantık ile kurulan ULUSLARARASI UZAY ÜNİVERSİTESİ (ISU), gelecekteki bilimsel çalışmalarını Uzay Teknolojisi ve Bilimleri adı altında, gurup çalışmaları ile daha verimli kılmayı planlamaktadır. Uzay Çalışmalarını çok daha geniş kapsamlı tutan ISU, maddi ve manevi yönden sağladığı imkanlar ile her türlü branşta çalışan araştırmacıların çalışmalarına destek olmaktadır. Uzay Mimarisi, Uzay Mühendisliği, Uzay Fiziği, Uzayda Yaşam Bilimleri, Uzay Tıbbı, Uydu Uygulamaları, Uzay Madenciliği, Uzay Polisliği, Uzay Hukuku, Uzay İşidaresi, Uzay Müziği gibi daha bir çok konu, bu araştırmalardan bazılarını oluşturmaktadır. Artık kişiler, üniversiteler, şirketler, devletler, üzerinde çalıştıkları konularda birşeyler üreterek adeta yarışircasına uzay çalışmalarına katkıda bulunmaktadırlar.

Uzay Çalışmalarının büyük bir bölümü, hiçte küçümsemeyecek ölçüde maddi destek gerektirmektedir. Ülkemiz de gelişmekte olan bir ülke olduğundan, gelir kaynaklarının tamamına yakınına, hayat standardını yükseltme çabası ile harcamaktadır. Ancak tabii ki tüm dünya uzay yarışında ilerlerken, ülkemizde de imkanların elverdiği ölçülerde, bir çok bilim dalında aşamalar kaydedilmektedir.

Anadolu Üniversiteside, 1993 tarihinde ISU'ya başvurarak üzerinde çalışmakta olduğu konularda, katkıda bulunmak üzere ISU'nun yardımcı kampüsü seçilmiştir. ISU'nun belirlediği konulardan birkaçını üstlenen Anadolu Üniversitesi Uydu ve Uzay Bilimleri Araştırma Enstitüsü, Uzaktan Algılama, GIS (Geographic Information Systems) ve Görüntü analizi konularını içeren Uydu Uygulamaları üzerinde çalışmalarını sürdürmektedir. Her aşamasında fiziğin temel prensiplerinden destek alan Uzaktan Algılama çalışmalarından bazı aşamaları şu şekilde özetleyebiliriz.

**Uzaktan Algılama;** bir cisme dokunmadan, o cisim hakkında bilgi edinme sanatıdır. Uzaktan algılama yöntemleri, ilkel bir şekilde, askeri amaçlarla Amerikan Kuzey\_Güney savaşında kullanılmıştır. Bu savaşlarda balonlar kullanılarak dağın karşı tarafındaki askeri üsler gözlenebilmiştir.

Görmekte bir uzaktan algılamadır. Uzaktan algılama, fotoğrafın hassaslaşması ile gelişmiştir. Daha sonra kuşların boyunlarına uygun bir hafif kamera konularak değişik yöntemler geliştirilmiştir.

İlk sivil uygulama, yakın bir tarihte şehircilik alanında olmuştur. Newyork ve Chicago şehirlerinin hava fotoğraflarının çekilip haritalarının yapımı ile Uzaktan Algılama çalışmalarında büyük bir adım atılmıştır. Uzaktan algılamanın başlıca kullanım alanları, jeoloji, maden, ziraat, kent-şehir ve bölge planlama, inşaat, orman, çevre, metalurji gibi daha bir çok meslek guruplarıdır. Örneğin ziraatçılar, uzaktan algılama yöntemi ile bir yıl önceden buğday rekolte tahmini yaparak, bir ülkenin gelecek yılki bütçesini hesaplar, ülkenin ithalat ve ihracatını diğer ülkelere göre oldukça rahat ayarlayabilirler.

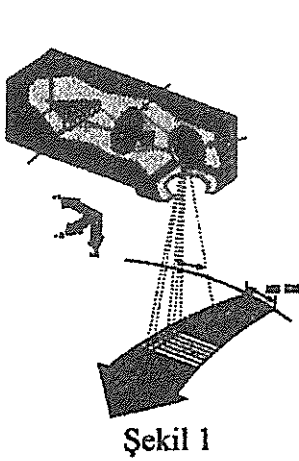
Birinci ve ikinci dünya savaşları sırasında ABD, Avrupa'ya gemi ile nakliye yaparken Alman denizaltıları bu gemileri tespit ederek batırıyordu. ABD kendi uydularını kullanarak Alman denizaltılarının rotalarını Uzaktan Algılama yöntemleri ile tespit ederek, kendi gemilerinin rotalarını ayarlıyor ve savaşın akışını kendi lehlerine çeviriyorlardı. Uzaktan Algılamanın etkin kullanımı ile bir çok avantajlar sağlanabilmektedir. İkinci dünya savaşından bu güne kadar sivil amaçlı Uzaktan Algılama çalışmaları, büyük bir titizlikle geliştirilerek bu günlere getirilmiş ve bir çok alanda hizmet vermesi sağlanmıştır.

## MATERYAL VE METOD

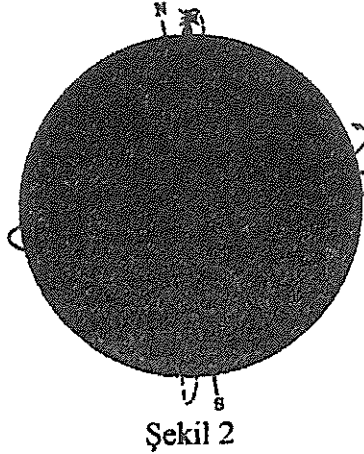
Uzaktan Algılama çalışmalarının yapılabilmesi için, analizi yapılacak verileri toplamak üzere atılan uydulardan ikisi olan LANDSAT ve SPOT uyduları en çok kullanılan uydulardır.

### LANDSAT uydusu (ABD)

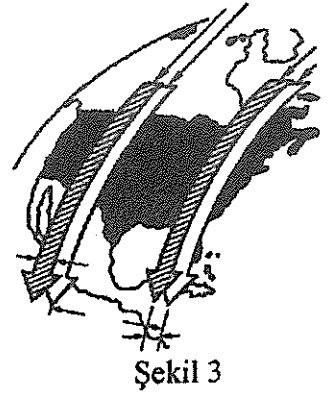
**Yerden uzaklık:** Landsat 1, 2 ve 3 için 905 km, Landsat 4 ve 5 için 705 km'dir.



Şekil 1



Şekil 2



Şekil 3

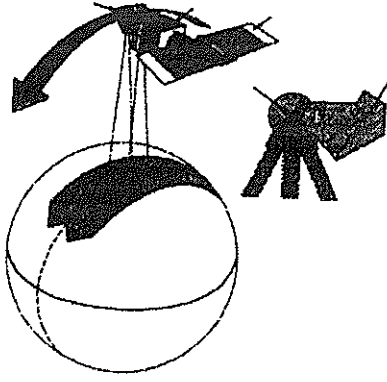
**Çözünürlük:** Landsat uydusu 7 banda sahiptir. 1., 2., 3., 4., 5., 7. bandlar  $30 \times 30 \text{ m}^2$ , 6. thermal band ise  $120 \times 120 \text{ m}^2$ , çözünürlüğe sahiptir (Yeryüzündeki  $30 \times 30 \text{ m}^2$  boyutundaki bir alan landsat bandında 1 pixelin x ve y boyutlarına karşılık gelmektedir). Landsat uydusunun bir görüntüsü ise  $185(x) \times 170(y) \text{ km}^2$  boyutlarında bir alanı kapsamaktadır.

Landsat 1, 2, 3 şu anda görev yapmamaktadır. Bu uydular 4 bandlı olup  $80 \times 80 \text{ m}^2$  çözünürlüğe sahiptirler. Multi Spectral Scanner (MSS) sistemine sahip olan bu uyduların yer yüzeyini tararken aynı noktadan geçme periyotları 18 gündür. Şu anda kullanılan Landsat 4 ve 5 uydularında, her biri yer yüzeyindeki bir  $30 \times 30 \text{ m}^2$  lik alana karşılık gelen 5000 adet led bulunmaktadır (Şekil 1). Landsat 4 ve 5 TM (Thematic Mapper System) ve MSS (Multi Spectral Scanner) olarak iki sisteme sahiptir. Bunlardan TM, 7 banda sahiptir. MSS sisteminin çözünürlüğü ise  $80 \times 80 \text{ m}^2$  dir. Landsat 4 ve 5, aynı noktadan 16 günde bir geçmektedirler. Ancak uydular zıt spinli olduklarından, bir noktadan geçme periyotları 8 güne inmektedir. Dünya çevresinde Kuzey-Güney doğrultusunda yapmış olduğu her bir tur yaklaşık 103 dakika almaktadır (Şekil 2). Her 103 dakika sonra ekvator çizgisinden batıya doğru yatay olarak 2875 km kayma yapmaktadır (Şekil 3). Uydu 16 gün sonra yine aynı noktadan geçmektedir. Ticari amaçlı olduğu için, üzerinde çalışılması düşünülen bölgenin  $185 \times 170 \text{ km}^2$  boyutlarındaki bir verisi için 4500\$ fiyat istenmektedir.

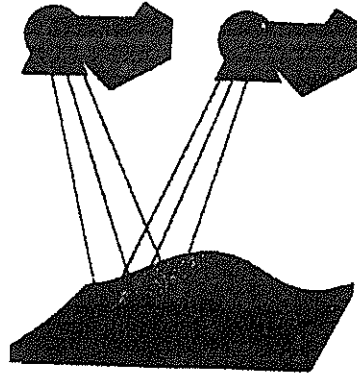
### SPOT uydusu (FRANSA)

**Yerden Uzaklık:** 832 km

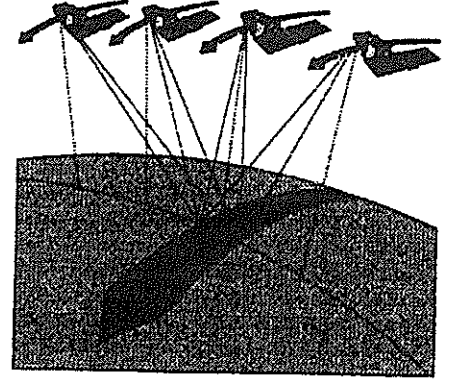
**Çözünürlük:** Spot uydusunun sahip olduğu ilk üç band renkli ve (XS) modunda olup  $20 \times 20 \text{ m}^2$  çözünürlüğe sahiptir. Dördüncü band ise sadece siyah\_beyaz renkte olup  $10 \times 10 \text{ m}^2$  çözünürlüğe sahiptir.



Şekil 4



Şekil 5



Şekil 6

Spot uydusundan alınan görüntüler stereo olup 1:500000 ölçekli topoğrafik haritaların yapımında kullanılabilir. Spot uydusunda, Landsat uydusunda olduğu gibi 5000 adet led yoktur. Onun yerine, oynayan ayna sistemi vardır (Şekil 4). Bu sistem ile değişik açılardan aynı yerin görüntüsü değişik zamanlarda alınabilmektedir (Şekil 5).

Spot uydusu, üzerinden geçtiği bir bölgeye 26 gün sonra tekrar ulaşmaktadır. Bu periyot bir dezavantaj gibi görünse de, oynayan ayna sistemi büyük kolaylıklar sağlar. Örneğin bir koordinattan veri aldıktan sonra bir turunu tamamlayıp 2875 km kayarak aynı noktanın paraleline geldiğinde, ayarlanabilir ayna yardımı ile, bir önceki koordinattan, veri alabilir (Şekil 6). Böylelikle bir koordinatta cereyan eden olay, uzun bir süre, muntazam olarak görüntülenebilmekte, modelleme, animasyon, gibi işlemler yapılarak olayın aşamaları basamak basamak takip edilebilmektedir. Şehir ve bölge planlama ile ilgili konular için Spot uydusunun  $10 \times 10 \text{ m}^2$  çözünürlüğe sahip olan siyah\_beyaz bandının kullanımı çok uygundur.

Hedef bölgede algılayıcıya gelen veriler, bir çok aşamadan geçirilir ve sayısal olarak manyetik ortamlarda depolanır. Depolanan ham veriler, değişik amaçlar doğrultusunda işlenmek üzere Uzaktan Algılama ve GIS birimlerine indirgenirler ve kullanıma sunulurlar. Verilerin bilgisayara tanıtılması aşamasında, incelemenin niteliğine göre üç tip format kullanılır.

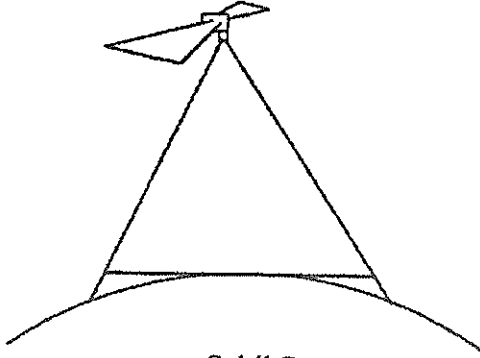
**1. BSQ Format:** Band yapısı dört kısımdan oluşur.

- Volume directory; uydu ile ilgili bilgiler text olarak saklanır.
- Başlık; dosyayı tanımlayan bilgileri içermektedir. Örneğin; verilerin çekildiği tarih, yükseklik, izdüşüm koordinatları, güneşin durumu...
- Veriler; (görüntü) 0-255 arasında sayısal görüntü bilgilerini içerir.
- Kuyruk; band ile ilgili istatistiksel verileri içerir.

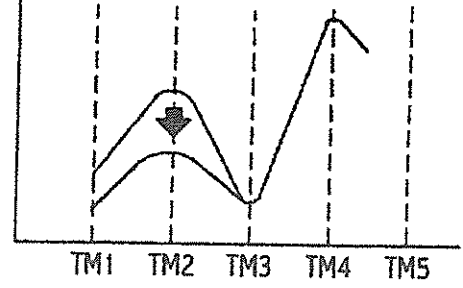
**2. BIL Format:** Veriler, tüm bandların verilerini içeriyor. Bilgisayar önce TM1'den TM7'ye kadar birinci line'ları sıra ile okur. Daha sonra TM1'den TM7'ye kadar ikinci line'ları sıra ile okur. Bu işlem görüntünün tüm line'ları bitinceye kadar sürer.

**3. BIP Format:** Bilgisayar görüntüyü pixel bazında inceler. Bilgisayar önce TM1'den TM7'ye kadar birinci pixelleri sıra ile okur. Daha sonra TM1'den TM7'ye kadar ikinci pixelleri sıra ile okur. Bu işlem görüntünün bütün pixelleri bitinceye kadar sürer.

## GÖRÜNTÜ ANALİZ SİSTEMİNDE İŞLEM ÖNCESİ DÜZELTMELER:



Şekil 7



Şekil 8

1. **Geometrik Düzeltme;** Dünyanın küreselliğinin iki boyutta haritaya aktarılması için uydudan alınan verilerin harita koordinatlarına oturtulması işlemidir (Geometrik Düzeltme=Rectification) (Şekil 7).

2. **Radyometrik Düzeltme;** Mavi dalgaboyu, yeşil ve kırmızı dalgaboylarından daha küçük olduğu için, atmosfere girdiği zaman küçük parçacıklar arasında saçınımına uğruyor ve atmosfer içinde dağılıyor. Bu nedenle gökyüzü mavi ve parlak gözükür. Analizler sırasında olması gerekenden fazla yansımaya değerleri alınır. Bu fazla yansımaya değerinin neden olduğu fazlalığı giderme işlemine Radyometrik Düzeltme adı verilir (Şekil 8).

### LANDSAT UYDUSUNDA TM BANDLARI:

**TM1 BANDI;** 0.45-0.52  $\mu\text{m}$  dalgaboyuna sahip ışınları algılar. Mavi dalgaboyuna karşılık gelir. Su yüzeyinin 15 m altından yansır. Suya karşı duyarlı olduğuna gibi toprak ve bitki karakterizasyonu işlemlerinde de kullanılmaktadır.

**TM2 BANDI;** 0.52-0.60  $\mu\text{m}$  dalgaboyuna sahip ışınları algılar. Yeşil dalgaboyuna karşılık gelir. Su yüzeyinin 10 m altından yansır. Su kirliliğinin belirlenmesinde etkili olduğu gibi, hastalıklı ve sağlam bitkilerin analizlerinde de kullanılmaktadır.

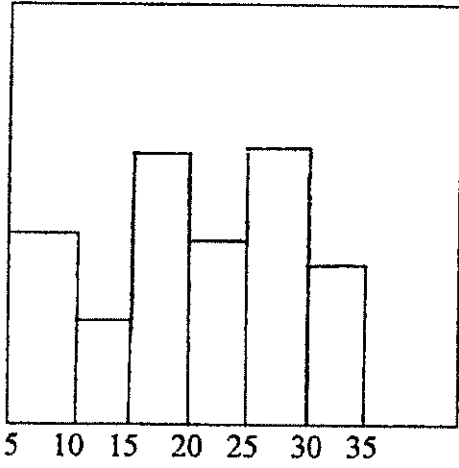
**TM3 BANDI;** 0.63-0.69  $\mu\text{m}$  dalgaboyuna sahip ışınları algılar. Kırmızı dalgaboyuna karşılık gelir. Bu bandta bitki\_toprak ayırımı rahatlıkla yapılabilmektedir. Çünkü bu dalgaboyunda klorofil mad-desinden dolayı bitkiler enerji absorbe ederler ve mat görünürler. Bina çatıları net olarak ayırt edilebilir.

**TM4 BANDI;** 0.76-0.9  $\mu\text{m}$  dalgaboyuna sahip ışınları algılar. Bu çalışma alanı insan gözünün göremediği yakın infrared bölgesine karşılık gelir. Bitki bu bandta büyük bir enerji desorbe eder. Bu nedenle bu bandta yüksek yansımaya değeri verir (Şekil 8).

**TM5 BANDI;** 1.55-1.75  $\mu\text{m}$  dalgaboyuna sahip ışınları duyarlıdır. Orta infrared bölgesine karşılık gelir. Su yüzeyinden yansıyan ışın analiz edilebilmektedir. Ayrıca kar, buz, bulut, hidrolojik aktiviteler gibi bir takım olaylar incelenebilmektedir.

**TM6 BANDI;** 10.4-12.5  $\mu\text{m}$  dalgaboyuna sahip ışınları algılar. Thermal infrared bölgesine karşılık gelir. 120x120 m<sup>2</sup> çözünürlüğe sahiptir. Bu band, volkanların ve thermal suların analizi gibi, ısısal olayların ayırt edilebilmesinde kullanılır.

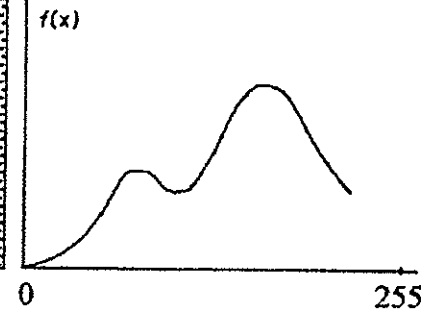
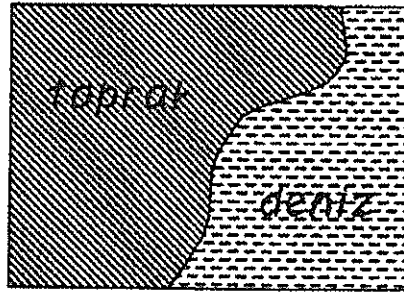
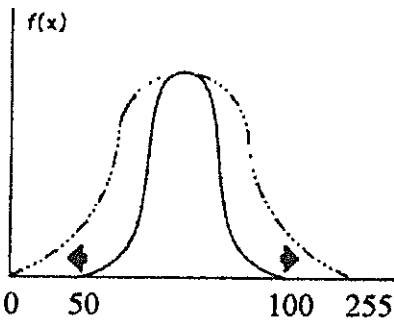
**TM7 BANDI;** 2.08-2.35  $\mu\text{m}$  dalgaboyuna sahip ışınları duyarlıdır. Uzak infrared bölgesine karşılık gelir. Jeolojik kaya birimlerinin ve madenlerin analizinde kullanılır.



Şekil 9

**Görüntü Analiz Sisteminde Kullanılan Matematik ve İstatistiksel Fonksiyonlar;** Histogramda görülen dikdörtgenler, yansıma değerine karşı pixel sayısı olarak çizilmiştir. Örneğin; 0-5 yansıma değerine karşılık gelen pixellerin sayısı düşey eksende gösterilmektedir. Tüm yansıma değerlerinin sayısı düşey eksende gösterildikten sonra, dikdörtgenler altında kalan alan % olarak tek tek orantı ile hesaplanır ve bir  $f(x)$  fonksiyonu (frekans) elde edilir (Şekil 9). İstatistiksel analizler için elde edilen bu  $f(x)$  fonksiyonunun 0-255 yansıma değerine göre grafiği çizilir. Radyometrik düzeltme için istatistiksel metodlar kullanılarak mavi dalgaboyunun grafiği uç noktalara kaydırılır. Örneği 50 değeri 0 noktasına, 100 değeri 255

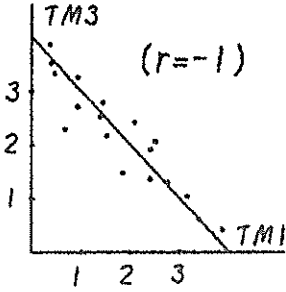
noktasına çekilir (Şekil 10). Böylece, dalgaboyunun küçük olmasın-dan dolayı atmosferdeki etkileşimler nedeni ile saçınma uğrayan mavi dalgaboyunun olması gerekenden fazla gözlenen fonksiyonu, normal değerine indirgenir. Doğada yapılan her analiz sonucunda, her madde için bir modu olan fonksiyon elde edilir. Örneğin deniz ve toprak maddelerinin aynı anda incelendiği bir analiz işleminin sonucunda iki moda sahip bir grafik elde edilir (Şekil 11).



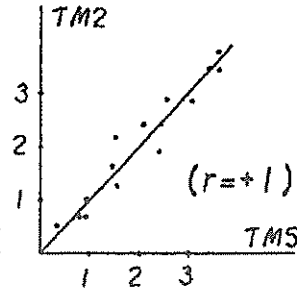
**Korelasyon Katsayısı:** İstatistiksel analizlerin bir başka amacı ise, görüntü analizlerinin değişik aşamalarında kullanılacak 7 tane bandtan en uygun olan üç tanesini belirlemektir. Uygulamanın ve planlanan modelleme çalışmasının niteliğine göre en uygun üç band kullanılmalıdır. Bu bandların belirlenmesindeki en büyük kriter, bandların mümkün olduğu kadar birbirinden bağımsız niteliklere sahip olmasıdır. Bu parametre OIF (Optimum Index Factor) ile belirlenir. OIF'ün bulunmasındaki ilk aşama ( $r$ ) korelasyon katsayısının bulunmasıdır. Korelasyon katsayısı, bandların birbiri ile olan ilişkiye göre değer alır. Korelasyon katsayısının değeri, analizi yapılan bandların yansıma değerlerine göre çizilen grafiğinin eğimine göre belirlenir. Grafiğin eğimi -1 (Şekil 12), +1 (Şekil 13) arasında değer alabilir. Bulunan değerler lineer bir dağılım gösteriyorsa, bu dağılımın grafiğinden bir doğru elde edilir ve bu doğrunun eğiminden -1 ile +1 arasında korelasyon katsayısı bulunur.  $y=mx+n$  gibi bir doğru denkleminde ise iki band arasında yakın bir ilişki tespit edilir. Yani bu denklem ile bir bandın değerlerinden diğeri tespit edilebilir, bu iki band birbirine çok yakın değerler almaktadırlar. Bu durum yapılacak analizin niteliğini bozar, hassas ve verimli bir çalışma yapamayız. Şekil 12 ve Şekil



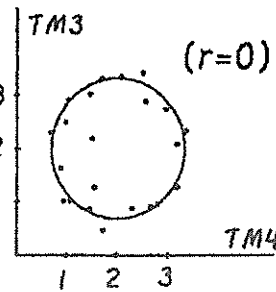
13'deki TM3-TM1 ve TM2-TM5 birbirine çok yakın bandlardır ve Şekil 15'de görüldüğü gibi farkları çok az olduğundan verimli bir sonuç alınmaz.



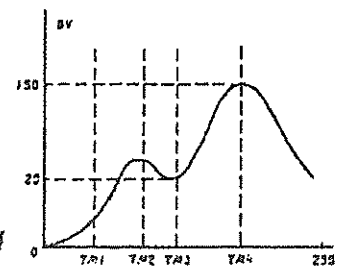
Şekil 12



Şekil 13



Şekil 14



Şekil 15

En uygun olan, korelasyon katsayısının mümkün olduğu kadar sıfıra yakın olmasıdır. Yani bandların yansıma değerleri grafikte rastgele bir dağılım göstermelidir (Şekil 14). Böylelikle iki band arasında hiçbir ilişki olmadığı belirlenir ve bu bandlar kullanılarak, yansıma değerlerinden oluşan matrisler arasında işlemler yapılabilir. Örneğin, TM3-TM1 ve TM2-TM5 bandlarının grafikleri çizildiğinde birbiri arasında sıkı bir ilişki olduğu görülür. Bu bandlar arasında işlem yaparak sonuca gidilemez. Ancak TM3-TM4 bandları kullanılarak çizilen grafikte rastgele bir dağılım elde edilmiştir (Şekil 14). Örneğin, bu bandlar arasında matematiksel işlemler yapılarak yüksek ve belirgin bir yansıma değeri elde edilir (150-20). Bu değer TM2'nin TM3'den çıkarılması ile elde edilen değerden çok fazladır (Şekil 15).

pixe	TM2	TM3	TM4	TM5
1				
1,1	130	57	180	205
1,2	165	35	215	255
1,3	100	25	135	195
1,4	135	50	200	220
1,5	145	65	205	235

Örneğin TM2, TM3, TM4 ve TM5 bandlarının birinci line'larının ilk 5 pixellerinin yansıma değerlerini tam olarak OIF'yi tespit ederek en uygun üç bandı bulmak istediğimizde, öncelikle soldaki tabloyu oluştururuz. Daha sonra aritmetik ortalamayı ve standart sapmayı aşağıdaki formüllere göre buluruz.

$$\mu_k = \frac{\sum_{k=1}^n X_k}{n} \quad S_k = \sqrt{\frac{\sum_{i=1}^n (X_i - \mu_k)^2}{n}}$$

$$SP_{kl} = \sum_{i=1}^n (BV_{ik} - \mu_k)(BV_{il} - \mu_l)$$

Standart sapmanın karesi alınarak varyans bulunur ( $Var_k$ ). Sonuçta aşağıdaki tablo elde edilir. Düzeltilmiş çarpımların toplamı olarak ifade edilen  $SP_{kl}$  ise yukarıdaki formül yardımı ile hesaplanır.

Band	TM2	TM3	TM4	TM5	$SP_{kl}$ 'den elde edilen sonuç
$\mu_k$	135	46.4	18.7	222	$Cov_{kl} = \frac{SP_{kl}}{n-1}$ denkleminde yerine konularak
$S_k$	23.71	16.27	31.74	23.87	
$Var_k$	562.17	264.73	1007.43	569	(kovaryans) iki farklı değişkenin ortalama etrafındaki dağılımı elde edilir. $k=l$ diyagonal elemanlardır ve varyansı verir.
$min_k$	100	25	135	195	
$max_k$	165	65	215	155	

Tüm bu işlemler-den sonra OIF'nin en önemli parametresine ulaşılır. Korelasyon Katsayısı

$$r = \frac{\text{Cov}_{k1}}{S_k \cdot S_1}, -1 < r < +1 \text{ dir.}$$

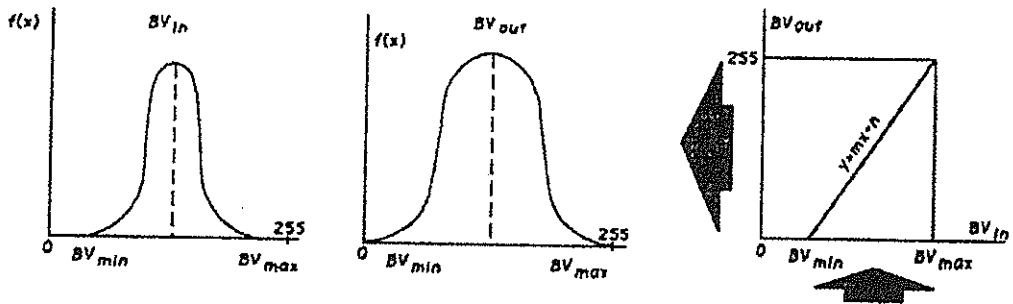
	TM2	TM3	TM4	TM5		TM2	TM3	TM4	TM5
TM2	1	r23	r24	r25	TM2	1	0.34	0.95	0.94
TM3	r32	1	r34	r35	TM3	0.34	1	0.53	0.16
TM4	r42	r43	1	r45	TM4	0.95	0.53	1	0.87
TM5	r52	r53	r54	1	TM5	0.94	0.16	0.87	1

Sonuçta; 7 band arasında en uygun üç tanesini bulmamızı sağlayan ifade;

$$\text{OIF} = \frac{\sum_{k=1}^3 S_k}{\sum_{j=1}^3 \text{Abs}(r_{ij})}$$

**GÖRÜNTÜ İYİLEŞTİRME:** Ham verinin amaca göre işlenmesi, analiz edilmesi, sorgulama yapılması ve modelleme çalışmaları için yapılması gerekli işlemlerdir.

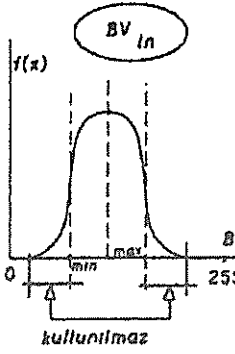
**1. Doğrusal Kontrast İyileştirme** (min\_max değerlere göre); bazı istatistiksel işlemlerle ve programlarla, çalışma alanına ait frekans-yansıma değerleri verisinin max ve min değerleri 0 ve 255 değerlerine çekilir. Böylelikle  $BV_{in}$  (küçük) yansıma değeri,  $BV_{out}$  (büyük) yansıma değerine yükseltilmiş olur. Doğal olarak çalışma alanındaki analizi yapılan madde, olduğundan parlak yansıma değeri vererek belirginleşir (Şekil 16).



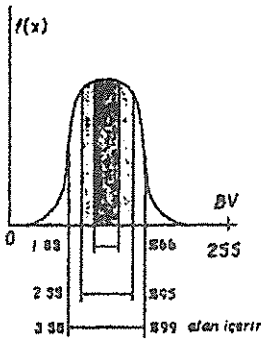
Şekil 16

**2. Doğrusal Kontrast İyileştirme** (standart sapma değerine göre); Çalışma bölgesinin frekans\_yansıma değeri grafiği dikkate alındığında, eğrinin yatay eksene çok yakın bölgeleri istatistiksel açıdan sakıncalı ve koyu yansıma değerine sahip bölgelerdir (Şekil 17). Görüntüde gereksiz koyuluklara neden olur ve görüntüyü boğar. Bu nedenle grafiğin bu bölgeleri kullanılmaz. Bu bölgeler elimine edilerek max ve min noktalar belirlenir ve eğri yatay eksenden bir miktar uzaklaşır (Şekil 20). Eğri altında kalan kullanılacak verinin belirlenmesi ve diğer bölgenin elimine edilmesi, standart sapma değerinin bilgisayara girilmesi ile belirlenir. Örneğin 1 standart sapma verildiğinde eğrinin %66 alanı kullanılmaktadır. Değişik çalışmalar için standart sapma 2 alınır. Bu değerde eğrinin %95 alanı kullanılır. Daha değişik amaçlar için ise 3 standart sapma kullanılır ve eğrinin %99 alanı kullanılarak geri kalanı elimine edilir (Şekil 18).

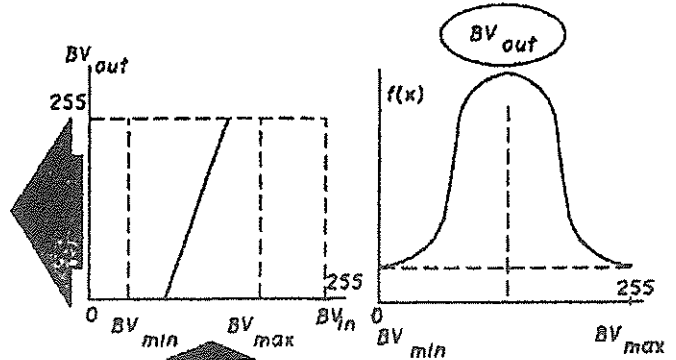
Böylelikle küçük girdi ile büyük çıktı alınabilmekte, üzerinde çalışılan maddenin yansıma değeri artırılarak diğer maddelerden ayırt edilebilmektedir (Şekil 19).



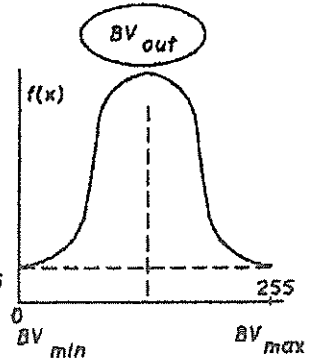
Şekil 17



Şekil 18

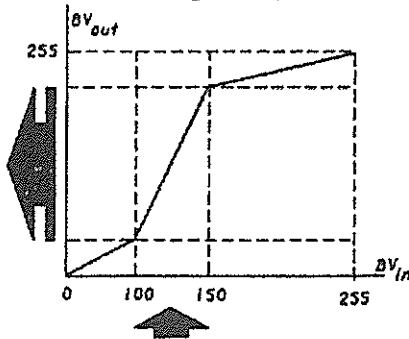


Şekil 19

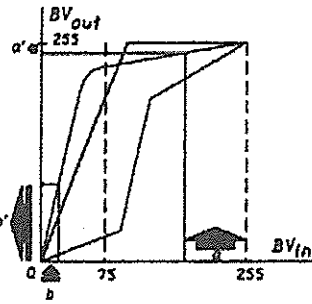


Şekil 20

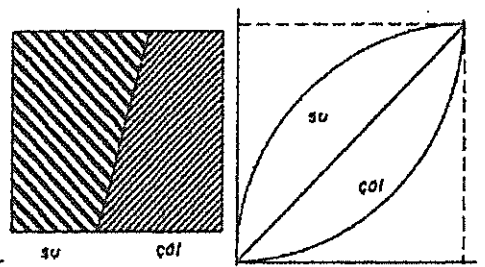
**3. Doğrusal Olmayan Kontrast İyileştirme;** birden fazla madde üzerinde aynı anda çalışıldığında kullanılır. Bu işlemde, değişik amaçlarda farklı maddeleri analiz aşamasında, karakteristik eğrisinin eğimi değiştirilerek analiz yapılır. İncelenen maddenin karakteristiğinin eğimi artırılarak belirginleştirilir, diğer maddelerin karakteristiğinin eğimi azaltılır ve mat bir renk alması sağlanır (Şekil 21).



Şekil 21



Şekil 22



Şekil 23

**4. Lineer Görüntü İyileştirme;** Çalışma alanının ( $BV_{in}$ ) girdi ve ( $BV_{out}$ ) çıktı yansıma değerlerine göre karakteristikleri, değişik eğimlere sahip çizgilerden oluştuğunda, logaritmik bir grafik belirle-nir. Bu logaritmik grafiğin ( $BV_{in}$ ) girdi ekseninin 255 değerine yakın yansıma değerine sahip maddeler belirlenirken küçük ( $BV_{out}$ ) çıktı yansıma değerleri elde edilir ( $a \rightarrow a'$ ). Fakat ( $BV_{in}$ ) girdi ekseninin 0'a yakın bölgesinde analiz yapıldığında büyük bir ( $BV_{out}$ ) çıktı yansıma değeri elde edilir ( $b \rightarrow b'$ ) (Şekil 22). Örneğin çöl ve suyun logaritmik analizi yapıldığında Şekil 23'deki karakteristiğe ulaşılır.

**5. Band Orantılaması;** Görüntü iyileştirmenin temel işlemlerinden bir diğeri ise band orantılamadır. Her bandın kendine özgü karakteristiği ve buna paralel olarak maddelere değişik yansıma değeri atama özelliği vardır. Çalışmanın niteliğine göre analizlerin hassas olabilmesi için çalışma alanına ait bandların yansıma değerlerini orantılayarak yeni bandlar üretilir ve çalışmanın diğer aşamalarında bu bandlar kullanılır. İşlem sonucunda elde edilen yeni bandın

yansıma değeri 1/255 ile 255/1 arasında değer alır. Bandlar sayısal verilerden oluştukları için aralarında her türlü cebirsel işlemler yapılabilen ve çalışmanın hedefine daha hassas bir şekilde ulaşılabilir.

#### 6. Görüntü İyileştirmede Filtreleme;

a. *Görsel Filtreleme*; i) 0 görsel frekansta pixellerin yansıma değerleri her yerde birbirine çok yakındır. Bir pixelin değeri, yanındaki pixelin değerine çok yakın ise ve hatta değeri değişmiyorsa 'sıfır görsel frekans' olarak adlandırılır. ii) Düşük görsel frekansta, pixellerin yansıma değerleri belirli bir yerden itibaren düzenli olarak düşmeye başlar. Pixelin değeri yanındaki pixelin değerinden çok az farklıdır veya çok az değişir. iii) Yüksek görsel frekansta pixellerin yansıma değerleri dama tahtası gibi atlamalı olarak aynı değerleri alır. Her pixelin değeri yanındakine göre çok farklıdır.

b. *Konvolüsyon Filtreleme*; matris görsel frekansı değiştirmek için kullanılır. Bu filtreleme matrisi, görüntü üzerinde dolaşırken tüm pixellerdeki yansıma sayısal değerleri ile matematiksel işlemler yapar. İşlem Highpass filter görevi yapar. Düşük değerleri çok düşük, yüksek değerleri çok yüksek gösterir. Bu-nun yanında sınır belirleyici matrisler olarak toplamı sıfır olan matrisler kullanıldığı gibi program yazılarak bir sınır belirleyici matris yazmak mümkündür. Lowpass filterlerin görevi ise görsel frekansı azaltmaktır.

7. *Görüntü İyileştirmede Sınıflama*; Sayısal verileri belli guruplara atama işlemidir. İki tipte sınıflama yapılabilir. i) Denetimsiz Sınıflama; çalışma alanı konusunda bilgisayara fazla bilgi verilmez. Veriler ham olarak bilgisayara yüklenir ve denetimsiz sınıflamanın niteliğine göre parametreler girilerek, benzer nitelikteki elemanların gruplanması sağlanır. ii) Denetimli Sınıflama; görüntü üzerinde bilinen bir alan poligon içine alınarak, bu alan içindeki pixellerin yansıma değerleri bilgisayara tanıtılır ve bu guruba bir isim ve renk atanarak tüm görüntü üzerindeki bu özelliğe sahip maddeler bilgisayara sınıflandırılarak buldurulur. Gerek denetimli gerekse denetimsiz sınıflama yapılırken, analizin niteliğine göre bir çok metod kullanılır.

**SONUÇ:** Uzaktan Algılama ve GIS çalışmaları, günümüzde bir çok meslek gurubunda, özel sektörde, devlet kuruluşunda ve daha bir çok alanda verimli bir şekilde kullanılabilir, yurt içinde ve özellikle yurt dışındaki bir çok üniversitede anabilimdalı olarak benimsenmektedir. Bir çok meslek dallarında olduğu gibi teorik ve deneysel açıdan pozitif bilimlerin de bir çok çalışmalarına destek olacak, problemlerine çözüm üretebilecek yetenek ve kapasitede olan Uzaktan Algılama GIS sistemleri, gelecekte her zaman başvuracağımız bir bilimdalı olarak gelişimini sürdürecektir.

#### **KAYNAKLAR:**

Jensen, R. J., 1986, Introductory Digital Image Processing, A Remote Sensing Perspective, Prentice-Hall, Englewood Cliffs, New Jersey 07632.

Lo, C. P., 1986, Applied Remote Sensing, Longman.

Eugene, T. A., 1992, Fundamentals of Remote Sensing and Airphoto Interpretation, Maxwell Macmillan International, New York

X Ulusal Astronomi Kongresi  
3-6/9/1996/ , İSTANBUL

**Millimetrik Marmara Radyo Teleskobu (MRT-2)'nun  
Kalibrasyon Çalışmaları**

M.E. Özel<sup>1</sup>, I.M.Yusifov<sup>1</sup>, Y. Karelin<sup>2</sup>, O. Demircan<sup>3</sup>,  
I. Gözel<sup>1</sup>, T. Adıgüzel<sup>4</sup>, G. Bayer<sup>3</sup>, B. Demirel<sup>3</sup>

<sup>1</sup>Marmara Araştırma Merkezi, Uzay Teknolojileri Bölümü, Gebze-Kocaeli, TÜRKİYE.

<sup>2</sup>Ukraina Bilimsel Akademisi, Radio Astronomi Enstitüsü, Kharkov, UKRAİNA.

<sup>3</sup>Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi Bölümü, Ankara, TÜRKİYE.

<sup>4</sup>Orta Doğu Teknik Üniversitesi, Fizik Bölümü, Ankara, TÜRKİYE.

**Özet:**

TÜBİTAK Marmara Araştırma Merkezi Uzay Teknolojileri Bölümü'nce Gebze'de kurulmuş bulunan 2 metre çaplı millimetrik radyo teleskop (MRT-2)'un kalibrasyon ve ayar çalışmaları sürdürülmektedir. Sıvı azot ve çevre sıcaklığındaki kara cisim ile yapılan ölçümler, radyometre rejiminde alıcı gürültü sıcaklığının 450 K, toplam (gökyüzü+alıcı+arduç elektroniği ) sıcaklığın 600 K civarında olduğunu göstermektedir. 4 km uzağa yerleştirilen bir yapay kaynakla yapılan ölçümlerde, açısal çözme gücünü belirleyen yarı şiddetin tam genişlik (FWHM) değerleri, beklenenlere yakın bulunmuştur. İlk haritalama çalışmaları olarak bazı frekanslarda Güneş haritaları elde edilmiş, spektral çizgi ölçüm sisteminin ilk denemelerine ise Orion A'nın merkezinden gelen CO ışınmasının kaydı ile başlanmıştır.

ANAHTAR KELİMELER: Radyo astronomi, radyo teleskoplar, kalibrasyon, milimetre spektroskopisi

**Calibration of Millimetric 2-m Size Marmara Radio  
Telescope, MRT-2**

M.E.Ozel<sup>1</sup>, I.M.Yusifov<sup>1</sup>, Y.Karelin<sup>2</sup>, O.Demircan<sup>3</sup>,  
I. Gozel<sup>1</sup>, T. Adıgüzel<sup>4</sup>, G.Bayer<sup>3</sup>, B.Demirel<sup>3</sup>

<sup>1</sup> Marmara Research Centre, Space Technologies Department, Gebze-Kocaeli, TURKEY.

<sup>2</sup> Institute of Radio Astronomy of the Academy of Sciences of Ukraine ,Kharkov, UKRAINE.

<sup>3</sup> University of Ankara, Department of astronomy, Ankara, TURKEY.

<sup>4</sup> Middle East Technical University, Physics Department, Ankara, TURKEY

**Abstract:**

The present report describes the main properties of millimeter radio telescope (MRT-2) at MRC Gebze (Kocaeli-Turkey) and first results on the calibration and fine tuning work

carried out since its installation in May 1995. From the measurements by the liquid nitrogen and the black-body at the ambient temperature of  $\sim 300\text{K}$ , it is found that the receiver noise temperature is  $\sim 450\text{K}$  and the total system noise temperature (sky + receiver + backend) is  $\sim 600\text{K}$  in the radiometer regime. In order to quantify the atmospheric effects at the various frequencies, the optical depth and extinction of the atmosphere were measured by the antenna tipping method. Applying the far field measurements the antenna pattern of the MRT2 is obtained. It is found that measured values of HPBW of MRT2 is  $\sim 6'$  at 110 GHz and agreed well with the expected values.

As a first mapping exercise, maps of the Sun at various frequencies between 85-115 GHz are obtained. Observation of the center of nearby interstellar cloud Orion A is also attempted to test the spectral capability of the instrument. This first spectrometric measurement shows that, at the present stage of calibration and tuning, the existing spectrum analyzer achieves the expected sensitivity for the frequency resolution around  $\sim 0.5\text{ Mhz}$  (instead of full resolution of 125 kHz) for a 600 sec on-source observations.

KEY WORDS: Radio astronomy, millimetric radio telescopes, radio telescope calibration, millimetric radio spectroscopy.

## 1. Giriş

Evrende süregelen fiziksel süreçlerin araştırılmasında, Samanyolu'nun ve gökadalara yapısının incelenmesi ve anlaşılmasında, radyo astronominin çok önemli katkıları olmuştur. Bu çalışmalar, son 25 yılda, milimetre (mm) dalga boylarını da içerecek şekilde genişlemiş ve özellikle basit ve karmaşık kimyasal moleküllerin bu bantta yaptığı çizgi ışımaların kaydı ile yeni bir önem ve boyut kazanmıştır. Küçük çaplı (1-2 m) teleskopların önemli bir fonksiyona sahip olduğu mm dalga boyu araştırmaları, Samanyolu'ndaki gaz-toz bulutlarının anlaşılmasına ve yıldızların doğum evrelerine ait fiziğe önemli katkılar sağlamıştır. Samanyolu'ndaki toplam maddenin önemli bir bölümünü oluşturan dev molekül bulutları, içlerindeki bir kısım molekülün (CO, HCN, ...), bir bölümü mm bandına düşen ışımaları ile, bu gözlemlerde ortaya çıkarılmış ve yıldız oluşumunun en erken evreleri daha iyi anlaşılabilmiştir.

## 2. TÜBİTAK-Marmara Radyo Teleskopu

Marmara Araştırma Merkezi (MAM) Uzay Teknolojileri Bölümü'nce milimetre dalga boylarında çalışacak ve radyo-spektroskopik çalışmalar yapabilecek bir radyo teleskop kurulması çalışmalarına 1991 yılında başlanmış ve 1993 yılında TC Hükümetince finanse edilen bir UNDP-UNIDO projesi çerçevesinde 2 metre çapında, milimetre dalga boylarında gözlem olanaklarına sahip bir radyo teleskop, Ukrayna Bilimler Akademisi Radyo Astronomi Enstitüsü (RIAN-Kharkiv-Ukrayna) ile imzalanan bu protokol çerçevesinde bu kurumca imal edilmiştir. 1995 Mayıs'ında Gebze'ye gelen teleskopun kuruluş ve deneme/ayar çalışmaları halen sürmektedir.

### 3. Radyo Teleskop Hakkında ek Bilgiler

Kısaca MRT-2 olarak adlandırılan bu Türkiye'nin ilk radyo teleskopunun fiziksel parametreleri şunlardır:

1. MRT-2'nin teorik açısal ayırma gücü, antenin ana şişim yarı genişliğine eşit olup 3 desibeldeki (yarı şiddet düzeyindeki) tam genişlik, (HPBW)

$$\theta = \frac{1.22\lambda}{D} = \frac{1.22c}{fD} \quad (1)$$

formulu ile hesaplanabilir. Burada  $\lambda$ - dalga boyu,  $D$ - çanak çapı,  $f$ -frekans ve  $c$  ışık hızıdır. Teleskopun duyarlı olduğu frekans bandının üst değerleri (110 Ghz) civarında  $\theta$ 'nın değeri 5.5' (yay dakikası) civarındadır. Bu çözme gücü bir elmanın yaklaşık 25 metre uzaktaki büyüklüğüne eşit olup insan gözünün ayırma gücünün 1/5'i kadardır. Ay veya Güneş çapı ise, yaklaşık 30 yay dakikası olduğuna göre, teleskop görüş hızmesi Güneş (veya Ay) üzerinde, aydınlık diskin yaklaşık 1/25'ine tekabül etmektedir.

2. Halen mevcut "soğutulmamış-Schotky-diode" tekniğini kullanan MRT-2 radyo alıcısının gürültü sıcaklığı 400K civarındadır. Dünya standartları, soğutulmamış alıcı sistemlerinde bunun yarısına, soğutulmuş sistemlerde, ise ~1/5'ine veya daha aşağısına kadar inebilmektedir. Alıcılar arasındaki duyarlık farkını, daha uzun süreler gözlem yaparak önemli ölçüde gidermek mümkündür.

3. Çanak çapı  $D=2m$  olan teleskopun çalıştığı dalga boyu için oldukça uygundur. Alışık olduğumuz standart radyo teleskoplar, daha çok santimetre-desimetre radyo dalga boylarında (0.1-10 GHz frekanslarda) çalışırlar. Milimetre dalga boylarında çalışmakla, 21 cm'de çalışan 50-100 m çapında bir radyo teleskopun çözme gücüne eş değer gözlemler yürütülebilecektir. Ancak, son yıllarda 20-30m çaplı mm'lik teleskoplar yapılmış ve işletilmeğe başlanmıştır.

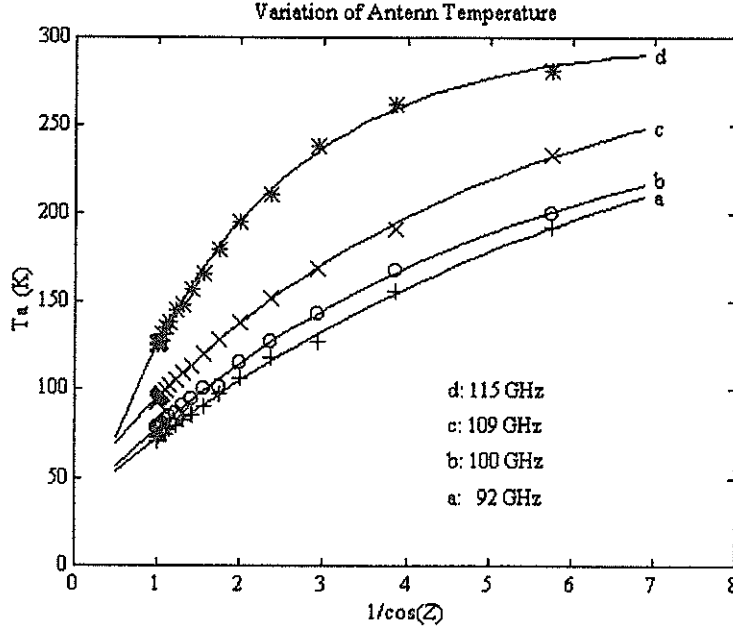
4. MRT-2'nun sahip olduğu frekans seçici Spektrometre'nin duyarlı olduğu frekans aralığı  $\Delta f = 85-115$  GHz ve frekans çözme aralığı  $\delta f = 125$  KHz olup yıldızların oluştuğu molekül bulutlarının ve yıldızlararası ortamın incelenmesinde önem taşıyan bazı moleküllerin radyo ışınları bu bölgededir. Bunlar arasında en çok önem taşıyanı, en bol elementlerde C ve O'nun en basit bileşeni olan Karbon Monoksit (CO)'e ait  $J = 1 \rightarrow 0$  geçiş çizgisi olup durağan frekansı,  $f_0 = 115.271$  GHz'dedir. Bu çizgide, MRT-2 ile Orion A gibi güçlü ve yakın bulutlardan 10-20 dakika içinde, ardaan gürültüsünü aşan bir spektrum noktası alınabilecektir.

#### 3.1. MRT-2 ile atmosfer gözlemleri

Millimetrik dalga boylarında radyo astronomik gözlemlerin çok önemli problemlerinden biri gözlemler sırasındaki atmosferdeki soğurulmanın hesaplanabilmesidir. Soğurulmanın hesaplanması için soğurulma katsayısı veya optik derinlik (optical depth) parametresi  $\tau$ ' yu bilmek gerekir.  $\tau$  atmosferik modellerden yararlanarak atmosferin sıcaklığı (T, K ) basıncı (P, paskal) ve su buharı oranı (M, %) ile hesaplanır, ya da direkt atmosferik gözlemlerden ölçülebilir.

Millimetrik dalgalarda  $\tau$ 'yu en çok etkileyen, atmosferdeki Oksijen ( $O_2$ ) molekülü ve su buharıdır. Havadaki su buharı miktarı mevsime çok bağlıdır ve bunun farklı zamanlarda ölçülmesi gerekir.

MRT-2'nun konuşlandığı yerde  $\tau$ 'yu ölçmek amacı ile ilk atmosfer gözlemleri 1996 Ağustos ve Eylül aylarında yapılmıştır. Gözlem sırasında, radyo teleskop yardımıyla, farklı zenit açılarında farklı frekanslarda gökyüzü sıcaklığı ölçülmüştür.



**Şekil 1.** Farklı frekanslarda gökyüzü sıcaklığının zenit açısına ( $Z$ ) bağlılığı. Farklı frekanslardaki gözlem noktaları farklı sembollerle işaretlenmiştir. Kesintisiz eğriler, en küçük ortak kareler metodu ile bulunmuş ve (5)'nolu denklemlerden yararlanarak çizilmiştir.

Dört frekansda yapılan gözlem sonuçları Şekil.1'de verilmiştir. Bu gözlemlerden  $\tau$ 'yu bulmak için farklı frekanslarda alınan sonuçları, en küçük kareler yöntemiyle

$$T_a = T_s e^{-\tau A} + T_m (1 - e^{-\tau A}) \quad (2)$$

ısı transferi formulu ile karşılaştırmak gerekir. Burada  $T_a$ -radyo teleskopun anten sıcaklığı,  $T_s$ -gökte herhangi bir kaynağın parlaklık sıcaklığı,  $T_m$ -atmosferin ortalama sıcaklığı,  $\tau$ -atmosferin soğurma katsayısıdır. Soğurulmaya neden olan hava kütlesi, ilk yaklaşımda düzlem atmosfer için

$$A = 1/\cos(Z) \quad (3)$$

gibi hesaplanabilir. Burada  $Z$ , tepeden hesaplanan zenit açısıdır (Rohfs,1990, Ulich et al.,1988).



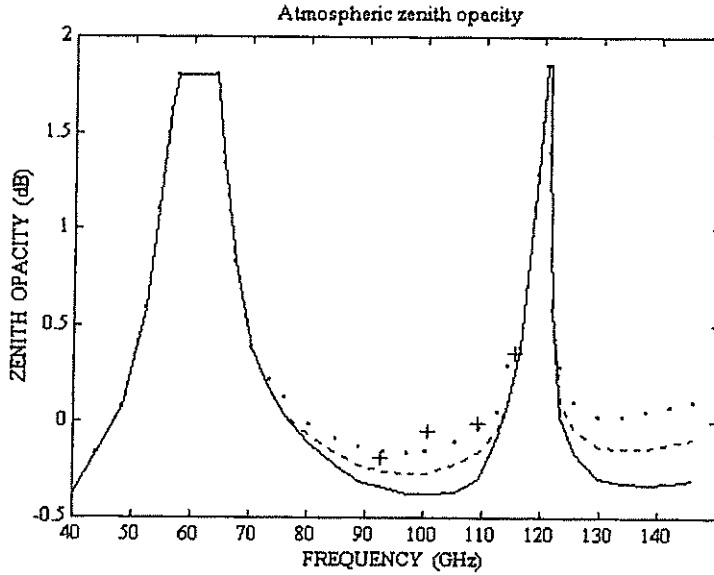
Durumumuzda,  $T_s$ 'ye tekabül eden bir kaynak gözlemediğimizden  $T_s = 0$ 'dır. Teleskopa ana şişim (main lobe) yoluyla sadece atmosferden değil yan şişimler yoluyla yerden ve çevreden de sinyal geldiği için bulunan gökyüzü sıcaklığında  $\tau$ 'ya bağlı olmayan bir katkı olacaktır. Bunu  $T_o$ 'la işaretleysek,  $T_a$ 'nın  $\tau$  ve  $Z$ ' bağlılığını şu şekilde yazabiliriz:

$$T_a = T_o + T_1 [1 - \exp(-\tau/\cos(z))] \quad (4)$$

Burada farklı frekanslarda  $T_o, T_1$  ve  $\tau$  için aşağıdaki yaklaşık değerler bulunmuştur:

$$\begin{aligned} T_a &= 34 + 273 [1 - \exp(-0.15/\cos(z))], & f &= 92 \text{ GHz}; \\ T_a &= 32 + 241 [1 - \exp(-0.21/\cos(z))], & f &= 100 \text{ GHz}; \\ T_a &= 41 + 261 [1 - \exp(-0.23/\cos(z))], & f &= 109 \text{ GHz}; \\ T_a &= 4 + 294 [1 - \exp(-0.53/\cos(z))], & f &= 115 \text{ GHz}; \end{aligned} \quad (5)$$

Bu denklemlerden elde edilen eğriler Şekil.1'de a, b, c ve d ile işaretlenmiştir.  $\tau$ 'nun farklı frekanslar için elde edilen değerleri Şekil.2' de gösterilmektedir. 1500m yükseklikte farklı miktarda su buharı içeren bir atmosfer için verilen bu eğrilerden, bizim ölçmelerimizin yaklaşık 8.0 mm su buharına karşılık geldiği görülebilir.



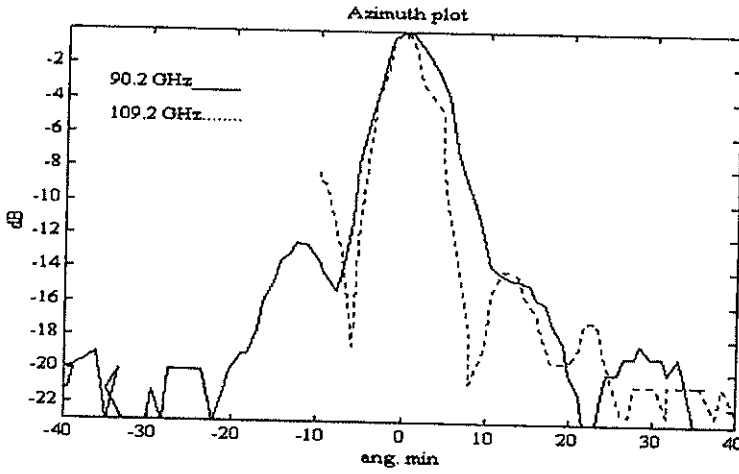
**Sekil 2.** Atmosferde soğrulmanın frekansa bağlılığı. Şekil, Rohfls(1990)'dan adapte edilmiştir. Şekilde kesintisiz çizgi 2.5mm, kırık çizgi 4.7mm ve noktalı çizgi 8mm su buharına karşılıktır. 60 GHz ve 120 GHz civarındaki artışlar,  $O_2$ 'nin soğurma çizgileridir.  $\tau$ 'nun MRT-2 gözlemlerinden alınmış değerleri "+" ile işaretlenmiştir.

Atmosferde su buharının miktarı zamana (mevsime) bağlı olarak değiştiği için bu türlü atmosfer gözlemlerini yılın çeşitli dönemlerinde tekrarlanması gereklidir.

### 3.2. MRT-2 'nin Dalga Demeti Genişliğinin Ölçülmesi

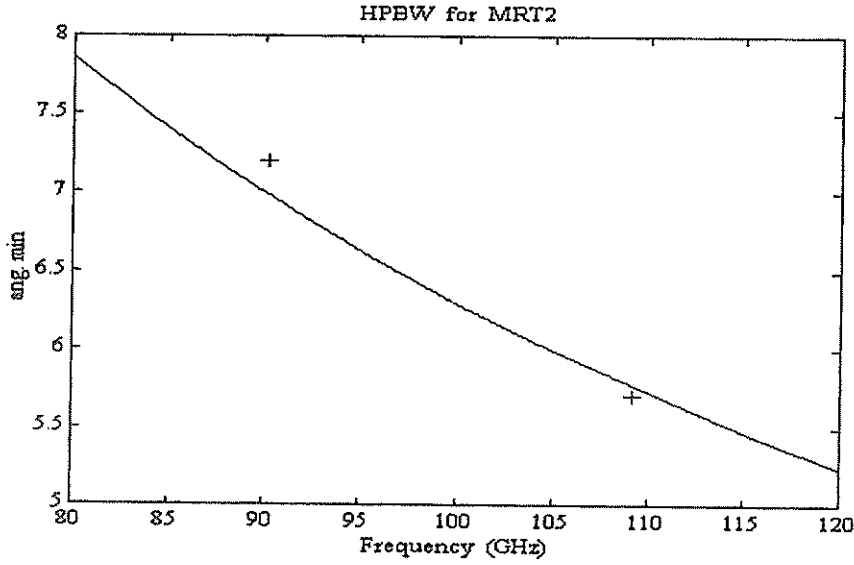
Radyo teleskop kalibrasyonunun en önemli problemlerinden biri şiddet-açı diyagramının ölçülmesidir. Bunun için ya nokta gibi güçlü kozmik kaynaklar (Jupiter, Saturn, Venus v.s.) veya teleskopdan uzak bir yere konulmuş yapay vericiler kullanılır. Sistem optimizasyonu henüz sağlanmadığından, yapay bir verici kullanılarak ilk ayar ölçümleri gerçekleştirilmiştir.

MRT-2'nin şiddet-açı diyagramını ölçmek için Gebze'de, MAM'dan 4.3km uzakdaki Gaziler tepesine konulmuş ve teleskopa yönlendirilmiş bir verici osilator kullanılmıştır. Yapılan ölçümlerde MRT-2'nin şiddet-açı diyagramı iki frekansda oluşturulmuştur. Alınan sonuçlar Şekil 3, 4 ve 5'de verilmiştir.

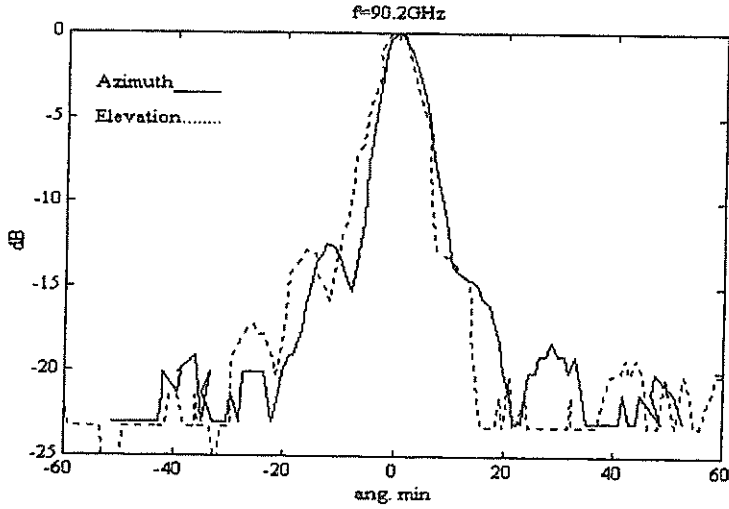


Şekil 3.MRT-2 radyo teleskobunun iki farklı frekansta ışınma şiddetinin açısal değişimi.

Şekil.3'de azimut boyunca kaydedilen ışınmanın iki frekansta açısal değişimi gösterilmektedir. Bu görüntüden ölçülen dalga demetinin yarı güç yüksekliğinin tam genişliği (HPBW), Şekil 4'te, o frekanslarda beklenen eğri ile birlikte sunulmaktadır.



Şekil 4. MRT-2 radyo teleskobun dalga demetinin yarı güç noktaları arasındaki genişliğinin frekansa bağlılığı. Şekildeki eğri (1)'nolu denkleme ait olup, ölçmelerden alınmış değerler "+" ile işaretlenmişler.

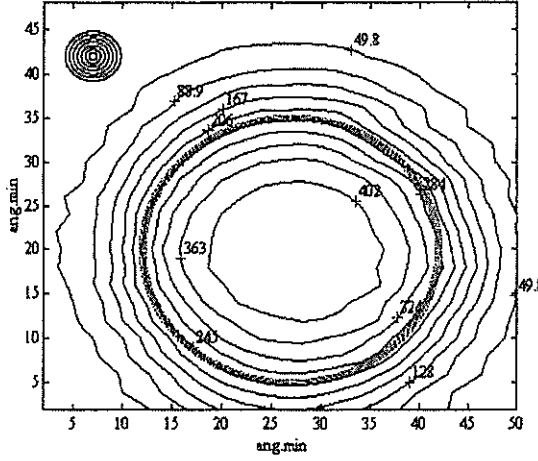


Şekil 5. MRT-2 radyo teleskobunun 90 GHz'de ışınma şiddetinin yatay ve düşey yönlereki açısal değişimi.

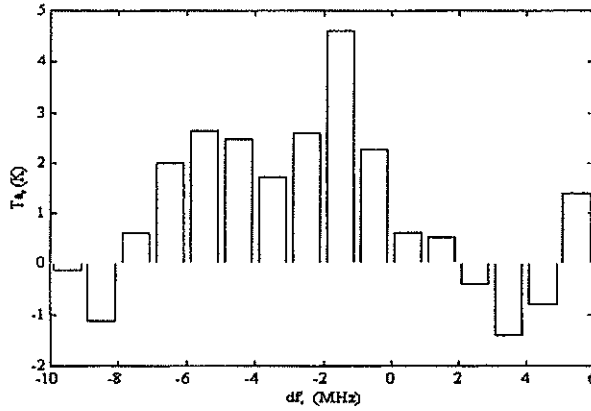
Şekil.5'de ise 90.2 GHz için MRT-2'nin şiddetin açığa bağlılığı diyagramının yatay (azimuth) ve düşey (elevation) yönlereki kesitleri verilmektedir. Beklenildiği gibi, iki yöndeki değişim birbirine çok yakındır.

#### 4. MRT-2 ile Yapılan ilk Deneme Gözlemleri

MRT-2 ile şimdiye kadar yapılan deneme çalışmalarında, (1) Güneş'in 'sürecen' (continuum rejimde) bir kaç frekansta haritası alınmıştır. Nümunе olarak 100GHz'de alınmış haritalardan biri Şekil 6' da verilmiştir. (2) Bizden yaklaşık 1500 ışık yılı uzakta bulunan Orion A yıldız doğumevi molekül bulutu merkezinden 115 GHz'de ışına yapan CO ışına çizgisi 10 dakikalık gözlem süresi içinde elde edilmiş ve Şekil 7'de gösterilmiştir.



Şekil 6. Güneşin 100 GHz-de 2 boyutlu haritası. Yukarı sol köşede MRT-2'nin ayırma gücü eklenmiştir. Optik disk kalın çizgi ile belirtilmiştir.



Şekil 7. 18.8.1996 günü MRT-2 ile yapılan Orion A gözleminde 10 dakikalık bir sürede Karbon Monoksit'in  $f_0=115271.2\text{MHz}$ 'deki J: 1 $\rightarrow$ 0 temel geçiş çizgisi 3.6MHz'lik kıvrılma ile. X ekseninde df frekans kayması MHz'lerle  $f_0$  merkez (sıfır) alınarak verilmiştir. Y ekseninde anten sıcaklığıdır.

Ancak alıcının kalibrasyonu, teleskopun konumu ve yönlendirmesindeki ince ayarlar (bunlarla ilgili düzeltme fonksiyonları) halen henüz bütünü ile, teleskopla ulaşılabilecek duyarlıklarda tamamlanmamışlardır. Bu çalışmaların yıl içinde bitirilmesi ve daha sonra radyo teleskopun açılışının yapılarak kullanıma sunulması planlanmaktadır.

Atmosferik su buharının soğurma etkisinin oldukça yüksek olduğu Şekil 2'de görülmektedir. Bu dalga boylarında, bir radyo teleskop için Gebze iyi bir konum olmamakla birlikte, lojistik destek gereksiniminin halen çok yüksek olması nedeni ile çalışmalara Gebze'de devam edilecektir.

## 5. MRT-2'nun Bilimsel Programı

MRT-2'nin özellikle CO çizgisi gözlemlerine katkıda bulunması, dünya radyo astronomlarının henüz bütünü ile yeterli duyarlılıkta tamamlanmamış ve muhtemelen yeni sürprizler taşıyabilecek "bütün uzayın mm'de ve CO çizgilerindeki taranması" çalışmalarına katılması hedeflenmiştir. Bunun yanında, adı geçen frekans aralığında Güneş'in, gezegenlerin ve Ay'ın gözlemleri, radyo astronomide 'ayar kaynakları' olarak bilinen ve standart parlaklıkta olduğu varsayılan kaynakların günlük olarak takibi ve ışınma güçlerinin sabit olup olmadıklarının araştırılması diğer bilimsel hedeflerdir. Ayrıca, yine bu frekans aralığına düşen, 86 GHz-göksel Silisyum Oksit (SiO) maser kaynaklarının takibi mümkün görünmektedir.

MRT-2'nin, astrofiziksel amaçlar dışında, yeryüzü atmosferi amaçlı kullanımı da söz konusudur. Bu cümleden olmak üzere atmosferimizdeki Ozon moleküllerinin 100 GHz civarındaki ışınlarının da MRT-2 alıcısı ve spektrometresi ile takibi mümkün görünmektedir.

MAM'da teleskopun dayandığı elektronik, radyo-fizik ve kuasioptik teknolojilerin öğrenilmesi, geliştirilmesi ve bu alanlarda araştırma-geliştirme (AR-GE) çalışmaları yürütülmesini hedefleyen bir Radyo-fizik ve Anten Laboratuvarı (RAL) kurulması çalışmaları sürmekte olup, spektrometre ve teleskop alıcısının duyarlılığını arttıracak 'soğutulmuş' yeni bir alıcı tasarım ve imalı planlanmaktadır.

Radyo Teleskop ve onun temel aldığı milimetre dalga boyları teknolojilerinin, bu bilimsel amaçları gerçekleştirme yanında, önümüzdeki dönemlerde haberleşmeden tomografiye ve zarar-vermeden-teşhis/değerlendirmeye kadar önemli ve yeni uygulama ve gelişmelerin kaynağı olacağını beklentisini belirtmek yerinde olur.

**Teşekkür:** Teleskopun ayar çalışmalarında emeği geçen Bölüm Teknisyenleri Nedret Pelitçi, Rıdvan Dermanlı, ve Uzay Taknolocileri bölümünün diğer elemanlarına ve Tez Destek Programı nedeniyle TÜBİTAK'a teşekkür ederiz.

### Referanslar

Rohfls, Kristen, 1990, *Tools of Radio Astronomy*, Springer -Verlag, Germany.  
Ulich & Haas, in *Instrumentation & Techniques for Radio Astronomy*, 1988, IEE PRESS, New York, p.413.

## NÖTRON YILDIZLARINA KÜTLE AKTARIMI, KEPLER VE VURU (BEAT) FREKANSLARI, YAKLAŞIK PERİYODİK DALGALANMALAR

M. Ali ALPAR  
ODTÜ, FİZİK BÖLÜMÜ

### 1. KÜTLE AKTARIMI

X-ışını çift yıldızlarının bir çoğunda eşyıldızdan bir nötron yıldız üzerine kütle aktarıldığını biliyoruz. Bu kütle aktarımı çoğu kez nötron yıldızı etrafında oluşan bir disk aracılığıyla oluyor. Diskin içinde yaklaşık olarak Kepler yörüngelerinde dönen madde, bir yandan da sürtünme ile enerji ve açısal momentum kaybederek radyal yönde de nötron yıldızına doğru yaklaşıyor. Bu spiral hareket, yıldızın mıknatıs alanından kaynaklanan kuvvetlerin Kepler yörüngelerini bozduğu bir kritik uzaklıkta kesiliyor. Diskin böylece belirlenen iç yarıçapından itibaren madde mıknatıs alanını izleyerek yıldızla düşüyor. Diskin iç yarıçapı  $r_i$  'yi belirleyen

$$\frac{B_o^2 R^6}{8\pi r_i^6} \sim \frac{1}{2} \rho v_K^2(r_i) \sim \frac{\dot{M}}{r_i^2 v_{ff}} v_K^2$$

dengelerinden

$$r_i = K \mu^{4/7} \dot{M}^{-2/7} (GM)^{-1/7}$$

ve bu iç sınırdaki Kepler dönme frekansı için

$$\Omega_K(r_i) = \frac{(GM)^{1/2}}{r_i^{3/2}} = K' \mu^{-6/7} \dot{M}^{3/7}$$

sonuçlarını buluyoruz. Burada  $\mu = B_0 R^3$  nötron yıldızının mıknatıs momenti,  $B_0$  yıldızın yüzeyindeki dipol mıknatıs alanı,  $R$  yıldızın yarıçapı,  $\rho$  diskteki madde yoğunluğu  $v_K$  Kepler hızı,  $v_{ff}$  serbest düşüş hızı ve  $\dot{M}$  da toplam kütle aktarım hızıdır. ( $K$  ve  $K'$  sabit katsayılar).

Diskten kütle aktarımı ancak  $\Omega_K(r_i) > \Omega_*$  ( $\Omega_* =$  yıldızın dönme hızı) ise sürekli olabilir. Aksi halde yıldızın santrifüj etkisi kütleyle püskürtür.  $\Omega_K(r_i) = \Omega_*$  bir denge halidir. Bu dengeye ulaşıncaya kadar yıldızın

$$I\dot{\Omega} \sim \dot{M} (GMr_i)^{1/2}$$

ivmesi ile hızlanması beklenir.

Örnek olarak  $\mu = 10^{30} \text{ G cm}^3$  ( $B_0 = 10^{12} \text{ G}$ ,  $R = 10^6 \text{ cm}$ ) ve eylemsizlik momenti  $I = 10^{45} \text{ gm cm}^2$  değerlerine sahip bir nötron yıldızı  $\dot{M} = 10^{16} \text{ gm s}^{-1}$  kütle aktarımı altında  $r_i \sim 7 \times 10^8 \text{ cm}$  ve  $\Omega_K(r_i) \sim 0.6 \text{ rad s}^{-1}$  iç sınır değerlerinde bir diskle çevrilidir, ve  $\dot{\Omega} \sim 3 \times 10^{-12} \text{ rad s}^{-2}$  gibi bir hızlanma gösterecektir.

Bir beyaz cüce de  $\mu = 10^{30} \text{ G-cm}^3$  mıknatıs momentine ( $B_0 \sim 10^5 \text{ G}$ ,  $R \sim 10^8 \text{ cm}$ ) sahip olabilir ve  $\dot{M} \sim 10^{16} \text{ gm.s}^{-1}$  kütle aktarım hızına maruz kalabilir. Bu şartlar altında bu beyaz cücenin etrafındaki disk de yukarıdaki örnekte ele alınan nötron yıldızındaki gibi  $r_i \sim 7 \times 10^8 \text{ cm}$ ,  $\Omega_K(r_i) \sim 0.6 \text{ rad s}^{-1}$  değerlerine sahiptir, ama beyaz cücenin  $I \sim 10^{49} \text{ gm cm}^2$  gibi yüksek eylemsizlik momenti yüzünden beyaz cüce  $\dot{\Omega} \sim 3 \times 10^{-16} \text{ rad s}^{-2}$  gibi çok küçük bir hızlanma gösterecektir.

Öte yandan  $\mu \sim 10^{27} \text{ G.cm}^3$  gibi düşük mıknatis momentli bir nötron yıldızında  $\mu \sim 10^{16} \text{ gm s}^{-1}$  kütle aktarımı altında disk yıldızın çok daha yakınına gelecek ve dolayısıyla çok hızlı dönecektir ( $r \sim 3 \times 10^6 \text{ cm}$  ve  $\Omega_K(r_i) \sim 2 \times 10^3 \text{ rad s}^{-1}$ ). Böyle bir yıldızın denge halinde  $\Omega_* = \Omega_*(r_i) = 2000 \text{ rad/s}$  gibi çok yüksek dönme hızlarına ulaşacağı beklenir.

1982'de milisaniyelik pulsarlar bulunduğunda bunların mıknatis alanları  $10^9 \text{ G}$  ( $\rightarrow \mu \sim 10^{27} \text{ G cm}^3$ ) gibi çok düşük olduğu için kütle aktarımı ile yüksek denge hızına ulaşmış X-ışını kaynağı nötron yıldızlarından türedikleri öne sürülmüştü. (Alpar Cheng Ruderman ve Shaham, 1982). Bu sav, sonradan milisaniyelik pulsarların tümünde düşük  $\dot{P}$  ölçülmesi ve dolayısıyla manyetik alanların da  $10^9 \text{ G}$  civarında olduğunun anlaşılması ile kanıtlandı.

## 2. YAKLAŞIK PERİYODİK DALGALANMALAR (QPO)

### Vuru (Beat) Frekansı Modeli

1985'te düşük kütleli X-ışını çiftyıldızların bazılarında yaklaşık periyodik dalgalanmalar bulundu (van der Klis et al, 1985). Bunların frekansı X-ışını akısı ile birlikte azalıp artıyordu. QPO frekansı eğer iç diskteki Kepler frekansı ise, X-ışını akısı ( $I$ ) da kütle aktarımına ( $\dot{M}$ ) orantılı olduğundan ( $4\pi d^2 I = G\dot{M}/R$ ,  $d$  kaynağın uzaklığı),  $\Omega_{\text{QPO}} \propto I^{3/7}$  beklenir. Oysa gözlemler  $d \log \Omega_{\text{QPO}}/d \log I$ 'nin  $3/7$  den çok yüksek olduğunu gösteriyordu. Bu durum, QPO frekansının, yıldızın manyetosferi ve diskin iç yüzeyi arasındaki kütle aktarımını kontrol eden çakışmadan kaynaklandığı ve QPO frekansının bu çalışmanın tekrar etme frekansı olan vuru frekansından ibaret olduğu fikriyle açıklandı (Alpar ve Shaham, 1985):

$$\begin{aligned}\Omega_{\text{QPO}} &= \Omega_K(r_i) - \Omega_* \\ &= K' \mu^{-6/7} \dot{M}^{3/7} - \Omega_*\end{aligned}$$



Bu model  $\Omega_{QPO}$  - I gözlemlerini başarıyla açıklarken, yıldız dönme frekansı  $\Omega_*$  ve mıknatıs momenti  $\mu$  da, modelin gözlemlere uyarlanması ile,  $\Omega_* \sim 10$  ms ve  $\mu \sim 10^9$  G mertebelerinde değerler veriyorlar. Bu da düşük kütleli X-ışını çiftyıldızlarındaki nötron yıldızlarının milisaniyelik pulsarların atası olduğu savını destekledi. Periyodun ve manyetik alanı doğrudan gözlemlerle bilinen bazı yüksek kütleli X-ışını yıldızlarında da akışıyla bağlantılı QPO frekansları gözlenmesi ve vuru frekansı modeli ile elde edilen  $\Omega_*$  ve B değerlerinin bağımsız gözlemlerle uyumlu olması vuru frekansı modeli için kuvvetli bir destek sağladı (Angellini et al 1989).

### Kepler Frekansı Modeli

Yine düşük kütleli X-ışını çift yıldızlarından gelen başka bir tür QPO, frekansın X-ışını akışı ile bağlantılı olmaması, farklı kaynaklarda hep aynı 5-8 Hz. frekanslarda ve kaynağın en parlak evrelerinde gerçekleşmesiyle ilk bulunan tür QPO lardan ayrılıyor. "6 Hz. lik" adıyla anacağımız bu QPO lar, vuru frekansı modeli ile açıklanamıyor. Hasinger ve van der Klis (1989) iki tür QPO'nun kaynağın farklı X-ışını "renkleriyle" belirlenen farklı durumlarına ait olduğunu gösterdiler. "6 Hz. lik" QPO'ların ancak kaynağın X-ışını ışınım şiddeti Eddington değerine yaklaşınca ortaya çıktığı sanılıyor. Eddington şartlarında 6 Hz. in, radyasyon basıncı ile çok yavaşlatılmış, kütle çekimi kaynaklı bir frekans olduğunu düşünebilir. Kütle aktarımından yıldıza doğru (radyal) yönde dalgalanmaların 6 Hz. lik frekansa kaynak olduğu öne sürüldü (Fortner, Lamb ve Miller, 1989) Bize göre, 6 Hz in kaynağı kütle aktarımı diski (Alpar et al, 1992). Dönen bir ortamda ses dalgalarının (yani yoğunluk ve dolayısıyla optik kalınlıktaki dalgalanmaların) uzun dalga boylarında ortamın dönme frekansını taşıyacağı biliniyor. Eddington ışınımında diskin şişip kalınlaşacağı, ve sonik kütle aktarımındaki hızların ses hızının altına düştüğü şartların oluşacağı bekleniyor. Bu durumda X-ışınlarını modüle eden Compton olaylarını belirleyen kalın bir diskin ve bu disk etrafındaki koronanın nötron yıldızını kuşattığı ve böylece, dönen disk ortamının doğal frekansları olan Kepler frekanslarının gözlemlendiğini öne sürüyoruz.

### 3. KILOHERZ FREKANSLI YAKLAŞIK PERİYODİK DALGALANMALAR

Disk içindeki Kepler frekanslı dalgalanmalara, diskin yıldızın manyetosferi tarafından vuru frekansı ile uyarılan iç sınırında, vuru frekansında da dalgalanmalar eklenecektir. Basit dalga modelleri bu şartlarda hem vuru hem de Kepler frekansları etrafında yaklaşık periyodik dalga bantları veriyor (Alpar ve Yılmaz, 1996). Bu çalışmanın yayına gönderilmesinden sonra çok yüksek, kHz frekanslarında düşük kütleli X-ışını çift yıldızlarının bazılarının  $\sim 1000$  Hz ve  $\sim 700$  Hz gibi iki ayrı bantta yaklaşık periyodik osilasyon gösterdikleri bulundu (IAU Circulars, 1996). İki bant Kepler ve vuru frekansı olarak alındığında aralarındaki farkın da yıldızın dönme frekansı olması gerekir. Öyleyse bu fark frekansı sabit kalmalı. Gerçekten de üç kaynakta, 300 Hz civarındaki bu farkın sabit kaldığı görülüyor, iki kaynakta ise ayrıca, 300 Hz frekansında da yıldızdan dönme frekansını doğrudan yansıtan bir sinyal gözlemlendi. Başka bir kaynakta (Sco X-1) bu fark referansının sabit olmayışı belki Kepler frekans bandındaki değişimlerle açıklanabilir. Son olarak GX 5-1'de öteden beri bilinen 40-50 Hz lik vuru frekansı QPO'ların yanısıra kHz'lik iki bant ( $\sim 1000$  Hz ve  $\sim 800$  Hz) ve fark frekansı olarak  $\sim 300$  Hz görülmesi, bunların hangisinin "esas" vuru frekansı olduğu sorusunu gündeme getirdi (IAU Cir. 6511, 1996). Fark frekansı ile doğrudan gözlenen 300 Hz lik frekans arasındaki uyum doğrulanırsa, düşük kütleli X-ışını çift yıldızlarında hem ilk kez bir dönme periyodu ( $300 \text{ Hz} \rightarrow 3 \text{ ms}$ ) gözlenmiş olacak, hem de vuru frekansı modelinin en kesin kanıtını elde etmiş olacağız. Her zaman olduğu gibi çözümlerle birlikte yeni problemler de gündeme geliyor.

## REFERANSLAR

Alpar, M.A., Cheng, F.A., Ruderman, M.A. ve Shaham, J., 1982, Nature, 300, 728.

Alpar M.A. ve Shaham, J., 1985, Nature, 316, 239.

Alpar, M.A., Hasinger, G., Shaham, J. ve Yancopoulos, S., 1992, A & A, 257, 627.

Alpar, M.A. ve Yılmaz, A., 1996, The New Astronomy, yayına gönderildi.

Angelini, L., Stella, L. ve Parmar, A.N., 1989, Ap.J. 346, 906.

Fortner, B., Lamb, F.K. ve Miller<sup>6.5.</sup>, 1989, Nature, 342, 775.

IAU Circulars, 6319, 6320, 6387, 6424, 6426, 6428, 6437, 6447, 6511.

## KLASİK NOVA FH SER VE QU VUL'UN SPEKTROSKOPİK VE GÖRÜNTÜ CCD GÖZLEMLERİ

Hasan H. Esenoğlu<sup>1</sup>, Antonio Bianchini<sup>2</sup>, Massimo Della Valle<sup>2,3,4</sup>, M. Türker Özkan<sup>1</sup>

<sup>1</sup> İstanbul Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, İstanbul

<sup>2</sup> Dipartimento di Astronomia, Università di Padova, Italy

<sup>3</sup> European Southern Observatory, Garching, Germany

<sup>4</sup> Space Telescope Science Institute, 3700 San Martin Drive, Baltimore, MD 21218, US

**Özet:** Bu çalışmada, orta hızlı nova FH Ser ile hızlı nova QU Vul'un spektroskopik ve görüntü CCD gözlemlerinin sonuçları verilmektedir. FH Ser ve QU Vul'un dar band H $\alpha$  görüntüleri, 1994'deki nova zarflarının çapını sırasıyla 1".97 ve 0".81 olarak göstermiştir. FH Ser'in yüksek dispersiyonlu spektrumu genişleme hızını  $425 \pm 25$  km s<sup>-1</sup>, genişleme oranını 0.04 "/yıl, uzaklığını 2.2 kpc ve maksimumdaki mutlak parlaklığını -9<sup>m</sup>.4 olarak verir. Aynı şekilde, QU Vul'un düşük dispersiyonlu spektrumunu kullanarak, tanısı yapılan hidrojen çizgilerinden genişleme hızını  $1050 \pm 180$  km s<sup>-1</sup>, genişleme oranını 0.41 "/yıl, uzaklığını 5.2 kpc ve maksimumdaki mutlak parlaklığını -9<sup>m</sup>.8 olarak bulduk.

**Anahtar kelimeler:** çizgi: tanı - yıldızlar: uzaklıklar - ilgili yıldızlar: FH Ser ve QU Vul - novalar: kataklizmik değişenler.

## SPECTROSCOPIC AND IMAGE - CCD OBSERVATIONS OF CLASSICAL NOVA FH SER AND QU VUL

**Abstract:** We present the results of spektroskopik and image observations for the moderately fast nova FH Ser and the fast nova QU Vul. Narrow - band H $\alpha$  images of FH Ser and QU Vul show that the diameter of the nova shells in 1994 was 1.97 and 0.81 arcsec, respectively. A high dispersion spectrum of FH Ser gives an expansion velocity of  $425 \pm 25$  km s<sup>-1</sup>, an expansion rate of 0.04 arcsec/year, a distance of 2.2 kpc, and an absolute magnitude at maximum of -9.4. At the same way, by using the hydrogen emission lines of a low dispersion spectrum of QU Vul are identified, giving an expansion velocity of  $1050 \pm 180$  km s<sup>-1</sup>, an expansion rate of 0.41 arcsec/year, a distance of 5.2 kpc, and an absolute magnitude at maximum of -9.8.

**Key words:** line: identification - stars: distances - stars: individual: FH Ser and QU Vul - novae: cataclysmic variables.

### 1. GİRİŞ

FH Ser'in patlamadan (maksimum ışık) hemen sonraki iniş hızı  $t_3 = 62$  gün (Duerbeck, 1987) değeri ile orta hızlı novadır. QU Vul'un ise  $t_3 = 34.8$  gün (Rosino ve ark., 1992; Andreä ve ark., 1994) ortalama değeri ile hızlı nova olarak sınıflandırılır. Burada  $t_3$ , patlamadan sonra parlaklığın 3<sup>m</sup> azalması için geçen süredir. Maksimum ışıkta ışınma gücü-iniş oranı ilişkisi klasik

novalar için öteden beri bilinir (Schmidt, 1957; McLaughlin, 1960). "Ekstra galaktik uzaklık belirteci" olarak kullanabilmek için, bu bağıntının galaktik novalar için kalibrasyonunu yapmak gerekir. Galaktik novalar için en güvenilir uzaklık, zarflarının açılma genişlemelerinden belirlenir. Öte yandan, zarfların çizgisel genişleme hızının hesaplanabilmesi, novaların patladıktan sonraki geç iniş evrelerinde mümkündür. Geç iniş evresi, patlamadan sonra 10 yılı aşan bir zamana kadar uzayabilir ve zarf emisyonu hâlâ baskın durumda ise genişleme hızı emisyon çizgilerinin genişliklerinden bulunur. Bu amaçla, çalışmamızda CCD ile spektroskopik ve görüntü gözlemlerini yaptığımız galaktik nova FH Ser ve QU Vul için genişleme paralakslarını ve uzaklık tahminlerimizi vermekteyiz.

## 2. MATERYAL VE METOD

### 2.1 H $\alpha$ GÖRÜNTÜLERİ

QU Vul'un 8 Temmuz 1994'de UT 02 ile 11 Temmuz 1994'de UT 00'da ve FH Ser'in 10 Temmuz 1994'de UT 23'de Ekar Gözlemevi'ndeki (İtalya) 1.82-m N. Kopernik Teleskobu ile nova zarflarının görüntülerini aldık. f/9 Cassegrain odakta, pixel ölçeği 0.3375 "/pixel olan bir Tektronix TK512M CCD kullandık. Her iki nova için verdiğimiz poz süreleri 6610 filtresi (band genişliği 50 Å) için 600 s ve H $\alpha$  filtresi (band genişliği 45 Å) için 2400 ve 2819 s'dir. Alınan görüntüler bias ve düz alan dataları için düzeltilmemiştir. IRAF'tan alınmış görüntü dataları Şekil 1a ve b'de gösterilmiştir. Şekil 1'de H $\alpha$  ile alınanlar üstte ve H $\alpha$  dışındaki bir filtre ile alınanlar da altta yer almaktadır.

H $\alpha$  nebulasına ilişkin boyutun belirlenmesinde, alandaki bir çok yıldız için yarı yükseklikteki tam genişliğin (FWHM) ölçüldüğü otomatik bir prosedürü kullandık. Bu işlem için IRAF paket programı kullanılmıştır. Çalıştırılan program çerçevesinde her bir yıldız görüntüsünün merkezi işaretlenir, sonra görüntülerin boyutları işaretlenen noktadan itibaren ölçülerek şiddet ve yarıçap grafiği çizdirilir. Elde edilen profil bir gauss eğrisi ile fit edilir. Belirli bir başlangıç parlaklığından az olmak üzere H $\alpha$  görüntüsündeki yarı genişlikler için ortalama seeing değerlerini bulduk. Her iki novanın da seeing değerleri büyük, yıldızların ise sistematik olarak küçük çıkmaktadır. Gözlemi yapılan FH Ser ve QU Vul'un seeing ve nebular çap değerleri Tablo 1'de verilmiştir. Novalar ile birlikte, aynı CCD resminde gözlenen yıldızların sayısı da parantez içinde belirtilmiştir.

Tablo 1. FH Ser ve QU Vul'un hesaplanan seeing değerleri ve zarf çapları.

Nova	Seeing (")				Nebular Çap (")	
	H $\alpha$		H $\alpha$ -dışı		Nova	
	Nova D <sub>0</sub>	Civar Yıldızlar <sup>a</sup>	Nova D <sub>0</sub>	Civar Yıldızlar <sup>a</sup>	H $\alpha$	H $\alpha$ -dışı
FH Ser	3	2.26 (7)	3.31	3.28 (7)	1.97	0.44
QU Vul	2.57	2.44 (10)	3.25	3.05 (10)	0.82	1.12
	2.39	2.24 (10)	-	-	0.81	-

<sup>a</sup> Nova civarındaki yıldızların sayısı parantez içinde verilmiştir.

## 2.2 SPEKTRUMLAR

FH Ser'in yüksek dispersiyonlu bir spektrumu 16 Ekim 1994'de UT 20'de Ekar Gözlemevi'ndeki 1.82-m teleskopa takılı Boller ve Chivens (B&C) Spektrografi ile alınmıştır. Yarı genişliği 200  $\mu\text{m}$ , 1200 çizgi/mm şebeke ile 6250-6850 Å aralığında ve bir Thomson TH7882 Thick UV-Coated CCD kullanılmıştır. Dispersiyon 1 Å/pixel, poz süresi 3600 saniyedir. QU Vul'un düşük dispersiyonlu bir spektrumu 14 Temmuz 1994'de UT 02'de B&C Spektrografi ile alınmıştır. Yarı (slit) genişliği 250  $\mu\text{m}$ , 150 çizgi/mm şebeke ile 3400-7500 Å aralığında ve aynı CCD ile alınmıştır. Dispersiyon 12 Å/pixel, poz süresi 1200 saniyedir. Tayfların indirgemeleri MIDAS paket programıyla yapılmıştır. Şekil 2a ve b'de iki novanın spektrumu verilmiştir. Tanısı yapılan bazı önemli çizgiler de belirtilmiştir. Şekil 2a'daki FH Ser'in yüksek dispersiyonlu spektrumunda, H $\alpha$  emisyon çizgisi ayrıntılı olarak görülebilmektedir. Hidrojen kaynaklı nova zarfının dönmesinden dolayı çizgiyi iki bileşene ayırılmıştır.

## 3. BULGULAR

FH Ser ve QU Vul'un H $\alpha$  görüntü gözlemlerinden ve tayflarından bulduğumuz genişleme hızı, zarf yarıçapı ve genişleme oranı değerleri Tablo 2'de; uzaklık ve maksimumdaki mutlak parlaklık parametrelerine ait bulgular da Tablo 3'de literatürdekiler ile birlikte karşılaştırmalı olarak verilmiştir.

Tablo 2. FH Ser ve QU Vul'un genişleme paralaksı verileri.

Nova	$V_{\text{exp}}$ ( $\text{km s}^{-1}$ )	Kaynak	Zarf Yarıçapı <sup>a</sup> (")	Kaynak	Geniş. Oranı ("/yıl)	Kaynak
FH Ser	425±25	Esenoğlu 1996	0.985 (1994.6)	Esenoğlu 1996	0.040	Esenoğlu 1996
	560	Duerbeck 1992	1.85 (1984.6)	Duerbeck 1992	0.128	Duerbeck 1992
	700	Hjellming ve ark. 1979	2.0 (1981.5)	Lang 1992	0.136	Duerbeck 1992
	1100	Seaquist 1989	2.65 (1989.7)	Duerbeck 1992	0.175	Lang 1992
QU Vul	1000	Taylor ve ark. 1987	0.41 (1994.5)	Esenoğlu 1996	0.043	Esenoğlu 1996
	1050±180	Bu çalışma				
	1375	Rosino ve ark. 1992				

<sup>a</sup> Zarf yarıçapının ait olduğu yıl parantez içinde belirtilmiştir.

Tablo 3. FH Ser ve QU Vul'un uzaklık ve maksimumdaki mutlak parlaklıkları.

Nova <sup>a</sup>	Uzaklık <sup>b</sup> d (pc)	Kaynak	Mutlak Par. <sup>b</sup> $M_v(\text{max})$ (m)	Kaynak
FH Ser (1970.1)	645	Cohen&Rosenthal 1983	-7.2	Duerbeck 1992
	676	Lang 1992	-7.55	Lang 1992
	850±50	Duerbeck 1992	-9.4	Esenoğlu 1996
	2230	Esenoğlu 1996		
QU Vul (1984.97)	5250	Bu çalışma	-9.8	Bu çalışma

<sup>a</sup> Novanın patlama yılı parantez içinde belirtilmiştir.

<sup>b</sup> Literatürden sadece nebular genişleme paralaksı yöntemiyle bulunmuş değerler alınmıştır.

Tablo 2 ve 3'den görülebileceği gibi, QU Vul'un nebular genişleme paralaksı değerleri, ilk defa bu çalışma ile verilmektedir. Bu nova üzerinde, benzer ikinci bir çalışma olmadığından karşılaştırma yapılamamıştır. QU Vul'un  $0''.41$  lik yarıçapı ile zarfının olduğu ortaya çıkmıştır. Öte yandan, FH Ser'in zarf yarıçapı literatürden bulunanlardan çok küçük çıkmıştır. Bu durum, genişleme oranından net olarak görülmektedir. Gerçekte, FH Ser'in zarf yarıçapı  $0''.985$  yerine, yıllık genişleme oranına göre,  $\sim 4$  çarpanı ile  $\sim 3''.8$  olmalıdır. Zarf boyutunun küçük çıkmasında seeing değerinin olumsuz etkisi olmuştur. Tablo 2'de her iki nova için verilen genişleme hızlarının ( $V_{exp}$ ) literatürdekiler ile uyum içerisinde olduğu görülüyor. Maksimumdaki mutlak parlaklıkların hesabında FH Ser ve QU Vul'un patlamadaki görünen parlaklık ve yıldızlararası absorpsiyon değeri olarak sırasıyla  $m_v(max)=4^m.45$  ve  $5^m.48$  ile  $A_v=2^m.11$  ve  $1^m.73$  ortalama değerleri kullanılmıştır (Esenoğlu 1996).

#### 4. TARTIŞMA VE SONUÇLAR

Novaların uzaklıklarının bulunmasında a) Nebular genişleme paralaksı, b)  $M_v - t_3$  ilişkisi, c) Diferansiyel galaktik rotasyon, d) Yıldızlararası çizgi şiddetleri, e) Yıldızlararası kızarma gibi çok sayıda farklı metotlar kullanılır. Bu metotlar içinde nebular genişleme paralaksı tamamen gözlem sonuçlarına dayandığından, bir novanın uzaklığının bulunmasında en güvenilir metod olarak kabul edilir (Cohen, 1985). Bu yüzden, novaların mutlak parlaklıklarının doğru olarak belirlenmesi için nebular genişleme paralaksı yöntemi kullanılmalıdır. Galaksimizde bu gün için bilinen 216 novadan ancak 24 tanesinin maksimumdaki mutlak parlaklıkları bu yöntemle bulunmuştur (Esenoğlu, 1996). Bu 24 nova içerisinde FH Ser ve QU Vul'un spektroskopik ve görüntü gözlemlerinden ortaya çıkan sonuçları şöyle sıralayabiliriz.

1) FH Ser'in zarf yarıçapına ait gözlem sonucu literatürdekilerden küçük çıkmıştır. Muhtemelen, verilen poz süresi içinde seeing değerinin büyük oranda değişmesi buna neden olmuştur. Eğer FH Ser için bulduğumuz  $0''.985$ 'lik zarf yarıçapı yerine, yıllık genişleme oranının verdiği  $\sim 3''.8$  değeri kullanılırsa, uzaklık 1030 pc ve maksimumdaki mutlak parlaklık  $-7^m.7$  olur. Bu son değerler literatürdekilerle iyi uyumdadır. Ayrıca,  $t_3 = 62^d$  değerine sahip bir orta hızlı nova için yeni sınıflamaya (Esenoğlu, 1996) göre, FH Ser, patlama sırasında Eddington limiti ( $-6^m$  ile  $-7^m.1$  arası) civarında ışımada bulunduğu bir Eddington novadır. Dolayısıyla, patlamadaki bolometrik mutlak parlaklığı  $-7^m.1$  veya daha küçük bir değerde olması beklenir.

2) FH Ser'in mutlak parlaklığı aynı metotla literatürde bilinmesine karşın, QU Vul'un ölçüm sonuçları ilk defa bu çalışma ile verilmiştir. Yarıçapa ilişkin ölçüm sonucu küçük de olsa, QU Vul'un zarfının olduğu ortaya konmuştur. QU Vul'un  $t_3 = 34^d.8$  değerine göre hızlı nova olmasından dolayı patlama esnasında Eddington limitini aşan bir değerde bulunur. Bu yüzden, yeni nova sınıflamasına göre de QU Vul bir süper Eddington novadır ve  $-7^m.1$ 'den daha büyük bir mutlak parlaklığı olmalıdır. Taylor ve ark. (1987), QU Vul'un patlamasından sonraki yaklaşık 7 ay ile 1.5 yıl içerisinde radyo bölgesinde gözlemler yapmışlardır. Radyo bölgesinde ışınım yapan QU Vul'un bu spektral bölgedeki açılma genişleme oranına göre uzaklığı 3.6 kpc olarak bulunmuştur. Bu, bizim optik bölgeden bulduğumuz 5.2 kpc değerinden küçüktür. Eğer 3.6 kpc uzaklığının doğru olduğu kabul edilirse, bizim bulduğumuz  $0''.41$  lik zarf yarıçapı yerine  $0''.72$  ve  $-9^m.8$ 'lik mutlak parlaklık yerine de  $-9^m.0$  olmaktadır. Buna göre, bulduğumuz zarf yarıçapı literatürdekine göre küçük çıkmıştır; mutlak parlaklıklar arasında ise uyum olduğu görülmektedir.

3) Her iki novaya ait spektrumlarından, zarflarından kaynaklanan emisyon çizgileri kullanılarak, genişleme hızları ( $V_{exp}$ ) hesaplanmıştır. Bu iki novanın spektroskopik ölçüm sonuçları literatürde verilen değerlerle hemen hemen aynıdır.

HHE, burs imkanı sağlayan İtalya Dışişleri Bakanlığına ve 1 yıl süresince konuk ettikleri için de Padova Üniversitesi Astronomi Bölümü ile Asiago ve Ekar Gözlemevlerine çok teşekkür eder. Bu bildirinin hazırlanması sırasındaki bilgisayar gereksinimi İ.Ü. Gözlemevi Araştırma ve Uygulama Merkezi'nce karşılanmıştır. Bu çalışma, İstanbul Üniversitesi Fen Bilimleri Enstitüsü'nde 23.Kasım.1991'de başlayan ve tamamlanarak 19.Ağustos.1996 tarihinde Enstitü 'ye teslim edilmiş olan "Novaların Tayfsal ve Fotometrik Analizi: Yeni Bir Sınıflama Metodu" başlıklı doktora tezinin bir bölümüdür. Ayrıca, bu bildiri, İstanbul Üniversitesi Fonu'nca desteklenmiş olan T-142/241095 nolu proje çerçevesinde gerçekleştirilmiştir.

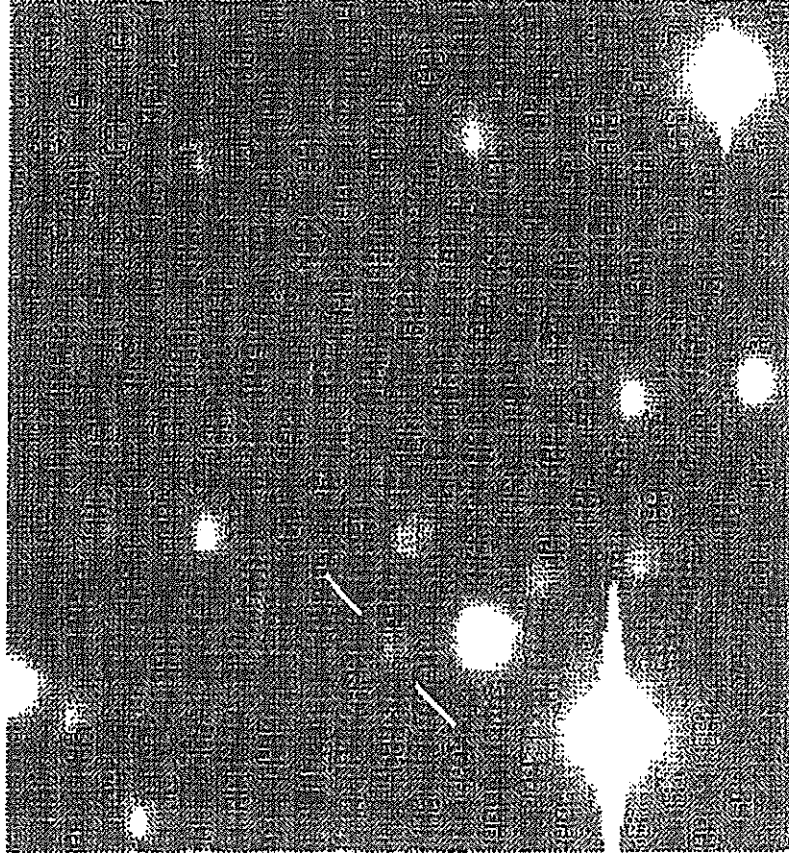
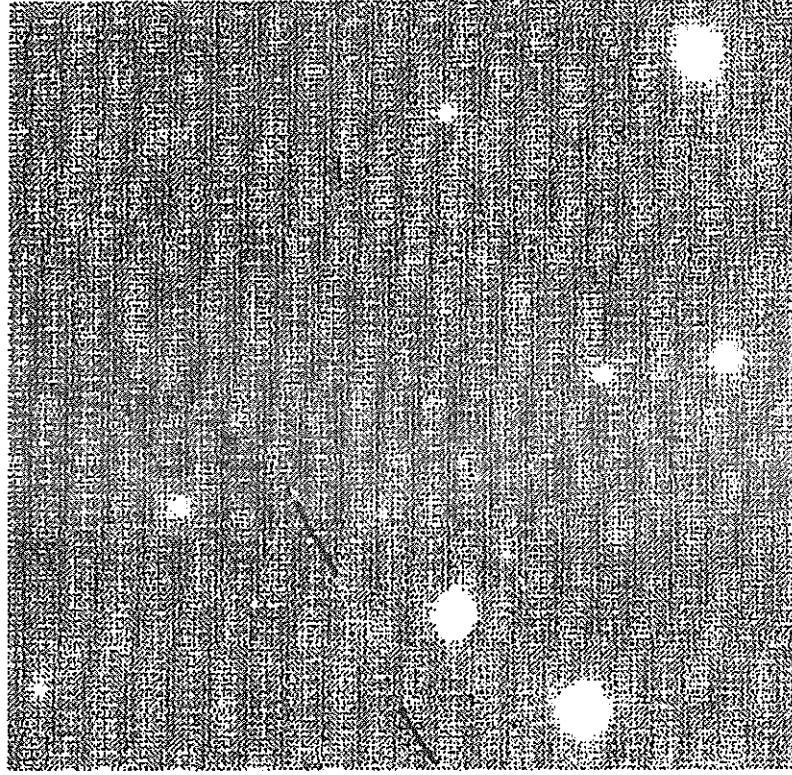
### KAYNAKLAR

- Andreä, J. Drechsel, H. Starrfield, S. *Astron. Astrophysics* **291**, 869-889, 1994.  
Cohen, J.G., Rosenthal, A.J. *Ap J.* **268**, 689-697, 1983.  
Cohen, J.G. *Ap J.* **292**, 90-103, 1985.  
Duerbeck, H.W. *Space Sci. Reviews*, Vol.45, Nos.1-2, 1987.  
Duerbeck, H.W. *Acta Astronomica* **42**, 85-92, 1992.  
Esenoğlu, H.H. Doktora Tezi, İ.Ü. Fen Bilimleri Enstitüsü, 1996.  
Hjellming, R.M., Wade, C.M., Vandenberg, N.R., Newell, R.T. *Astron. J.* **84**, No 10, 1619-1631, 1979.  
Lang, K.R. *Astrophysical Data: Planets and Stars*. Spring-Verlag New York, Inc., 1992.  
Mclaughlin, D.B. In *Stars and Stellar Systems*. Vol. 6, ed. J.L. Greenstein, Chicago: University Of Chicago Press, 1960.  
Rosino, L., Iijima, T., Benetti, S., Ambrosio, V.D., Di Paolantonio, A., Kolotilov, E.A. *Astron. Astrophysics* **257**, 603-614, 1992.  
Schmidt, T. *Zs. Ap.* **41**, 182, 1957.  
Seaquist, E.R. *Classical Novae*, eds. M.F. Bode and A. Evans, 143-162, ISBN 0 471 92058, John Wiley&Sons, 1989.  
Taylor, A.R., Seaquist, E.R., Hollis, J.M., Pottasch, S.R. *Astron. Astrophysics*. **183**, 38-46, 1987.



N

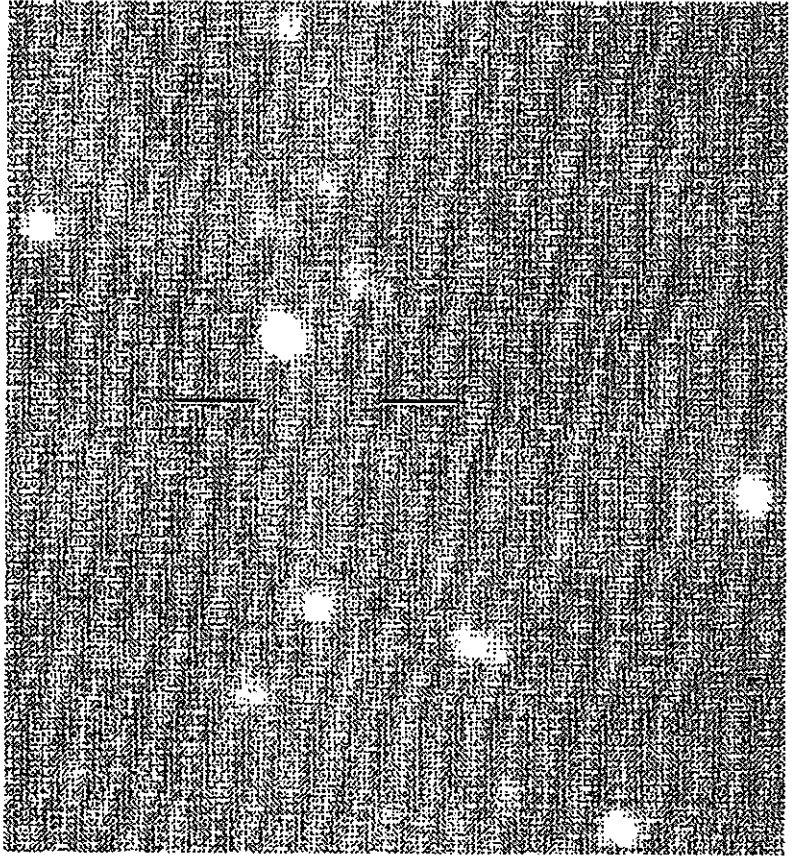
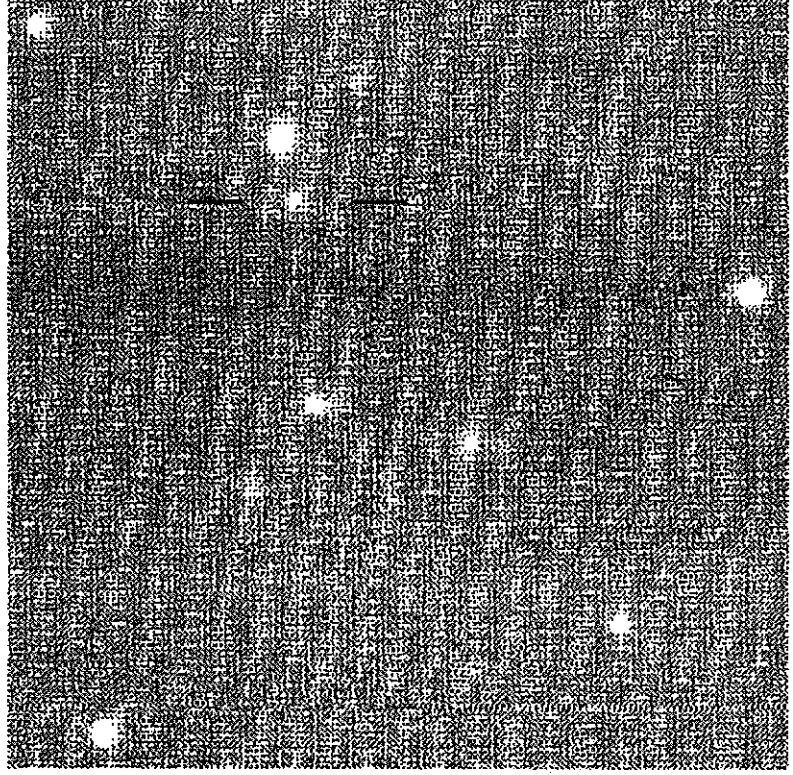
E



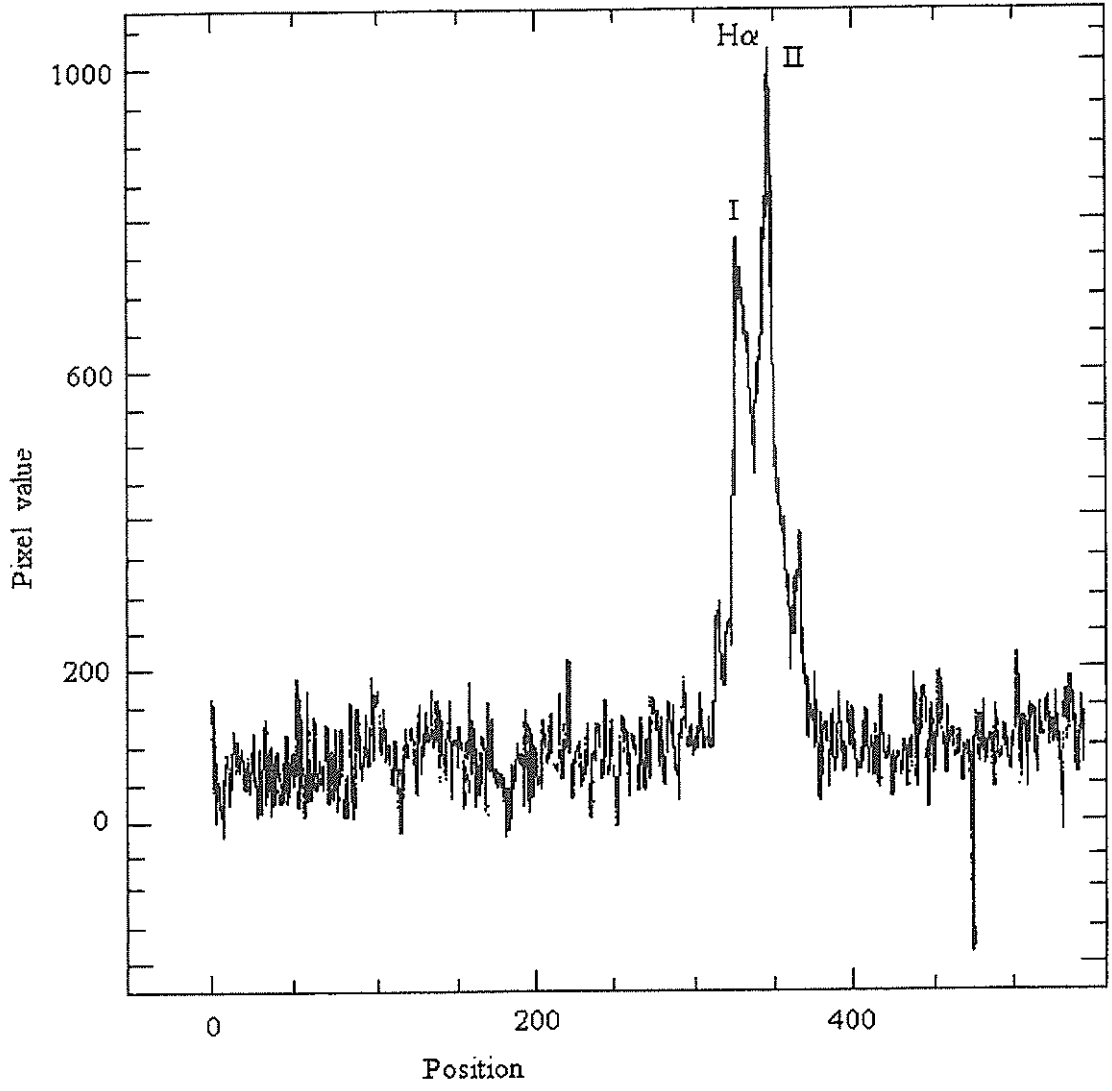
Şekil 1a. FH Ser'in 1.82-m teleskop ve CCD ile alınmış direkt görüntüleri. Üstteki resim H-alfa'da ve alttaki de 6610 filtresi ile alınmıştır. H-alfa'da FH Ser'in çapı 1.97" iken 6610 'da 0.44" olarak ölçülmüştür. Yönler ve ilgili novalar da resimlerde belirtilmiştir.

N

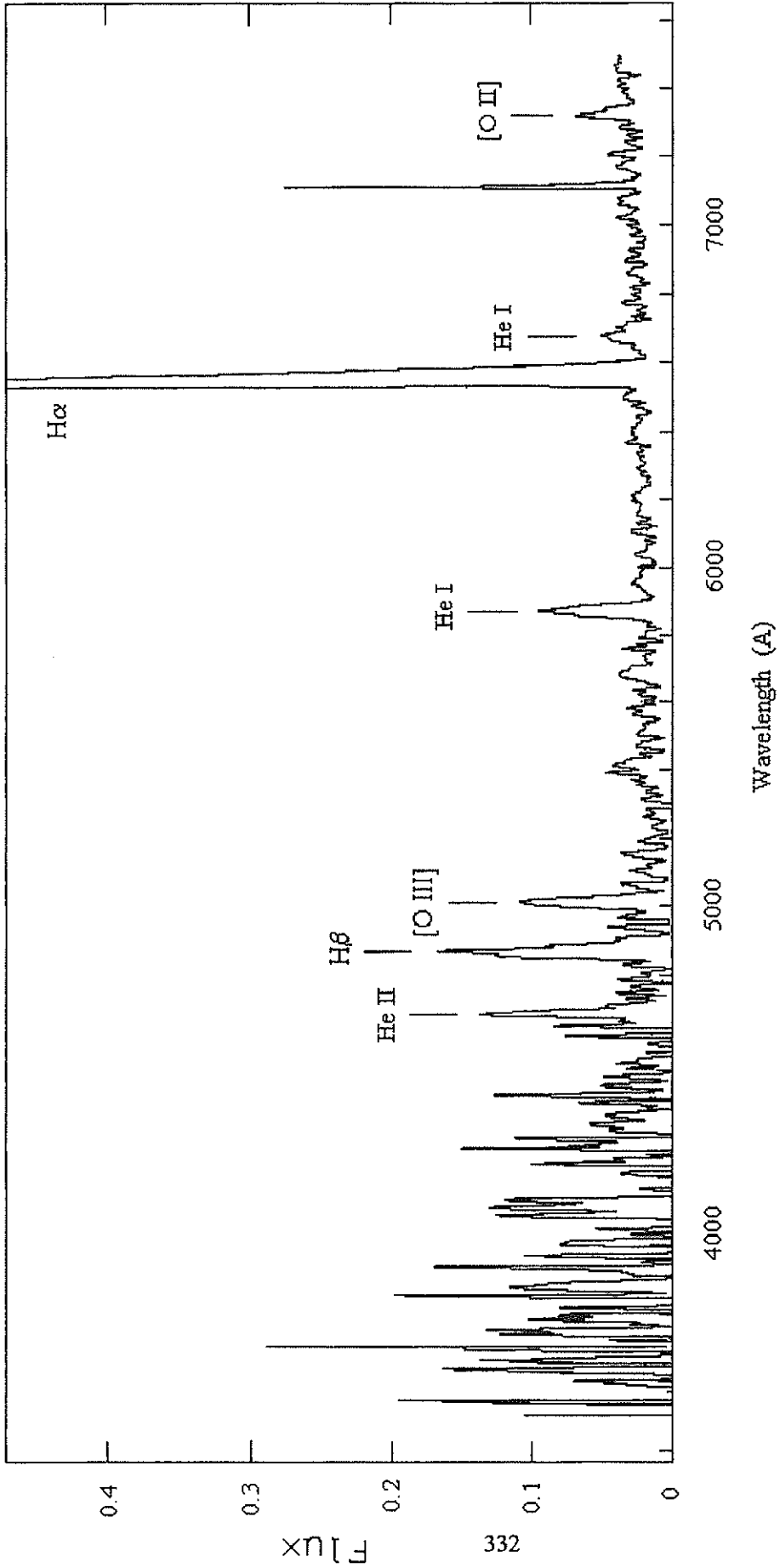
E



Şekil 1b. QU Vul'un H-alfa (üstte) ve 6610 (altta) filtreleri ile alınmış görüntüleri. H-alfa 'da novanın çapı  $0.81''$  iken 6610 'da  $1.12''$  olarak ölçülmüştür.



Şekil 2a. FH Ser 'in 1.82 m teleskop ve CCD ile alınmış yüksek dispersiyonlu spektrumu. Şekilde H-alfa emisyonu hidrojen zarfın dönmesinden dolayı iki bileşene (I ve II) ayrılmış olarak görülüyor.



Şekil 2b. QU Vul 'un düşük dispersiyonlu spektrumu. Akı ve dalgaboyu kalibrasyonu MIDAS kullanılarak yapılmıştır. Bazı belirgin çizgiler de gösterilmiştir.

## VERY COOL WHITE DWARFS: CARBON AND HYDROCARBON MOLECULE ABUNDANCES

Turgut ASLAN and Irmela BUES

Astronomisches Institut der Universität Erlangen-Nuernberg  
Dr. Remeis Sternwarte,  
Sternwartstr. 7, 96049 Bamberg, Germany

### Abstract

We report our investigations in progress about the importance of polyatomic molecules - especially of carbon and hydrocarbon - in the atmospheres of helium-rich very cool white dwarfs. For two sets of abundance ratios model atmospheres with  $T_{\text{eff}} = 5000\text{K}$ ,  $\log g = 8.0$  have been computed and the dependence of C3, C2H and C2H2 on abundance variations of H/He, C/He, O/He and N/He have been calculated in detail, with absorption included. We discuss the possibility that C2H features can explain the observed IR flux deficiency for LHS1126 at 1.6 micron and 2.0-2.3 micron.

### Introduction

At the very cool end of the white dwarf cooling sequence with  $T_{\text{eff}} < 5500\text{K}$  the objects are intrinsically faint. Even if they belong to the solar neighbourhood within 25 pc, they cannot be observed with high resolution. Spectra in the blue show only weak features, some have a pure continuum.

Even observations with a high signal / noise ratio just allow a classification (Greenstein and Liebert, 1990). Strong line features of calcium (CaI 4227 Å) can be seen in LHS69 and strong band features of CH and C2 in G99-37 thus indicating helium-rich compositions *with* and *without* carbon.

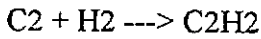
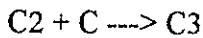
New model atmospheres for G99-37 ( $T_{\text{eff}} = 6000\text{K}$ ,  $\log g = 8.0$ ,  $\text{He/H} = 1000$ ,  $\text{C/H} = 35.5$ ) with C3 included showed that one feature in the blue could be attributed to this molecule (Bues and Karl-Dietze, 1995).

G99-37 has a magnetic field of  $2 \times 10^3$  Tesla which might be responsible for the intermediate ratio of H/He compared to other white dwarfs with carbon features in their spectra. The former conclusion that cooler objects with shifted C2 bands only belong to an equal species of magnetically affected white dwarfs cannot be taken for granted according to the lack of polarization in ESO439-162 and LHS1126 observed by Schmidt et al. (1995). These authors suggest the possibility that the observed features are not due to C2 at all but belong to polyatomic molecules. Our investigation in progress is aimed on very cool helium-rich white dwarfs where the flux in the infrared region must be affected severely by the presence of molecular features, even for reduced abundances and the corresponding increase of gas pressure, and might cause shifts of the same order of wavelengths as a magnetic field.

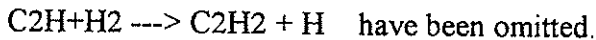
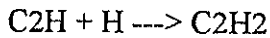
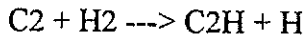
### Model atmospheres

New flux constant model atmospheres have been calculated for extremely helium-rich compositions in the range  $5500\text{K} > T_{\text{eff}} > 4800\text{K}$ ,  $\log g = 8.0$ , with varied relative abundances of H/He, C/He, O/He and N/He, where oxygen is most important for gas pressure.

The possible H,C,O reaction processes were critically reviewed. According to the presence of high gas pressure and a ratio of  $C/H > 1$  in agreement with C2 and C3 features some formation processes have been preferred compared to those in normal carbon stars:



The other processes for formation of C2H and C2H2 like



The constants of dissociation for C3 and C2H2 were taken from Tsuji (1964), for C2H from Peric et al. (1990). The computation of dissociative equilibria included all diatomic molecules, neutral and ionized species of H, He, C, N and O and was solved with an iterative scheme. For absorption, the molecules were included in a smeared line approximation, relevant for white dwarfs due to the pressure. For C2H, transitions calculated by Reimers et al. (1985) and by Peric et al. (1992) with ab initio methods have been included in our calculations. They are at  $9500 \text{ cm}^{-1}$  (= 1.05 micron) and  $5500 \text{ cm}^{-1}$  (= 1.82 micron) and of Peric et al. (1992) at 1.78 micron, 1.81 micron and 2.61 micron.

Fig. 1 shows relative partial pressures of the molecules H2, C2, CN, CO, CH, C3, C2H and C2H2 compared to the total gas pressure versus the optical depth for a model atmosphere with the indicated parameters relevant for LHS1126. The depth scale in the line-forming region is tau-Rosseland.

Obviously the C2H molecule is the most dominant one in the given composition in Fig. 1, succeeded by C3, H2 and C2. The diatomic CO and CH as well as C2H2 play a minor important role, and CN can be neglected.

A further reduction of H and C as well as the relative abundance ratio yielded the results shown in Fig. 2. Both figures can be compared to Fig. 4 of Schmidt et al. (1995) where for a fixed value of  $P_g$  hydrocarbons in their relative abundance dependent on temperature only are shown just for a mixture of H, He and C. Our model atmosphere stratification includes a steep gradient of temperature and gas pressure as well, where the O abundance is responsible for the formation of polyatomic molecules due to the formation of CO and the corresponding high pressure.

In Fig. 2 this effect is well demonstrated. Although the ratio of C/H is changed by a factor of 3, CO is still the most abundant molecule, next, with smaller values than for the first mixture, C2, C3 and C2H should be obtained. For the depression in flux, caused by observable features this means that C2 features should be visible, at least at this  $T_{\text{eff}}$ . The molecules CN, H2 and CH play a minor role and C2H2 can be neglected.

## LHS1126

One object, for which these computations can be applied, is LHS1126. The optical spectrum shows a 12 per cent molecular absorption band at  $4990 \text{ \AA}$  pm 100  $\text{\AA}$ . Broad absorption bands at  $5450 \text{ \AA}$  pm 200  $\text{\AA}$ ,  $6050 \text{ \AA}$  pm 200  $\text{\AA}$  and  $6680 \text{ \AA}$  pm 100  $\text{\AA}$  are present in addition to C3  $4050 \text{ \AA}$ . Our infrared spectrum, taken in May 1995 shows a weak depression near  $9200 \text{ \AA}$ .

The star has already been analyzed by Bergeron et al. (1994) with blue and red spectra and model atmospheres consisting of hydrogen and helium only. The observed features at 4590 Å and 4990 Å were attributed to C<sub>2</sub>, yet the shift in wavelength cannot - in their opinion - be due to pressure effects alone as their ratio of H/He=0.8 gives more electrons than our computations. For the infrared flux, which does not correspond to a black body as shown already by Lebofsky and Liebert (1984), they propose collision-induced absorption by molecular hydrogen due to collisions with helium yet they do not discuss absorption by CH or other carbon molecules. They obtain  $T_{\text{eff}} = 5400\text{K} \pm 200\text{K}$ ,  $\log g = 7.85 \pm 0.17$ , and  $\log \text{He/H} = 0.8 \pm 0.2$  for this object.

Schmidt et al. (1995) discussed the observed features in LHS1126 and concluded that the absence of the G-band of CH is an indication of lower hydrogen abundance than the ratio determined by Bergeron et al. (1994). They investigated the relative abundances of C<sub>n</sub> and C<sub>n</sub>H<sub>n</sub> compounds for a fixed value of gas pressure, C/He as a function of temperature (H/He = 0.1 and C/He =  $10^{-2}$ ,  $10^{-3}$  and  $10^{-5}$ ). C<sub>2</sub>H is one of their preferably formed molecules in the photosphere of white dwarfs, a result confirmed by our computations.

With  $T_{\text{eff}} = 5000\text{K}$ ,  $\log g = 8.0$ ,  $\log (\text{H/He}) = -5$ ,  $\log (\text{C/He}) = -5$ ,  $\log (\text{O/He}) = -5$ ,  $\log (\text{N/He}) = -9$  (Aslan et al. 1996) agreement for the observed flux in the visible was possible. Further analysis showed that an even lower relative abundance of carbon and hydrogen was sufficient, thus two sets of parameters were used for calculations (see text in Figs.1 and 2).

Information about the infrared region of LHS1126 has been obtained with photometry by Lebofsky and Liebert (1984) with six filters in the JHK region and spectroscopy around 2.0 micron by Bergeron et al. (1994). The result with flux deficiency between 1.6 micron and 2.1 micron compared to model atmospheres could not be met completely.

For the abundance ratios of Fig.2, the corresponding flux of our model atmosphere is shown in Fig.3 from the blue to the infrared region of the spectrum. Features in the blue are mainly due to C<sub>3</sub> and C<sub>2</sub>, in the IR to C<sub>2</sub> and C<sub>2</sub>H. Compared to the results by Bergeron et al. (1994) our calculations can explain the 1.78 micron region but not the 2.1 micron feature. Further steps of iteration in details of abundance ratios and absorption processes in these extremely high-pressure model atmospheres are necessary.

## References

- Aslan, T., Bues, I. and Karl-Dietze, L. 1996, in *Hydrogen-Deficient Stars*, ed. C.S.Jeffery and U.Heber, CASP, 96, p. 325
- Bergeron, P., Ruiz, M.-T., Leggett, S. K., Saumon, D. and Wesemael, F. 1994, *Ap. J.*, 423, 456
- Bues, I. 1988, IAU Coll. 114, 160
- Bues, I. and Karl-Dietze, L. 1995, in *White Dwarfs*, ed. D. Koester and K. Werner, Lec.Not.Phys., 443, p. 201
- Greenstein, J. L. and Liebert, J. W. 1990, *Ap. J.*, 360, 662
- Liebert, J. W., Lebofsky, M. J. and Rieke, G. H. 1981, *Ap. J.*, 246, L73
- Lebofsky, M. J. and Liebert, J. W. 1984, *Ap. J.*, 278, L111
- Peric, M., Peyerimhoff, S. D., Buenker, R. J. 1990, *Mol. Phys.*, 71, 693
- Peric, M., Peyerimhoff, S. D., Buenker, R. J. 1992, in *Atoms, Molecules and Clusters*, *Z.Phys.D.*, 24, 177
- Reimers, J. R., Wilson, K. R., Heller, E. J. and Langhoff, S. R. 1985, *J.Chem Phys.*, 82, 5064
- Schmidt, G. D., Bergeron, P. and Fegley, B. Jr. 1995, *Ap. J.*, 443, 274

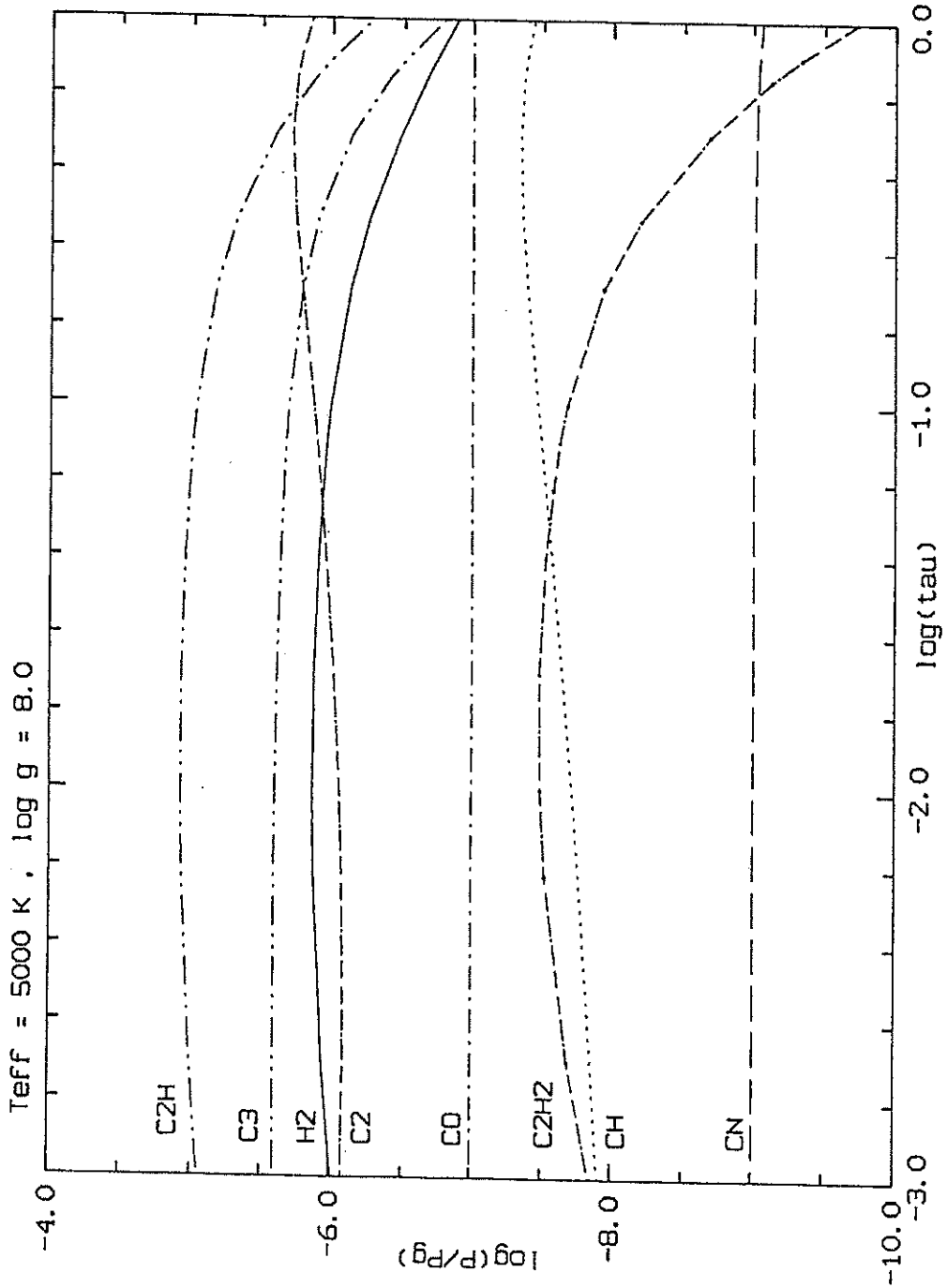


Figure 1. Pressure fractions of various diatomic and polyatomic molecules versus the optical depth for  $T_{\text{eff}} = 5000\text{K}$ ,  $\log g = 8.0$ ,  $\log(\text{H}/\text{He}) = -5$ ,  $\log(\text{C}/\text{He}) = -7$ ,  $\log(\text{O}/\text{He}) = -9$



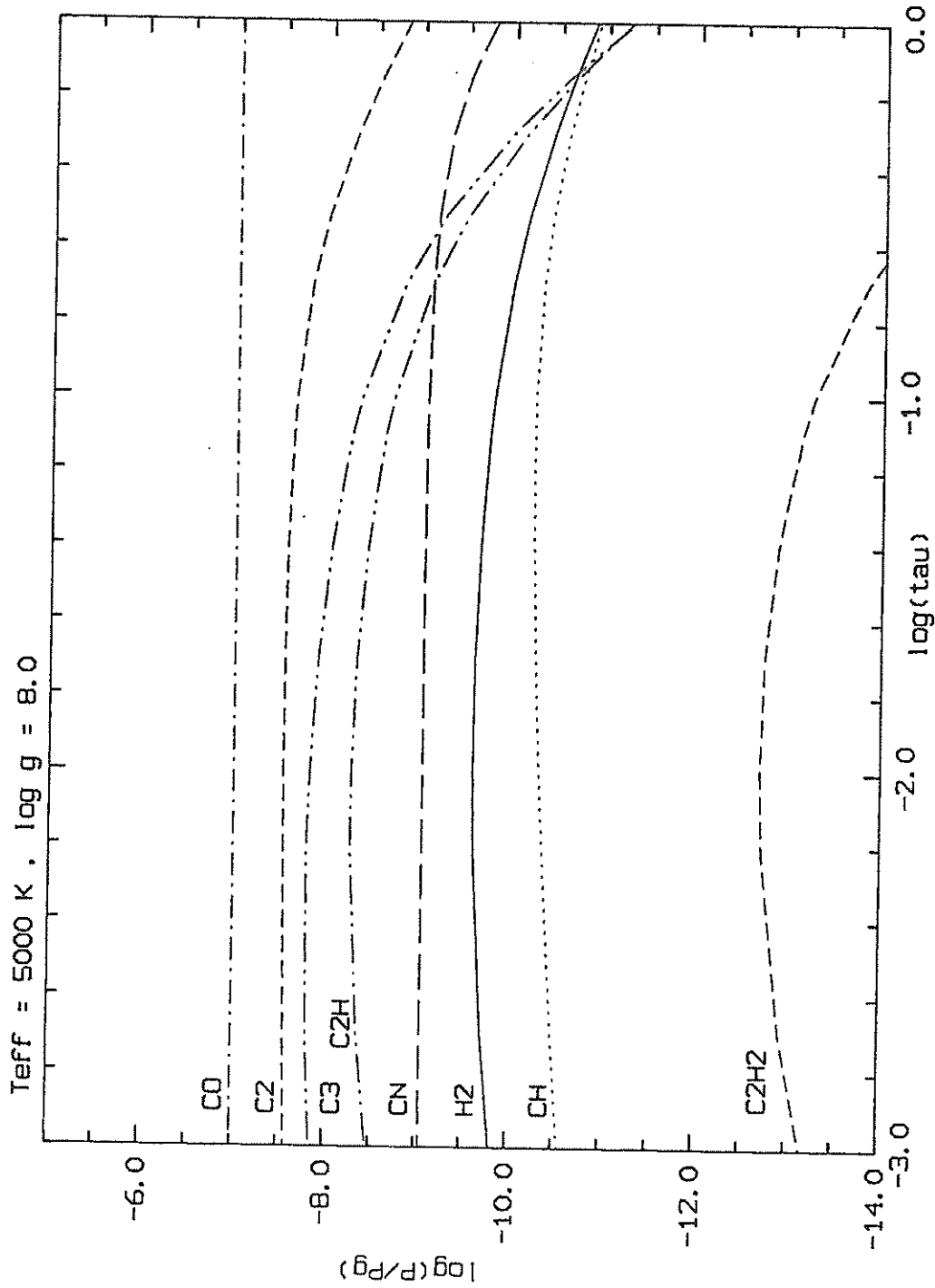


Figure 2. Pressure fractions after the reduction:  $T_{\text{eff}} = 5000\text{K}$ ,  $\log g = 8.0$ ,  $\log(\text{H}/\text{He}) = -7$ ,  $\log(\text{C}/\text{He}) = -6.5$ ,  $\log(\text{O}/\text{He}) = -7$ ,  $\log(\text{N}/\text{He}) = -9$

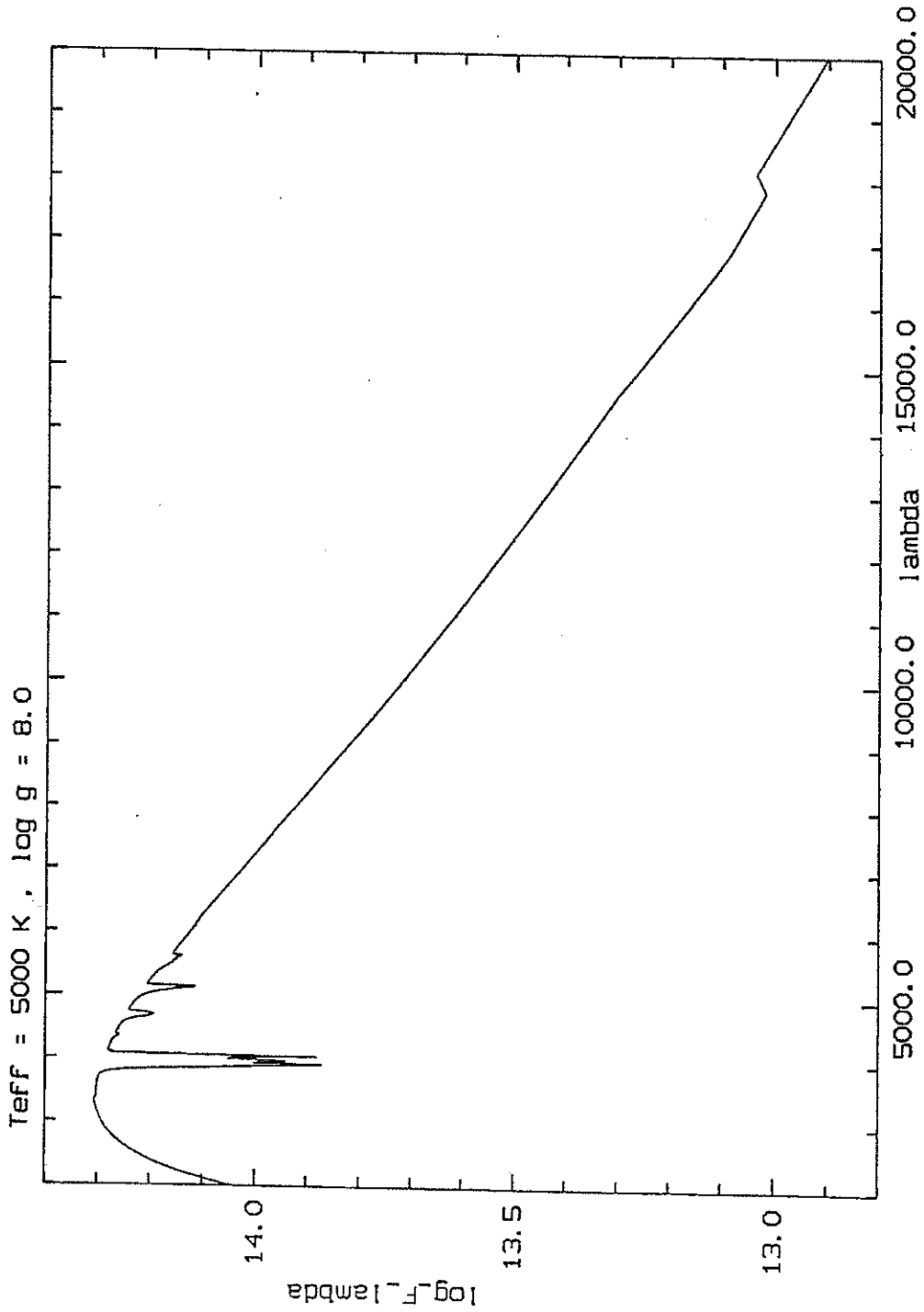


Figure 3. Calculated flux for the parameters given in Fig.2. Next to C2 and C3 bands in the visual, a broad absorption feature at  $\lambda = 1.78$  micron is present.

## Z CAM VE SS CYG'NİN UZUN DÖNEMLİ IŞIK EĞRİLERİNİN İSTATİSTİK ANALİZİ

TANSEL AK ve M. TÜRKER ÖZKAN

İstanbul Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü,  
34452, Üniversite İstanbul

**Özet:** Bu çalışmada, cüce novaların uzun dönemli görsel ışık eğrilerinden ölçülen veya hesaplanan ışık eğrisi parametrelerinin belirlenmesinde ve istatistik analizinde kullanılan yöntem tartışılmış ve daha tutarlı bir hale getirilerek Z Cam ve SS Cyg'nin AAVSO (American Association of Variable Star Observers) ışık eğrilerine uygulanmıştır. Her iki sistem için ayrıntılı korelasyon analizleri yapılmıştır. SS Cyg ve Z Cam için elde edilen sonuçlar, evvelce bulunan sonuçlarla karşılaştırılmış, ışık eğrisi parametrelerinin daha hassas ve doğru değerleri verilmiştir. Her iki yıldızın patlama sürelerinin frekans dağılımı iki modludur. SS Cyg'nin çevrim süreleri ve sakin evre sürelerinin frekans dağılımları normal bir dağılıma uyarken, Z Cam'ın ışık eğrisinden elde edilen çevrim süreleri ve sakin evre sürelerinin frekans dağılımları asimettiktir. SS Cyg ve Z Cam'ın gözlemsel çevrim süreleri, disk kararsızlığı modelinin kuramsal çevrim süreleri ile uyumludur.

**Anahtar kelimeler:** Cüce Novalar, Işık Eğrileri, İstatistik

## STATISTICAL ANALYSES OF THE LONG-TERM LIGHT CURVES OF Z CAM AND SS CYG

TANSEL AK and M. TÜRKER ÖZKAN

İstanbul Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü,  
34452, Üniversite İstanbul-Türkiye

**Summary:** In this study, the method used in determining and the statistical analyses of the light curve parameters, which are measured or calculated from the long-term light curves of dwarf novae, is discussed and modified. This method is applied to the AAVSO (American Association of Variable Star Observers) light curves of Z Cam and SS Cyg. Detailed correlation analyses are made for both of these systems. The results obtained for Z Cam and SS Cyg are compared to previous studies, and more accurate values of the light curve parameters are given. Frequency distributions of the outburst widths of Z Cam and SS Cyg are bimodal. While the frequency distributions of the cycle times and quiescence intervals of SS Cyg fit to a normal distribution, those of Z Cam do not. Observed cycle times of these stars are in agreement with the theoretical cycle times of disk instability model.

**Key words:** Dwarf Novae, Light Curves, Statistics

## 1. GİRİŞ

Cüce novaların uzun dönemli ışık eğrilerinden elde edilen ışık eğrisi parametrelerinin her sistem için ayrı ayrı, ve bu parametrelerin her sistem için ortalama değerlerinin sistemler bütünü içindeki istatistik analizleri çeşitli araştırmacılar tarafından yapılagelmiştir (Bailey, 1975; Szkody ve Mattei, 1984; Antipova, 1987; Gieger, 1987; Hempelmann ve Kurths, 1990; Cannizzo ve Mattei, 1992; Vogt, 1995). Ancak, bu çalışmaların çok büyük bir kısmı oldukça kısa dönemli ve süreklilikten yoksun verilerle sınırlandıkları gibi, farklı kişilerin yaptıkları ölçümlerden gelen farklı ölçüm seviyeleri ve kişiye bağlı olarak değişen ölçüm hataları, uzun dönemli ışık eğrilerinin standart bir yolla incelenmesini cüce novaların hemen hemen tümü için olanaksız hale getirmiştir. Üstelik, çoğu cüce nova için hazır bulunan veriler henüz böyle çalışmalara konu olmamıştır. Kısa dönemli verilerle bile oldukça önemli sonuçlar elde edilebilirken, uzun dönemli verilerin incelenmesindeki eksiklik, bu verilerden çıkabilecek sonuçları engellemiştir. Böyle istatistik analizler yoluyla, sistemlerin uzun dönemli ışık eğrilerinden ölçülen ışık eğrisi parametrelerinin daha hassas değerleri ve uzun dönemli değişimleri elde edilebilmekte, bunların kendi aralarındaki ve sistem parametreleri ile korelasyonları, varsa, ortaya konabilmektedir. Böylece, cüce nova patlama modellerinin öngörülerini sınanabilmekte, ve modellerle öngörülmemiş olan gözlemsel sonuçlar ortaya konularak modellerin geliştirilmesine yönelik yeni sorular sorulabilmektedir.

En kolay tanımlanabilir patlama ışık eğrilerine sahip olan U Gem tipi cüce novalar, 30-500 gün aralıklarla  $2^m$ - $6^m$  genlikli parlaklık artışları olan *patlamalar* gösterirler. Patlamalar, quasi-periyodik olarak meydana gelirler. Z Cam tipi cüce novalar ise, 10-30 günde bir  $2^m$ - $6^m$  kadir genlikli patlamalar gösterirler; ancak bu sistemler U Gem tipi cüce novaların patlamalarına ilaveten, genelde bir patlamadan inişin yaklaşık 1/3'ü tamamlandığında başlayan ve sistemin uzun bir süre için yaklaşık aynı parlaklık seviyesinde kaldığı *duraksamalar* gösterirler. Duraksamanın ardından sistem tekrar sakin haldeki parlaklık seviyesine döner (Mattei, 1990). SS Cyg ve Z Cam'ın uzun dönemli görsel ışık eğrilerinin, sistemler arasındaki farkı ortaya koyan birer bölümü Şekil.1.'de verilmiştir.

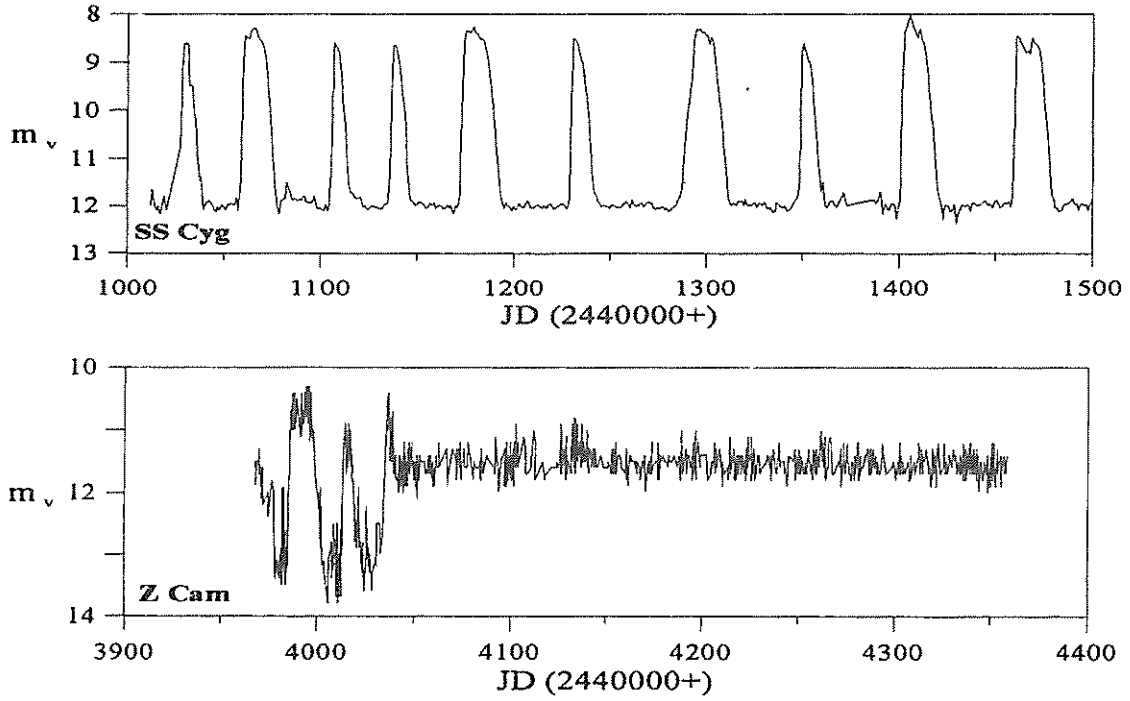
Bu çalışmanın amacı, cüce novaların ışık eğrisi parametrelerinin ölçümleri ve istatistik analizleri için evvelce kullanılmış yöntemin sorgulanması, ve bu yöntemin mümkün olduğunca etkin bir hale getirilerek iki cüce novaya uygulanmasıdır.

## 2. MATERYAL ve METOD

### 2.1 Materyal

Çalışmada kullanılan veriler, U Gem tipi cüce nova SS Cyg'nin JD2413829-2448719 (1896-1995) aralığını, Z Cam tipi cüce novaların prototipi olan Z Cam'ın da JD2438295-2449718 (1963-1994) aralığını kapsayan ve AAVSO'dan (American Association of Variable Star Observers) elde edilmiş görsel ışık eğrileridir. SS Cyg için veriler her satırda ortalama JD, günlük ortalama görsel parlaklık, günlük ortalama gözlem sayısını ve gözlemci sırası ile verilmişken, Z Cam için her satırda gözlemin tarihi (JD), görsel parlaklık ve gözlemci bilgisi yer almaktadır.

Kuşkusuz Şekil.1.'de örnekleri verilen ışık eğrileri üzerindeki her patlamada istenen her parametre ölçülememiştir. Bunun sebebi, bazı patlamalarda gözlem sayısının patlamayı her yönüyle karakterize etmeye yetecek sayıda olmamasıdır. Böyle durumlarda, ancak ölçümü yapı-



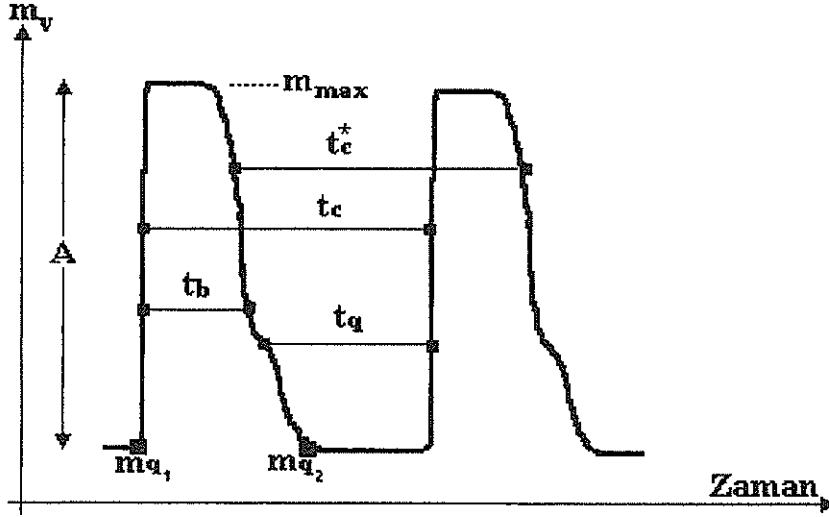
Şekil.1. SS Cyg ve Z Cam'ın uzun dönemli görsel ışık eğrilerinden alınmış birer kısım. Z Cam'ın ışık eğrisindeki duraksama hemen göze çarpmaktadır.

labilecek parametreler elde edilmiş, diğerleri, özellikle ölçüm hassasiyetinin kuşku uyandıracak kadar azaldığı (verinin çok az olduğu) yerlerde ölçülmeden kalmıştır. Bazı patlamalarda hiçbir parametre ölçülmemiş, sadece bu bölgede bir patlamanın varlığı kaydedilmiştir. Veri olmayan bilgilerde ise hiçbir kayıt alınmamıştır. Bu şekilde Z Cam için 266, SS Cyg için ise 683 patlama belirlenmiştir.

## 2.2 Metod

Bu çalışmada Z Cam ve SS Cyg'nin uzun dönemli görsel ışık eğrileri üzerinde yapılan ölçümlerle her patlama için, patlama süresi ( $t_b$ ), çevrim süresi ( $t_c$ ), sakin evre süresi ( $t_q$ ), patlamada ulaşılan maksimum parlaklık değeri ( $m_{max}$ ), patlama genliği ( $A$ ), patlamanın başlangıç ( $m_{q1}$ ) ve bitiş ( $m_{q2}$ ) parlaklığı, patlamaya çıkış oranı ( $\Delta t_{rise}$ ) ve patlamadan iniş oranı ( $\Delta t_{dec}$ ) elde edilmiştir. Bu parametrelerin geleneksel tanımları Şekil.2.'de resmedilmiştir. Patlamaya çıkış oranı, sistemin, patlama maksimumuna giderken  $1^m$  parlaklaşması için geçen süre, patlamadan iniş oranı ise sistem patlama maksimumundan sakin evreye geri dönerken  $1^m$  sönükleşmesi için gereken süre olarak tanımlanır. Patlamaya çıkış ve iniş hızları Z Cam için  $11^m$ - $12.5^m$  seviyeleri, SS Cyg için ise  $9^m$ - $11^m$  seviyeleri arasında hesaplanmıştır.

Yukarıda bahsi geçen ışık eğrisi parametreleri, SS Cyg'nin her patlaması için patlama tabanı,  $11^m$ ,  $10^m$ ,  $9^m$  ve patlama tepesi seviyelerinde, Z Cam'ın her patlaması için ise patlama tabanı,  $12.5^m$ ,  $12^m$ ,  $11^m$  ve patlama tepesi seviyelerinde ayrı ayrı ölçülmüş, hesaplanması gerekli parametreler hesaplanmıştır. Ayrıca, Z Cam için duraksamalar belirlenmiş, bunların süreleri, başlangıç ve bitiş parlaklıkları ölçülmüş, ve sakin evreye iniş hızları hesaplanmıştır.



Şekil.2. Işık eğrisi parametrelerinin gösterimleri. Her parametre, seçilen her ölçüm seviyesinde ölçülmüştür.

Görsel ışık eğrisi parametrelerinin uzun dönemleri kapsayan istatistik analizleri, sistemlerin, bu nicelikler üzerinde etkisi olan fiziksel parametrelerinin kısa ve uzun dönemli değişimlerinin araştırılmasını sağlar. Ayrıca, ışık eğrisi parametrelerinin uzun dönemler üzerinden alınan ortalamaları, bu sistemlerin herbiri için karakteristik büyüklükler elde edilmesine ve bu karakteristik büyüklüklerin, sistemlerin bütünü veya alt grupları temelinde fiziksel parametrelerle ilişkilerinin ortaya konulmasına yardımcı olur. Her sistem için elde edilen ışık eğrisi parametrelerinin kendi iç korelasyonlarının ve fiziksel parametrelerle global korelasyonlarının araştırılması, ve bu parametrelerin kuramsal olarak elde edilen parametrelerle karşılaştırılması, cüce nova patlamalarını açıklamaya çalışan modeller için iyi bir sinama yöntemi oluşturur.

Cüce novaların patlama ışık eğrileri üzerinde şimdiye kadar yapılmış çalışmalar, ya kısa dönemleri kapsayan verilerden çeşitli araştırmacılar tarafından yapılmış ölçümlerin derlenmesiyle (Van Paradijs, 1983; Antipova, 1987; Gieger, 1987; Richter ve Bräuer, 1989; Vogt, 1995), ya da seçilmiş sistemlerin araştırmacı tarafından sınırlanan dönemlerde elde edilmiş gözlemleri üzerinden yapılan ölçümlerle (Bailey, 1975; Szkody ve Mattei, 1984) gerçekleştirilmişlerdir. Ölçümlerin derlenmesiyle oluşturulan çalışmalarda ortaya çıkan problem, ölçümlerin standart hale getirilememesidir. Yani, farklı araştırmacıların bir ışık eğrisi üzerinde herhangi bir ışık eğrisi parametresinin elde edilmesi için ölçüm yaptıkları seviyeler farklı olabilmektedir. Örneğin, bir araştırmacı SS Cyg'nin patlama süresini patlama tabanında yaptığı ölçümlerle belirlerken, diğeri bu ölçümü patlama tabanından daha parlak bir seviyede, örneğin  $10^m$  seviyesinde yapabilmektedir. Bu durum, sonuçlar arasında uyumsuzluklar ortaya çıkartmaktadır. Ölçüm seviyesinin farklı kullanılması çevrim sürelerini etkilemezken, patlama süresi ve sakin evre süresini etkilemektedir. Bir sistemin gerçek patlama süresi ve gerçek sakin evre süresini elde etmek isteyen bir araştırmacı, bu sistemin sözkonusu ışık eğrisi parametrelerini ışık eğrisindeki patlamaların tabanında (sakin evre düzeyinde) yapmalıdır. Çünkü patlamalar bu seviyeden başlar ve gene bu seviyede sona erer. Bu parametrelerin uzun dönemli değişimlerini araştırmak isteyen bir kişi için ise ölçüm seviyesi, patlamalar üzerinde sakin evreden daha parlak düzeyler olmalıdır. Çünkü, bu seviyelerde ölçüm hataları azalır ve elde edilen sonuçlar relatif olarak doğru olur. Gieger (1987), ölçüm

seviyelerini standart hale getirebilmek için patlamaya çıkış ve patlamadan iniş oranlarını kullanarak verileri bir tür indirgeme işlemine tabi tuttuysa da, bu işlemin sonuçlar üzerinde olumsuz etkileri olabileceğini de söylemiştir. Öyleyse, farklı amaçlara yönelik çalışmalar için farklı ölçüm seviyelerinden yapılmış ölçümlere ihtiyaç duyulabilmektedir. Ölçüm derlemelerinden yapılan çalışmalarda karşılaşılan ve eliminasyonu mümkün olmayan diğer bir problem de kişiden kişiye değişen ölçüm anlayışlarından kaynaklanan ölçüm farklılıklarıdır. Yani, bir araştırmacı için herhangi bir patlamanın başlangıç noktası, diğer bir araştırmacı için farklı olabilir. Bu durumda, zamana dayalı olan parametrelerde, gün mertebesinde ölçüm farklılıkları ortaya çıkabilir. Diğer bir problem ise verilerdeki kesilmelerdir. Farklı araştırmacılar, ölçümlerinde kullandıkları ışık eğrisi parçasını kendi amaçlarına göre seçmekte, ve bu yüzden ışık eğrisi üzerinde ölçülmeyen bölgeler kalmaktadır. Böylece, verilerin kesikli olması sebebiyle ışık eğrisi parametrelerinin uzun dönemli değişimleri araştırılmamaktadır. Ölçümleri kendileri gerçekleştiren araştırmacıların karşılaştıkları en büyük problem ise, verilerin çok fazla olması sebebiyle ışık eğrilerini kısa dönemlerle sınırlamak zorunda kalmalarıdır. Örneğin Szkody ve Mattei (1984) 21 cüce novanın patlama ışık eğrilerini inceledikleri çalışmayı 1000 günlük verilerle sınırlamışlardır. Fazla verinin ortaya çıkarttığı yoğun emek ve zaman talebini karşılamak çoğu zaman imkansız olmakta, böylece uzun dönemli değişimler -varsa- ortaya konulamamaktadır. Ayrıca, kuşkusuz 200-300 patlama üzerinden yapılmış ölçümlere dayanan bir korelasyon analizi, 30-40 patlamaya dayanan bir korelasyon analizinden çok daha anlamlıdır. Aynı durum frekans dağılımları için de geçerlidir. Az sayıda patlamadan elde edilen ışık eğrisi parametrelerinin frekans dağılımlarını içeren çalışmalar okuyucuya yeterli güveni vermekten uzaktır. Örneğin, ele alınan zaman diliminde 40 patlaması incelenmiş bir yıldızın, bu verilerden elde edilen patlama sürelerinin frekans dağılımında sadece 5 adet uzun patlamaya rastlanmış olsun. Bu durumun, gerçekte patlama genişliklerinin iki-modlu dağılımına mı, yoksa sistemde arada bir anormal patlamalara rastlandığını mı işaret ettiği anlaşılamaz. Burada bahsedilebilecek bir başka problem ise verilerin elde edilmesindeki güçlüklerdir. Cüce novaların görsel fotometrik gözlemlerinin kaynağı amatör astronomlardır. Bu astronomların yaptıkları gözlemler ve profesyonellerin gözlemleri Dünya'da birkaç kuruluş tarafından derlenmekte, ve düzenlenerek talep edenlere gönderilmektedir. Eğer istenen veri kısa dönemleri kapsıyorsa genelde pek problem çıkmamakta, ancak uzun dönemleri kapsayan verilerin biraraya getirilerek araştırmacıya gönderilmesi aylarca zaman alabilmektedir. Bu da cüce novaların uzun dönemli ışık eğrileri üzerinde çalışmak isteyen araştırmacıları zorlayan engellerden biridir.

Öyleyse, izlenmesi gereken yol açıktır: *tüm ışık eğrisi parametreleri, mümkün olduğunca çok sistemin, mümkün olduğunca uzun dönemleri kapsayan ışık eğrileri üzerinden, patlama tabanı (sakin evre düzeyi) ve patlama maksimumu dahil olmak üzere birkaç farklı parlaklık seviyesinden, mümkün olduğunca az kişi tarafından ölçülmelidir.* Bu durumda, farklı ölçüm seviyelerinin sonuçlarını birbirleri ile karşılaştırmak olanağı da doğmuş olur. Böyle bir yol, bizlere yukarıda anılan problemlerin ortadan kaldırılması yönünde bir alternatif sunar. Bu yöntemin tek zorluğu, çok fazla emek ve zaman istemesidir. Çalışmamızın amacı, bahsi geçen yöntemi, yöntemin gerektirdiği hassasiyet ve sınırları olabildiğince zorlayarak uygulamaktır.

Bu yöntem ile, pekçok cüce novanın ışık eğrisi parametrelerinin gerçek ortalama değerleri elde edilebileceği gibi, bunların frekans dağılımları, kendi aralarındaki korelasyonları ve sistem parametreleri ile korelasyonları güvenilir bir biçimde ortaya konulabilir. Farklı ölçüm seviyelerinden elde edilen sonuçlar karşılaştırılarak hangi

parametrenin hangi ölçüm seviyesinden elde edilmesinin daha tutarlı sonuçlar vereceği araştırılabilir.

### 3. BULGULAR

#### 3.1 Ortalamalar

SS Cyg ve Z Cam'ın ışık eğrisi parametrelerinin ölçüm seviyelerine göre elde edilen ortalama değerleri ve standart sapmaları Çizelge.1a., Çizelge.1b., Çizelge.2a. ve Çizelge.2b.'de verilmiştir. Burada belirtmek gerekir ki tabanda ve patlama tepesindeki ölçümler daha az patlama üzerinden yapılabilmektedir. SS Cyg'nin patlama süresi ölçümlerinde en çok 641 patlama kullanılabilmiş, ve bu değere  $10^m$  seviyesinde ulaşılabilmiştir. Patlama tabanında yapılan ölçümler sonucunda, örneğin SS Cyg'nin ortalama patlama süresinin 19.63 gün, ortalama sakin evre süresinin ise 30.98 gün olduğu ortaya çıkmaktadır. Halbuki bu değerler, Cannizzo ve Mattei (1992) tarafından  $10^m$  seviyesinden yapılan ölçümlerle, sırasıyla 10.76 gün ve 38.71 gün olarak verilmiştir. Bu çalışmada  $10^m$  seviyesinden yapılan ölçümlerle elde edilen ortalama patlama süresi 11.13 gün, ve ortalama sakin evre süresi ise 39.19 gündür. Cannizzo ve Mattei (1992), SS Cyg için ortalama çevrim süresini 49.47 gün olarak vermektedirler; bu çalışmada  $10^m$  seviyesinden bulunan ortalama çevrim süresi ise 50.18 gündür. Görüldüğü gibi iki çalışma arasında uyum bulunmakla beraber, bu çalışmada tabandan yapılan ölçümlerle gerçek ortalama patlama zaman ölçekleri de verilmektedir. Szkody ve Mattei (1984)

**Çizelge.1a.** SS Cyg için ölçülen patlama süresi, çevrim süresi ve sakin evre sürelerinin ölçüm seviyelerine göre ortalama değerleri (parantez içindeki değerler standart sapmalardır).

	patlama tabanı	$11^m$	$10^m$	$9^m$	patlama tepesi
tb (gün)	19.63(5.28)	14.70(4.49)	11.13(4.00)	7.30(3.82)	4.66(2.76)
tc (gün)	50.62(15.17)	50.75(14.89)	50.18(14.89)	50.45(14.54)	53.30(14.68)
tc* (gün)	50.42(15.25)	50.87(14.99)	50.18(14.81)	50.42(14.56)	53.29(14.34)
tq (gün)	30.98(13.80)	36.15(13.60)	39.19(13.40)	43.29(13.02)	48.94(13.69)

**Çizelge.1b.** Z Cam için ölçülen patlama süresi, çevrim süresi ve sakin evre sürelerinin ölçüm seviyelerine göre ortalama değerleri (parantez içindeki değerler standart sapmalardır).

	patlama tabanı	$12.5^m$	$12^m$	$11^m$	patlama tepesi
tb (gün)	12.86(4.04)	10.97(3.68)	9.35(3.44)	5.57(3.32)	5.38(3.16)
tc (gün)	24.84(6.02)	24.92(5.92)	24.72(5.87)	24.54(5.76)	27.05(5.79)
tc* (gün)	24.60(6.30)	24.47(6.11)	24.48(5.99)	24.29(6.06)	26.52(5.60)
tq (gün)	12.02(4.53)	13.90(4.44)	15.44(4.38)	19.34(4.40)	22.18(4.88)



**Çizelge.2a.** Z Cam için patlamaya çıkış ve patlamadan iniş hızlarının, maksimum parlaklıkların, patlama genliklerinin, patlama başlangıcı ve patlama sonundaki sakin evre parlaklıklarının ortalama değerleri ve standart sapmaları.

	Ortalama	Standart Sapma
$\Delta t_{rise}$ (gün <sup>m</sup> )	0.80	0.49
$\Delta t_{dec}$ (gün <sup>m</sup> )	2.86	0.95
$m_{max}$ (m)	10.44	0.25
A (m)	2.68	0.30
$m_{q1}$ (m)	13.10	0.20
$m_{q2}$ (m)	13.11	0.18

**Çizelge.2b.** SS Cyg için patlamaya çıkış ve patlamadan iniş hızlarının, maksimum parlaklıkların, patlama genliklerinin, patlama başlangıcı ve patlama sonundaki sakin evre parlaklıklarının ortalama değerleri ve standart sapmaları.

	Ortalama	Standart Sapma
$\Delta t_{rise}$ (gün <sup>m</sup> )	1.04	0.86
$\Delta t_{dec}$ (gün <sup>m</sup> )	2.67	0.66
$m_{max}$ (m)	8.47	0.25
A (m)	3.33	0.32
$m_{q1}$ (m)	11.73	0.21
$m_{q2}$ (m)	11.80	0.18

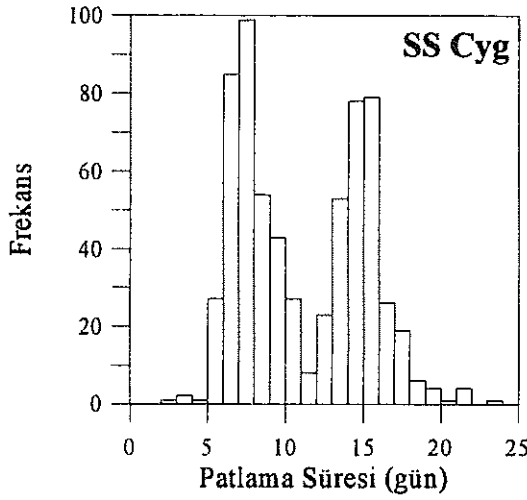
1000 günlük (35 patlama) verilerle sınırladıkları çalışmada, patlama tabanlarından yapılan ölçümlerle SS Cyg için ortalama patlama süresini 16 gün, ortalama sakin evre süresini 24 gün, ortalama çevrim süresini ise 40 gün olarak vermektedirler. Bu çalışmada SS Cyg'nin uzun dönemli ışık eğrisinin taban seviyesindeki ölçümlerden elde edilen değerler ise, sırasıyla, 19.63 gün, 30.98 gün ve 50.62 gündür. Aynı yazarlar, gene 1000 günlük verilerden (11 patlama) Z Cam için ortalama patlama süresini 11 gün, ortalama sakin evre süresini 12 gün, ortalama çevrim süresini ise 23 gün olarak vermektedirler. Bu çalışmada elde edilen değerler ise, sırasıyla, 12.86 gün, 12.02 gün ve 24.72 gündür.

İki yıldızın diğer ışık eğrisi parametrelerini, Çizelge.2a. ve Çizelge.2b.'den yararlanarak karşılaştıralım. Görülmektedir ki, ortalama değerlere bakıldığında, SS Cyg patlama maksimumuna Z Cam'dan daha yavaş bir şekilde çıkmakta, ancak patlama maksimumundan Z Cam'a göre daha hızlı bir şekilde inmektedir. SS Cyg'nin patlama genliği ve patlama tabanındaki ortalama parlaklıkları daha yüksektir.

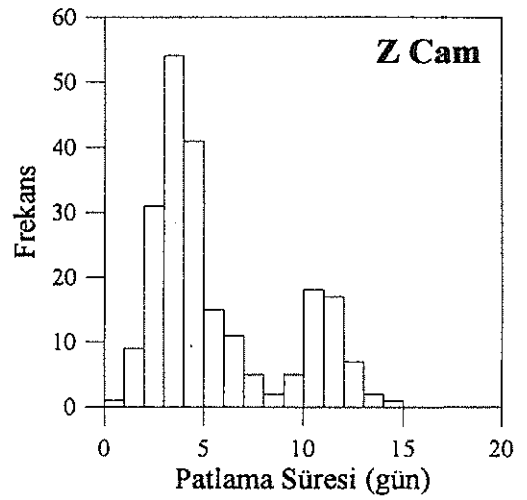
Duraksamalara gelince; Z Cam'ın uzun dönemli ışık eğrisinde hemen göze çarpan bu oluşumlardan 19 tanesi elimizdeki ışık eğrisinde tesbit edilmiştir. Periyodik olarak meydana gelmeyen bu duraksamaların en kısası 20, en uzununu 1031 gün sürmüştür. Duraksamadan iniş hızları oldukça farklı değerler alabilmektedir (1.164 ile 5.199 gün<sup>m</sup> arasında). Buna karşılık duraksamanın başlangıç parlaklığı hemen hemen sabit (ortalama 11.66<sup>m</sup>) kalmaktadır. Duraksamalar boyunca bazı küçük genlikli değişimler meydana gelmesine rağmen, parlaklık, ışık eğrisinin genel yapısı ile karşılaştırıldığında neredeyse sabittir. Burada dikkati çeken bir nokta, JD2448889'da başlayan ve 469 gün süren duraksamanın en azından başlangıç kısımlarında, periyotları sistemin patlama periyoduna yakın olan mini patlamalardır. Bu mini patlamalar önceki duraksamalarda tesbit edilememişlerdir.

### 3.2 Frekans Dağılımları

Her iki sistemin ışık eğrisi parametrelerinin frekans dağılımları oluşturularak incelenmiştir. SS Cyg ve Z Cam'ın patlama sürelerinin frekans dağılımları Şekil.3a. ve Şekil.3b.'de verilmiştir. Her iki şekilde de patlamaların, patlama sürelerine dayanılarak uzun ve kısa patlamalar olarak iki gruba ayrılacakları açıkça görülmektedir. Bu



**Şekil.3a.** SS Cyg'nin patlama sürelerinin frekans dağılımı. Her aralık 1 güne karşılık gelmektedir. İki modlu dağılım açıkça görülmektedir. Bu frekans dağılımı, sistemin ışık eğrisi üzerinde 10<sup>m</sup> seviyesinden yapılan ölçümlerle elde edilmiştir. Patlama sürelerinin iki modlu karakterini en iyi şekilde ortaya koyan seviye budur.



**Şekil.3b.** Z Cam'ın patlama sürelerinin frekans dağılımı. Her aralık 1 güne karşılık gelmektedir. İki modlu dağılım açıkça görülmektedir. Bu frekans dağılımı, sistemin ışık eğrisi üzerinde 11<sup>m</sup> seviyesinden yapılan ölçümlerle elde edilmiştir. Patlama sürelerinin iki modlu karakterini en iyi şekilde ortaya koyan seviye budur.

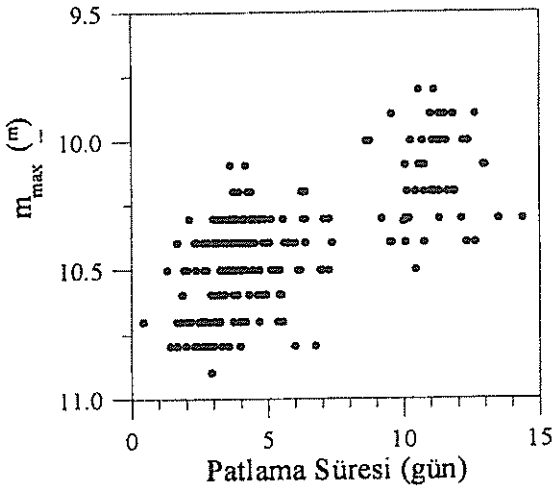
duruma çoğu cüce novada rastlanmıştır (Szkody ve Mattei, 1984). Şekil.3a. ve Şekil.3b'de her sistem için en küçük kareler yöntemiyle bulunan minimum noktalar (iki modun ayırım noktası), sırasıyla, 11.07 ve 7.63 gündür. Patlamalar bu ayırım noktasına dayanılarak uzun ve kısa patlamalar olarak ayrılırlarsa, SS Cyg için uzun ve kısa patlama sürelerinin taban seviyesinden yapılan ölçümlerle elde edilen ortalama değerleri, sırasıyla, 23.54 ( $\sigma=3.47$ ) ve 14.60 ( $\sigma=1.83$ ) gündür. Z Cam için ise 18.44 ( $\sigma=2.42$ ) ve 10.69 ( $\sigma=1.87$ ) gündür. Burada dikkati çeken diğer bir nokta, uzun ve kısa patlamaların sayılarıdır. SS Cyg'nin uzun patlamalarının 10<sup>m</sup> seviyesinden elde edilen sayısı 302, kısa patlamalarının sayısı ise 339'dur. Z Cam'ın uzun patlamalarının 11<sup>m</sup> seviyesinden elde edilen sayısı 52, kısa patlamaların sayısı ise 167 dir. Bu durumda, SS Cyg'de yaklaşık her kısa patlamaya bir uzun patlama düşerken, Z Cam'da her iki kısa patlamaya bir uzun patlama düşmektedir. Her iki sistemin uzun dönemli ışık eğrileri daha dikkatle incelendiğinde, bu patlamaların rastgele bir şekilde meydana gelmedikleri, SS Cyg'de uzun ve kısa patlamaların neredeyse sırayla görüldükleri, Z Cam'da ise her iki kısa patlamanın ardında bir uzun patlamanın geldiği görülmektedir. Ancak, ışık eğrilerinde bu durumun istisnaları sıkça görülmektedir.

Çevrim sürelerinin frekans dağılımları elde edildiğinde, SS Cyg için normal (Gaussian) bir dağılım görülürken, Z Cam'ın çevrim süreleri için uzun tarafa yayılmış (sağa çarpık) bir dağılım bulunur. Aynı durum sakin evre süreleri için de görülmüştür.

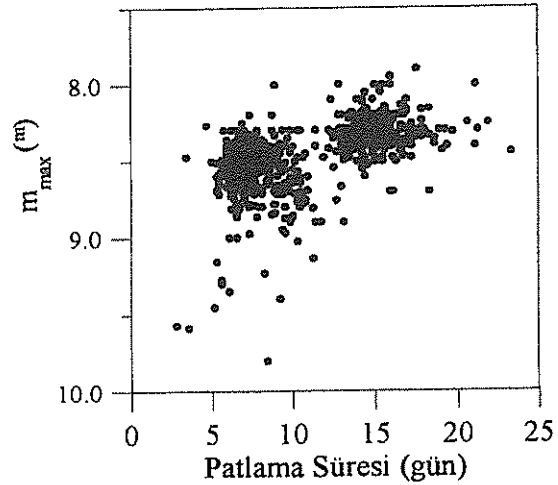
### 3.3 Korelasyon Analizleri

Bu çalışmada ele alınan iki cüce novanın uzun dönemli ışık eğrileri üzerinde her patlama için ölçülen ışık eğrisi parametrelerinin iç korelasyonlarına da bakıldı. Bunun için ölçülen her parametrenin diğer parametreler ile korelasyon halinde olduğu varsayılarak lineer korelasyon katsayıları hesaplandı. Elde edilen korelasyon katsayıları içinde anlam sınırının üzerinde ( $|r| > 0.40$ ) olanlar seçilerek, sahte olanlar ayıklandı ve kalanlar değerlendirildi.

Disk kararsızlığı modeline göre, bir patlamanın şiddeti ile (patlama süresi, bir patlamanın maksimum parlaklığı veya patlama genliği bir patlamanın şiddetinin göstergesidir) patlamadan sonra gelen sakin evrenin süresi arasında anlamlı bir pozitif korelasyon olmalıdır (Gieger, 1987). Z Cam için bu  $t_{b_i}; t_{q_i}$  ( $i$  indisi patlama numarasını temsil etmektedir) korelasyonunun katsayısı  $11^m$  düzeyinde yapılan ölçümlerle 0.13 olarak hesaplanmıştır. SS Cyg için ise bu katsayı  $10^m$  seviyesindeki ölçümlerden 0.24 olarak elde edilmiştir. Her iki sistem için korelasyon katsayıları anlam sınırının altında olduğundan korelasyonun varlığından bahsedilemez. Kütle transferi kararsızlığı modeline göre ise bir patlamanın şiddeti ile patlamadan önceki sakin evre süresi arasında anlamlı bir pozitif korelasyon bulunmalıdır. Z Cam için  $t_{b_i}; t_{q_{i-1}}$  korelasyonunun katsayısı  $11^m$  seviyesinden yapılan ölçümlerle 0.34 olarak hesaplanmıştır. SS Cyg için ise bu katsayı  $10^m$  seviyesindeki ölçümlerden 0.23 olarak bulunmuştur. Görüldüğü gibi her iki modeli de onaylayıcı yönde sonuçlar elde edilememiştir. Bu durumda, en azından disk kararsızlığı modelinin diğer öngörülerinin gözlemlerle uyum içinde olduğu gözönüne alınarak (Meyer-Hofmeister ve Ritter, 1993), cüce nova patlama modellerinin yukarıdaki



**Şekil.4a.** Z Cam'ın ışık eğrisinde  $11^m$  düzeyindeki ölçümler sonucu elde edilen  $t_{b_i}; m_{max(i)}$  ilişkisi. Lineer korelasyon katsayısı 0.68 olarak hesaplanmıştır.



**Şekil.4b.** SS Cyg'nin ışık eğrisinde  $11^m$  düzeyindeki ölçümler sonucu elde edilen  $t_{b_i}; m_{max(i)}$  ilişkisi. Lineer korelasyon katsayısı 0.54 olarak hesaplanmıştır.

öngörülerinin bu yolla sınınamayacağı sonucuna varılır. Burada dikkat çeken bir nokta, Z Cam için  $t_{b_i}; t_{q_{i-1}}$  korelasyonu anlamlı değilken, patlama şiddetinin diğer bir göstergesi olan patlamadaki maksimum parlaklık ile patlamadan önceki sakin evre süresi arasında

( $m_{\max(i)}; tq_{i-1}$ ) anlamlı bir korelasyon ( $r=0.42$ ) elde edilmesidir. Böyle bir ilişki SS Cyg için bulunamamıştır. Kuşku uyandıran bu bulgunun diğer cüce novaların verilerinin analizleri yoluyla irdelenmesi gerekmektedir.

Her iki sistem için de  $tb_i; m_{\max(i)}$  ve  $tb_i; A_i$  korelasyonları elde edilmiştir. Patlama süresi uzadıkça patlama daha parlak olmakta ve genlik yükselmektedir. SS Cyg için uzun ve kısa patlamaların birbiri ardından gelme eğilimini gösteren anlam sınırının üzerinde bir  $tb_i; tb_{i-1}$  korelasyonu ( $10^m$  seviyesinde  $r=-0.47$ ) elde edilirken, Z Cam için bu parametreler arasında anlamlı bir korelasyon ( $11^m$  seviyesinde  $r=-0.20$ ) bulunamamıştır. Her ne kadar çevrim süreleri ile sakin evre süreleri ve patlama süreleri arasında anlamlı korelasyon katsayıları elde edilebilmiş olsa da, çevrim süresi bu parametrelerden her ikisini de içerdiğinden elde edilen korelasyon katsayıları aldatıcıdır, ve evvelce bazı araştırmacılar bu yanılgıya düşmüştür.

SS Cyg ve Z Cam için patlamaya çıkış ve patlamadan iniş hızları ile diğer ışık eğrisi parametreleri arasında ilişki yoktur.

#### 4. TARTIŞMA ve SONUÇ

Bu çalışmada SS Cyg ve Z Cam'ın uzun dönemli görsel ışık eğrilerinden elde edilmiş ışık eğrisi parametrelerinin ortalama değerleri, frekans dağılımları ve korelasyon analizleri sunulmuştur. Bulunan sonuçlar SS Cyg için evvelce yapılmış benzer çalışmalarda (örneğin, Hempelmann ve Kurths, 1990; Cannizzo ve Mattei, 1992) elde edilen sonuçlarla uyum içindedir. Z Cam için ulaşılabilen kaynaklarda benzer türde ayrıntılı bir çalışmaya rastlanamamıştır. Szkody ve Mattei'nin (1984) Z Cam ve SS Cyg'yi de içeren 21 cüce novanın 1000 günlük ışık eğrileri üzerinde yaptıkları çalışmada elde edilen sonuçlar, verilerin azlığı sebebiyle yeterli güveni vermezken, bu çalışmada her iki sistem için patlama tabanından yapılan ölçümlerle ışık eğrisi parametrelerinin daha gerçekçi ve güvenilir değerleri verilmiştir. Çalışma sonucunda görülmektedir ki, patlama süresi ve sakin evre süresinin gerçek değerleri ancak patlama tabanında yapılan ölçümlerle elde edilebilir. Çevrim süresinin ortalama değerinin elde edilmesi ve korelasyon analizleri için güvenilir ölçüm seviyesi SS Cyg'de  $10^m$ , Z Cam'da ise  $11^m$  dir.

Cüce nova patlama modellerinin patlama süresi ile patlamadan önceki veya sonraki sakin evre uzunluğu arasında öngördüğü ilişkilerin bu tür çalışmalar ile sınanamayacağı sonucuna ulaşılırken, Z Cam için, patlama şiddetinin diğer -ve belki daha güvenilir- bir göstergesi olan patlamanın maksimum parlaklığı ile patlamadan önceki sakin evre uzunluğu arasında elde edilen anlamlı korelasyonun, diğer cüce nova verileri ile irdelenmesi gerektiği ortaya çıkmıştır.

Frekans dağılımlarında patlama süreleri için bulunan iki modlu dağılım evvelce bulunan sonuçlarla uyumludur. Ancak, Z Cam'ın çevrim uzunluğu ve sakin evre uzunluğu için elde edilen sağa (uzun tarafa) çarpık frekans dağılımlarının, diğer cüce novalar, ama özellikle diğer Z Cam türü cüce novalar için bulunacak frekans dağılımları ile karşılaştırılmaları gerekmektedir. Eğer diğer Z Cam türü cüce novalarda benzer sonuçlar elde edilir, ve, çevrim süresi ve sakin evre süresinin frekans dağılımlarını normal dağılımdan uzaklaştıran kaynak belirlenebilirse, Z Cam türü cüce novaları diğer cüce novalardan ayıran fiziksel sebeplerin anlaşılması kolaylaşabilir.

Cannizzo, Shafter ve Wheeler'in (1988) disk kararsızlığı modeli çerçevesinde Meyer ve Meyer-Hofmeister'in (1981) çalışmasından elde ettiği kuramsal çevrim süresini ifade eden bağıntı, her iki sisteme ait fiziksel parametreler için hesaplanırsa, SS Cyg için

52.8, Z Cam için ise 27.05 günlük kuramsal çevrim süreleri verir. Bu kuramsal çevrim süreleri gözlemsel değerlerle (SS Cyg için 50.62 gün, Z Cam için 24.84 gün) uyumludur.

Cüce novaların uzun dönemli görsel ışık eğrilerinin ayrıntılı istatistik analizleri ihmal edilmiş ve önemli sonuçlar elde edilebilecek bir çalışmadır (Cannizzo, Shafter ve Wheeler, 1988). Dolayısıyla bundan sonraki amacımız, uzun dönemli fotometrik verileri olan diğer cüce novaları da aynı metodla inceleyip daha güvenilir sonuçlara varmaktır.

### Teşekkür

Bu çalışma, İstanbul Üniversitesi Fen Bilimleri Enstitüsü'nde Eylül-1994'de başlayan ve halen hazırlanmakta olan "Cüce Novaların Uzun Süreli Davranışları" başlıklı doktora tezinin bir bölümüdür.

Verilerin elde edilmesindeki yardımları ve çalışmada kullanılan yöntemin tartışılmasına katkıları sebebiyle Dr. J. A. Mattei'ye teşekkür ederiz.

Bu çalışma, İstanbul Üniversitesi Araştırma Fonu'nca T-141/241095 nolu proje ile desteklenmiştir.

Ölçümlerin yapılabilmesi için ihtiyaç duyulan bilgisayar programı Araş. Gör. Tuncay Özışık tarafından hazırlanmıştır.

### Kaynaklar

- Antipova, L.I., 1987, *Astrophys. Space. Sci.*, **131**, 453-459  
Bailey, J., 1975, *J. Brit. astr. Soc.*, **86**, 30-32  
Cannizzo, J.K., Shafter, A.W., Wheeler, J.C., 1988, *Ap. J.*, **333**, 227  
Cannizzo, J.K., Mattei, J.A., 1992, *Ap. J.*, **401**, 642-653  
Gieger, A., 1987, *Acta Astronomica*, **37**, 29-39  
Hempelmann, A., Kurths, J., 1990, *Astron. Astrophys.*, **232**, 356-366  
Mattei, J.A., 1990, "Optical Properties of Cataclysmic Variable Stars", Active Close Binaries, Ed. Cafer İbanoğlu, NATO ASI Series C: Mathematical and Physical Sciences-Vol.319, ISBN 0-7923-0907-3, 611-627  
Meyer, F., Meyer-Hofmeister, E., 1981, *Astron. Astrophys.*, **104**, L10  
Meyer-Hofmeister, E., Ritter, H., 1993, *The Realm of Interacting Binary Stars*, Kluwer Academic Publishers, 143-168  
Richter, G.A., Bräuer, H.-J., 1989, *Astron. Nachr.*, **310**, Nr.6, 413-418  
Szkody, P., Mattei, J.A., 1984, *P.A.S.P.*, **96**, 988-995  
van Paradijs, J., 1983, *Astron. Astrophys.*, **125**, L16-L18  
Vogt, N., 1995, Padova-Abano Conference on "Cataclysmic Variables", A. Bianchini, M. Della Valle, M. Orio (eds.), Italy, Kluwer Academic Publishers, ISBN 0-7923-3676-3, 359-365.

## IUE TAYFLARINDAN TERMİNAL HIZ HESABI

H. Gülseçen, M.T. Özkan, T. Ak, A.T. Saygıç, H.H. Esenoğlu

İstanbul Üniversitesi Gözlemevi Araştırma ve Uygulama Merkezi

ve

İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü

Internet: istanbul @v471tau.ege.edu.tr

### ÖZET

Bu çalışmada cüce nova ve nova benzeri 13 kataklismik değişenin CIV  $\lambda 1550$ 'nin P Cygni profillerini analiz etmek için IUE veri seti kullanılıyor. Özellikle, profiller, soğurma ve salma hızları, genişlikleri ve şiddetleri kullanarak parametrize ediliyor. Kataklismik değişenlerin ölçülen rüzgar hızları, sıcak OB yıldızlarından bulunanlara göre tartışılıyor.

Anahtar kelimeler: çizgi: profiller - çift yıldızlar: yakın - moröte: yıldızlar - metodlar: veri analizi

### ABSTRACT

In this work the IUE data set is used to analyze the CIV  $\lambda 1550$  P Cygni profiles of 13 dwarf novae and nova-like cataclysmic variables. In particular, the profiles are parametrized using measures of the absorption and emission velocities, widths and strengths. The measured values of the wind velocity of cataclysmic variables are discussed in terms of those found from hot OB stars.

Key words: line: profiles - binaries: close - ultraviolet: stars - methods: data analysis

### 1. Giriş

Tanım olarak, "Kataklismik Değişen Sistem"; baş yıldızı bir beyaz cüce ile bileşeni geç tipten bir anakol yıldızından oluşur. Kataklismik değişenlerin (KD) önemli özelliklerinden biri sistem içindeki kütle transferidir. Kütle transferi sistemin yörünge düzleminde baş yıldızın etrafında bir yığılma diski oluşturur. Böyle bir disk, morötesi ve optik ışınımın temel kaynağıdır.

Manyetik olmayan KD'ler, iki gruba ayrılırlar: i) Nova Benzeri Değişenler ve ii) Cüce Novalar. Bu iki grubun etkinlik dönemlerinde disklerinden uzaya atılan maddenin varlığı ilk kez Uluslararası Moröte Uydusu (IUE) ile yapılan gözlemlerden (Guinan ve Sion 1980a ve 1980b; Hutchings 1980; Cordova ve Mason 1982) ortaya konuldu. Özellikle moröte rezonans çizgileri CIV  $\lambda 1550$ , SiIV  $\lambda 1400$  ve NV  $\lambda 1240$  çizgilerinde ortaya çıkan P-Cygni tipi profiller disklerden kaynaklanan rüzgarların belirteçleridir. Bu profillerin şekli sistemin eğimine kuvvetle bağlıdır (Cordova ve Mason 1982; Cordova ve Mason 1984; Drew 1987). Örneğin gözlenen çizgiler, eğimi  $60^\circ$  den küçük sistemlerde kısa dalgaboylarına kaymış geniş soğurma ve P-Cygni tipi profiller olarak görülürken, kenardan görünen (büyük eğimli sistemler) parlak KD'lerde Doppler genişlemesi olan salma profilleri olarak ortaya çıkarlar. Bileşen yıldızın baş yıldızı ve iç diski örtmesi sırasında CIV çizgisinin moröte sürekliliğinden çok daha az etkilenmesi moröte çizgisinin salındığı maddenin, diskin çok üstlerine (z doğrultusunda yukarılara) yayıldığını

gösterir (King ve ark. 1983; Cordova ve Mason 1985). Rezonans çizgilerinin diğer bir özelliği de zaman içinde çok değişken olabilmeleridir (Özkan ve ark., 1994a). Örneğin, YZ Cnc'de CIV  $\lambda 1550$  çizgisi, 25 dakika içerisinde salma ağırlıklı profilden soğurma ağırlıklı profile dönüşmüştür (Drew ve Verbunt, 1988). Birçok sistemde zamana bağımlılık yörünge fazı ile ilgilidir (Drew, 1993).

KD'lerde rüzgarların oluşum mekanizması kesin bilinmiyorsa da, bu rüzgarın, diskin iç kısımlarından yayınlanan ışınımın basıncı ile ortaya çıkması en popüler mekanizmadır (Prinja ve Rosen, 1995). Bu mekanizma aynı zamanda tek ve parlak OB yıldızlarındaki kütle kaybı mekanizması ile de yakından ilgilidir. Bipolar geometriyi gözönüne alarak yapay moröte çizgi hesaplamaları Drew (1987), Mauche ve Raymond (1987) ve Vitello ve Schlosman (1993) tarafından yapıldı. Bu araştırmacılar yaptıkları modelleri düşük dispersiyonlu moröte profillerine fit ederek kütle kaybı için  $\sim 10^{-10} M_{\odot} \text{yıl}^{-1}$  civarında bir değer buldular.

Bu çalışmada, 13 KD yıldızına ait düşük ayırlı IUE tayflarından itibaren CIV  $\lambda 1550$  profillerinden bulunan hızlar analiz edilmektedir. Çalışmamızda, önceki çalışmalara göre daha fazla sayıda tayf ve yıldız gözönüne alındığından ayrıntılı bir değerlendirme ile CIV çizgisini hem KD'ler hem de sıcak tek O ve B yıldızları açısından tartışmaktayız.

## 2. MATERYAL VE METOD

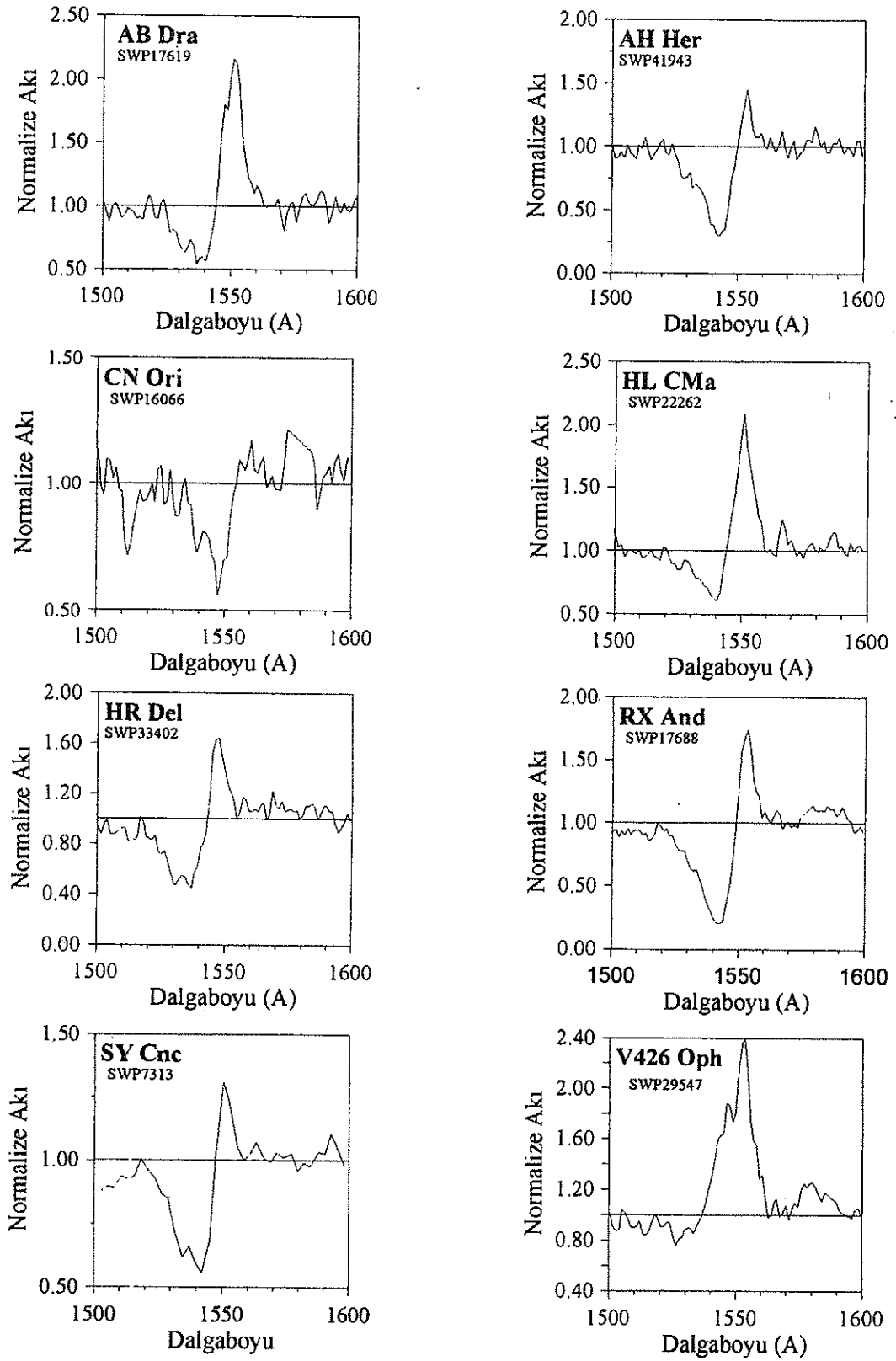
### 2.1. Düşük Dispersiyonlu IUE Verileri

Bu çalışmada 13 KD'e ait P-Cygni profili içeren 113 moröte tayfi incelendi. Yıldızlara ilişkin temel parametreler Çizelge I'de verilmektedir. Tayflar yıldızların etkin oldukları dönemleri yani patlama, patlamadan iniş, ve duraksama evrelerini kapsayacak şekilde sadece CIV P-Cygni profilleri olanlar seçildi. Tayfların indirgemeleri, sürekliliklerinden itibaren hızların elde edilmesi, hızların ve eşdeğer genişliklerin bulunması, KONTIN Paket Programı (KPP; Özkan ve ark., 1994b) ile yapılmıştır.

### 2.2. Hızları ve Eşdeğer Genişlikleri Ölçme Metodları

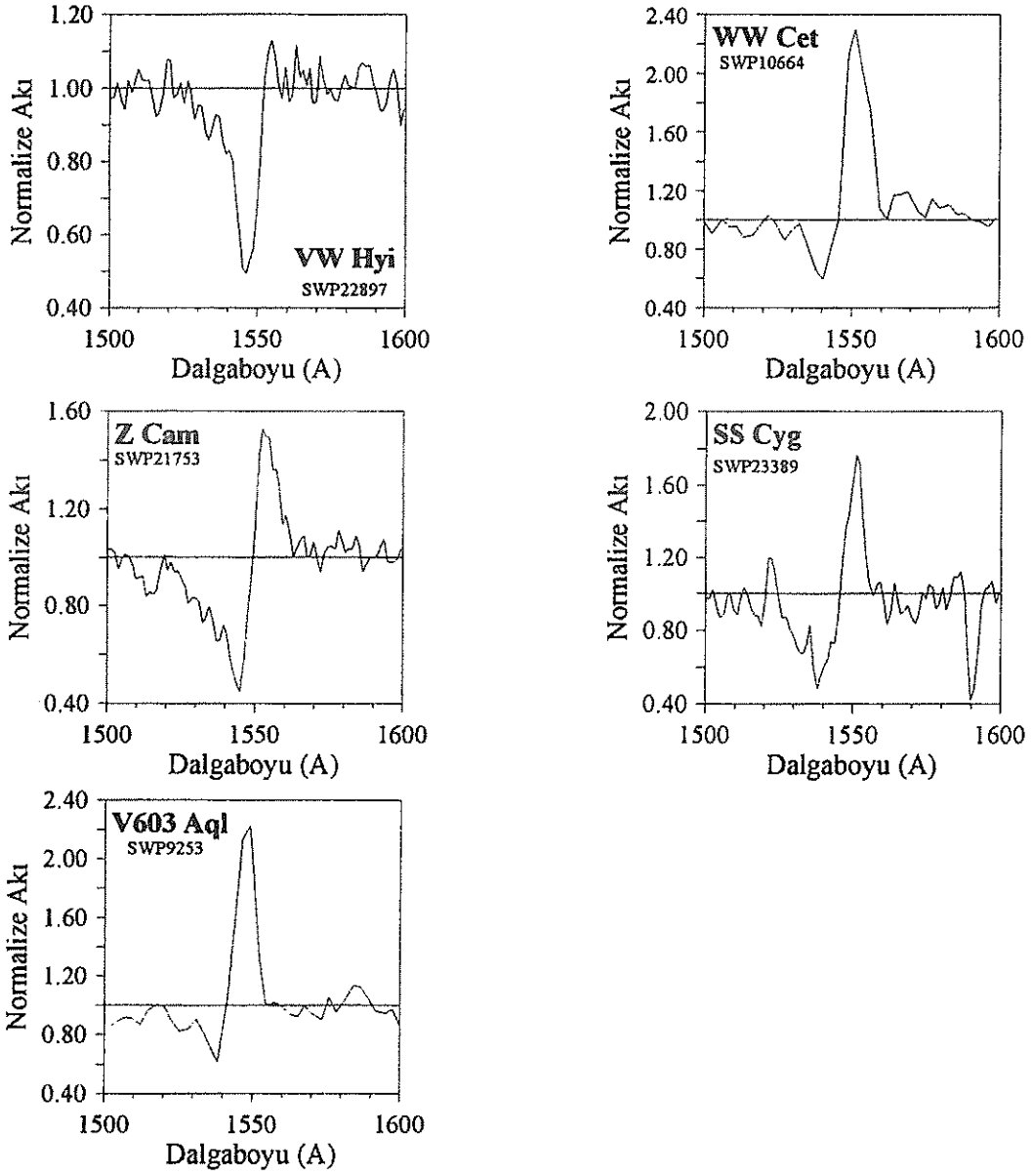
Çalışmanın temelini teşkil eden terminal hızlar KONTIN programı vasıtası ile normalize edildikten sonra CIV  $\lambda 1550$  çizgisinin soğurma bileşeninin kısa dalgaboyu tarafından sürekliliği kestiği noktadan belirlenmiştir. Bu hızlara ilaveten, Şekil.1'de her bir yıldıza ait birer örnekleri görülen P Cyg profillerinin yapısını daha iyi ortaya koyabilmek için, soğurma bileşeninin akısının minimum olduğu, salma bileşeninin akısının maksimum olduğu, salmanın uzun dalgaboyu tarafından sürekliliği kestiği noktalardan da hızlar bulunmuştur. Hızlar hesaplanırken laboratuvar dalgaboyu olarak CIV'ün  $\lambda 1550.768$  bileşeni kullanılmıştır.

CIV çizgisinin soğurma ve salma bileşenlerinin eşdeğer genişlikleri KONTIN programı ile hem üçgen ve hem yarigenişlik metodlarına göre interaktif olarak ölçülmüştür. Ancak özellikle soğurma bileşenlerinin yapılarının simetrik olmaması nedeniyle üçgen metoduyla ölçülen eşdeğer genişlikler değerlendirmeye alınmıştır.



Şekil.1. Normalize P Cygni profillerinin çalışılan yıldızlardaki birer örnekleri.





Şekil.1. (devam) Normalize P Cygni profillerinin çalışılan yıldızlardaki birer örnekleri.

**Çizelge I.** Çalışılan yıldızların sistem parametreleri (Ritter ve Kolb 1993).

Yıldız	Tip	i	M <sub>1</sub> (M <sub>☉</sub> )	M <sub>2</sub> (M <sub>☉</sub> )	Dönem (Gün)
RX And	DN ZC	51°	1.14	0.48	0.21
V603 Aql	NA XS	17	0.66	0.29	0.14
Z Cam	DN ZC	57	0.99	0.70	0.29
WW Cet	DN ZC	54	0.85	0.41	0.18
HL CMa	DN ZC	45:	1.0:	0.45	0.21
SY Cnc	DN ZC	26	0.89	1.10	0.38
SS Cyg	DN UG	37	1.19	0.70	0.28
HR Del	NB XS	40	0.67	0.55	0.21
AB Dra	DN ZC	-	-	-	0.15
AH Her	DN ZC	46	0.95	0.76	0.26
VW Hyi	DN SU	60	0.63	0.11	0.07
V426 Oph	DN ZC	59	0.9	0.70	0.29
CN Ori	DN UG	67	0.74	0.49	0.16

### 3. BULGULAR

Bu çalışmada ele alınan yıldızların etkinlik dönemlerinde ortaya çıkan hızlı rüzgarları gösteren gözlemsel moröte CIV profillerinin bazı özelliklerini ortaya koyabilmek ve dolayısı ile P-Cygni profillerinin soğurma ve salma bileşenlerini sistem parametreleri açısından daha iyi analiz etmek için profillerin 4 ayrı noktasından Bölüm 2.2’de anlatılan şekilde bulunan her bir yıldızın hızlarının ortalama değerleri Çizelge II’de verilmektedir. Çizelgenin ilk 4 sütünü sırası ile terminal hızı, soğurma bileşeninin minimum hızını, salma bileşeninin maksimum hızını, ve salmanın kenar hızını göstermektedir. Ayrıca, son iki sütun soğurma ve salma bileşenlerinin ortalama eşdeğer genişliklerini vermektedir.

Bu çalışmanın amaçlarından biri toplam 113 tayftan ölçülen 13 yıldızın hızlarının sistem parametreleri ile ilişkilerinin geniş çapta araştırılması idi. Burdan hareketle, çalışmamızda hızların eğim açılarına, eşdeğer genişliklere, dönemlerine, toplam kütlelerine bağlılıkları ortaya konmuştur. Bu bağlılıklar Şekil.2a, b, 3 ve 4’de gösterilmiştir.

Prinja (1994) sıcak yıldızlar üzerine yaptığı bir çalışmada, düşük ve yüksek ayırma güçlü tayflardaki CIV P Cygni profillerinin ölçümlerinden

$$V_{\text{ter}} = - 883 + 259 (\Delta\lambda) - 3 (\Delta\lambda)^2 \quad (1)$$

$$V_{\text{ter}} = - 51 + 229 (\lambda_0 - \lambda_{\text{min}}^{\text{soğ}}) - (\lambda_0 - \lambda_{\text{min}}^{\text{soğ}})^2 \quad (2)$$

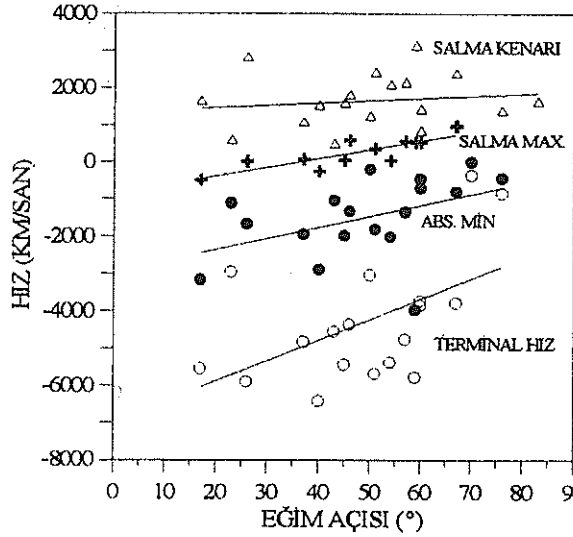
şeklinde iki bağıntı vermiştir. Bu bağıntılarda geçen  $V_{\text{ter}}$  hızı yüksek ayırmalı tayflardan elde edilen hız,  $\Delta\lambda (= \lambda_{\text{mak}}^{\text{sal}} - \lambda_{\text{min}}^{\text{soğ}})$  düşük ayırmalı tayflardan bulunan salma maksimumu ve soğurma minimumu arasındaki dalgaboyu farkıdır.  $\lambda_0$  1550.768 Å olarak alınmıştır. Bu bağıntıları çalışmamızdaki tayf ölçümlerine uygulayarak elde edilen sonuçlar Şekil.5a ve b’de verilmektedir.

Çizelge. II. 13 KD'e ait CIV profilinden bulunan hız ve eşdeğer genişliklerin ortalama değerleri.

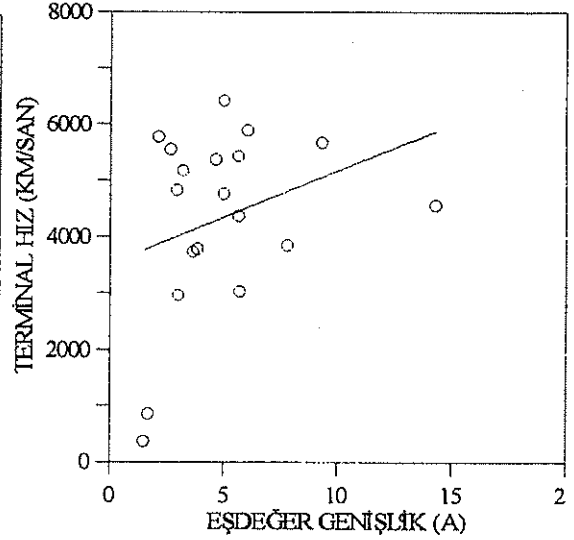
Yıldız	$V_{\text{soğurma kenar}}$ ( $\text{km s}^{-1}$ )	$V_{\text{soğurma minimum}}$ ( $\text{km s}^{-1}$ )	$V_{\text{salma maksimum}}$ ( $\text{km s}^{-1}$ )	$V_{\text{salma kenar}}$ ( $\text{km s}^{-1}$ )	$EW_{\text{soğurma}}$ (Å)	$EW_{\text{salma}}$ (Å)
RX And	-5670	-1810	360	2390	9.3	5.9
V603 Aql	-5550	-3170	-500	1615	2.6	10.6
Z Cam	-4750	-1350	560	2115	5.0	2.9
WW Cet	-5360	-2020	40	2060	4.6	10.2
HL CMa	-5430	-1985	45	1570	5.6	6.3
SY Cnc	-5890	-1680	10	2795	6.0	2.0
SS Cyg	-4820	-1950	65	1050	2.9	1.8
HR Del	-6420	-2890	-250	1500	5.0	4.4
AB Dra	-5160	-2670	-175	1850	3.2	11.9
AH Her	-4360	-1340	590	1785	5.7	2.4
VW Hyi	-3730	-710	540	1400	3.6	0.4
V426 Oph	-5770	-3970	540	3110	2.1	21.7
Cn Ori	-3780	-805	970	2360	3.8	1.3

#### 4. TARTIŞMA VE SONUÇ

Kataklişik değişenler gibi çift yıldızlar ve Wolf-Rayet (WR) yıldızları, OB tipi yıldızlar, gezegenimsi nebuların çekirdekleri gibi tek yıldızlardan dışarıya doğru yoğun ve hızlı bir madde akışının olduğu özellikle moröte tayflarından çok belirgin olarak ortaya konabilir. Bu rüzgarlar vasıtasıyla kütle kaybı kataklišik çift yıldızlarda  $\sim 10^{-10} M_{\odot} \text{ yıl}^{-1}$  mertebesinde ve sıcak tek yıldızlarda  $\sim 10^{-5} M_{\odot} \text{ yıl}^{-1}$  civarında olmaktadır. Yıldız rüzgarlarının nitel tanımlamalarında temel bir parametre terminal hızdır. Örneğin, kütle kaybı hesaplamalarında, rüzgarı ortaya çıkaran mekanizmalarda, yıldızlararası ortama karışan maddenin enerjisini ve momentumunu bulmada terminal hızların doğru bilinmesi önemlidir. Bu nedenle güvenilir hızları bulabilmek içinde çok sayıda yıldıza ait yüksek ayırma güçlü tayflar gereklidir. Ancak IUE uydusu ile KD'leri içeren ve yüksek ayırma gücünde alınan tayflar yeterince olmakla beraber, çeşitli sorunların çözümüne yönelik gözlemler yapıldığından bu açığı kapamak üzere aynı zamanda düşük ayırmalı tayflardan da yararlanmak en azından şimdilik yerinde olacaktır. Literatüre bakıldığında görülür ki şimdiye kadar terminal hızların profillerden bulunması çeşitli çalışmalarda yapılmakla beraber kullanılan tayf sayısı çok azdır. Devam eden bir proje çerçevesinde sunduğumuz bu çalışmada hem incelenen yıldız sayısı hem de kullanılan düşük ayırmalı tayf sayısı yeterince çoktur. Zaten projenin devamında KD'lere ait yüksek ayırmalı tayflarda gözönüne alınacaktır.



**Şekil.2a.** Her bir sisteme ait P Cygni profili bileşenlerinden bulunan hızların eğimin bir fonksiyonu olarak değişimi.

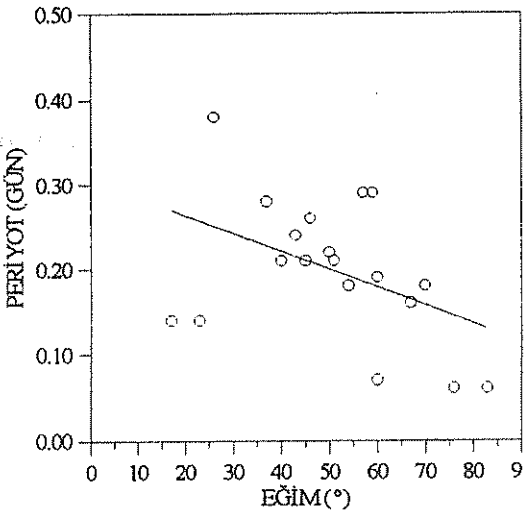


**Şekil.2b.** C IV'ün soğurma bileşenlerinden ölçülen terminal hızların yine aynı bileşene ait eşdeğer genişliklerine göre değişimi.

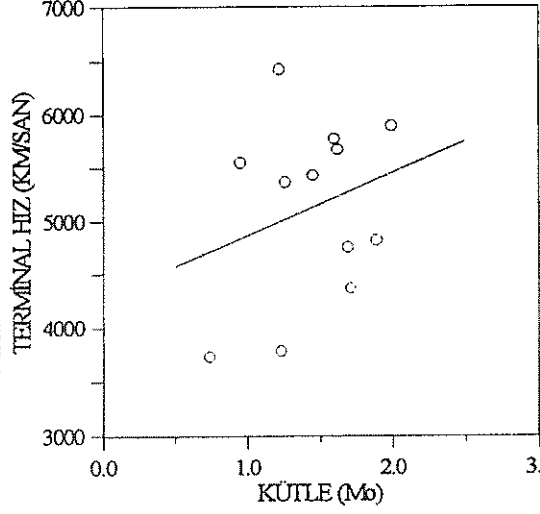
Bu çalışmada esas olarak P Cygni bileşenlerinden ölçülen hızlar, sistem parametreleri açısından ele alınmış ve gerek KD'ler gerekse sıcak tek yıldızlarda CIV'e ilişkin yapılan çalışmalarla karşılaştırılmıştır. Varılan sonuçlar şöyledir:

Daha önceki çalışmalardan (Cordova ve Mason 1982; Cordova ve Mason 1984 ; Drew 1987) CIV P Cygni profillerinin şekilleri sistemin eğimine bağlı olarak değiştiği bilinmesine rağmen 13 KD için profilden ölçülen hızların doğrudan eğim açısına göre değişimini ayrıntılı olarak burada incelemekteyiz. Ayrıca Prinja ve Rosen'in (1995) yüksek ayırmalı tayflara dayanarak 10 KD için yaptığı çalışmanın sonuçlarını da gözönüne alıyoruz. Bu çalışmadaki üç yıldız (SS Cyg, VW Hyi, ve Z Cam) bizim burada incelediğimiz yıldızlar içindedir. Böylece iki çalışmadan toplam 20 KD için ortaya çıkan hız-eğim ilişkisinin verildiği Şekil.2a'dan açıkça görülmektedir ki eğim büyüdükçe soğurma profillerinden elde edilen hızlar küçülmekte ve salma bileşenlerinden elde edilen ise tersine artmaktadır. Buna bağlı olarak soğurma bileşeninin eşdeğer genişliği küçüldükçe (eğim büyük) terminal hız küçülmektedir (bkz Şekil.2b). Dolayısı ile bu sonuç yukarıdaki çalışmaları başka bir açıdan desteklemektedir.

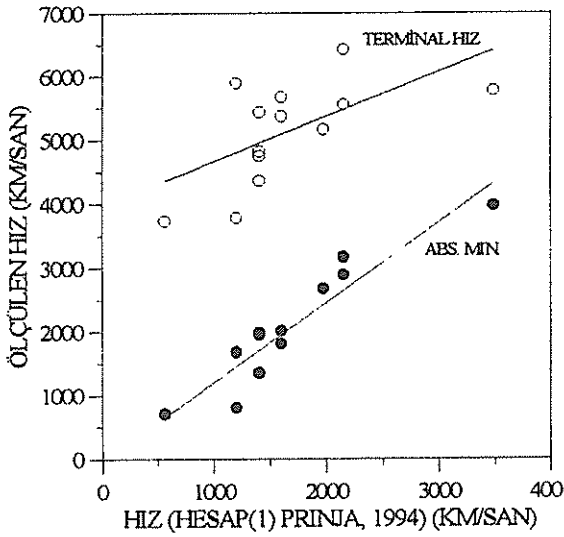
Yine bu çalışmada ortaya konulan gözlemsel diğer bir sonuç da şöyle: sistemlerin eğim açıları küçülürken dönemlerin büyüdüğü Şekil.3'den açık bir biçimde görülmektedir. Böylece eğim-hız ve eğim-dönem ilişkisinden sistemin dönemi büyüdükçe terminal hızın arttığını anlamaktayız. Diğer bir deyişle küçük dönemli sistemlerde rüzgarlarla kütle kaybı daha az olmaktadır. Örneğin dönemleri daha uzun olan Z Cam türü cüce novalarda kütle kaybı, dönemleri daha kısa diğer bir alt grup olan SU UMa'lardan daha büyüktür (Cannizzo ve Pudritz 1988).



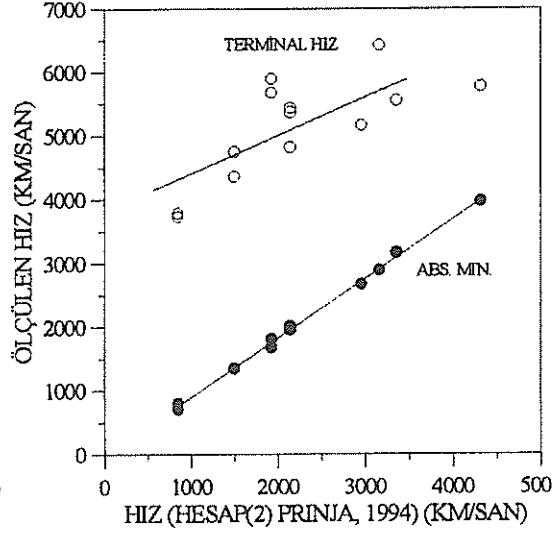
Şekil.3. Çalışılan sistemlere ait eğim-periyot ilişkisi.



Şekil.4. Terminal hızların sistemlerin toplam kütlelerine bağlılığı.



Şekil.5a. Soğurma bileşeninin kontinyualla kesişme noktası ve akının minimum olduğu noktadan ölçülen hızların Prinja (1994)'deki 1. bağıntısından bulunan hızlarla karşılaştırılması.



Şekil.5b. Şekil.5a 'daki gibi terminal ve minimum hızların bu sefer Prinja (1994)'deki 2. bağıntısına göre hesaplanan hızlarla karşılaştırılması.

Terminal hızı sistemin en önemli bir büyüklüğü olan kütle ile ilişkisine baktığımızda şu özelliği görmekteyiz. Bilinmektedir ki kütle büyüdükçe dönem de büyümektedir (Patterson 1984). O halde az önce ifade edildiği üzere terminal hız dönem ile doğru orantılı olarak büyüdüğünden Şekil.4.'de görüldüğü gibi sistemin artan toplam kütlesi ile de artmaktadır. Yani bunun anlamı toplam kütle büyüdükçe sistemden kütle kaybının daha büyük olacağı şeklindedir.

Prinja 'nın (1994) verdiği (1) ve (2) bağıntılarını çalışmamızda kullanılan soğurma ve salma bileşenlerine uygulayarak hesaplanan hızlar ile aynı tayflardan ölçülen hızlarla karşılaştırıldığında (bkz. Şekil.5a, b) görülmektedir ki, sıcak yıldızların CIV P Cygni' lerinden elde edilen terminal hızlar, KD'lerdeki aynı çizginin soğurma minimumundan ölçülen hızlara karşılık gelmektedir. Bu sonuç şöyle yorumlanabilir: Geleneksel olarak terminal hızlar, P Cyg profillerinin mavi kenarının sürekliliği kestiği noktadan ölçülür. Ancak Hamann (1980), Lamers, Cerruti-Sola & Perinotto (1987) ve Groenewegen, Lamers, ve Pauldrach (1989) yaptıkları çalışmalarda, sıcak O ve B yıldızlarının rüzgarlarında şokların neden olduğu kaotik hareketlerden dolayı terminal hızın kesim noktasından değil, soğurma bileşeninin minimumunun yukarıya doğru kıvrıldığı noktadan ölçülmesinin gerektiğini vurgulamışlar ve daha sonra yapılan çalışmalarda (Prinja 1994 ; Lamers ve ark. 1995) bu kurala uyularak ölçümler yapılmıştır. Dolayısı ile bu hızların KD'lerde mavi bileşeninin minimumundaki hızlara yakın çıkması normaldir.

### *Teşekkür*

Bu çalışma İstanbul Üniversitesi Araştırma Fonunca desteklenmiştir. Proje No: 789/131295. Tayfların indirgenmesinde Gebze - MAM (TÜBİTAK)'da bulunan VAX 11/780 ile Çekmece Nükleer Araştırma Merkezi - Nükleer Mühendislik Bölümündeki 11/750 bilgisayar sistemleri kullanılmıştır.

## 5. KAYNAKLAR

- Cordova, F.A., Mason, K.O., 1982, ApJ, 260, 716.  
Cordova, F.A., Mason, K.O., 1984, NASA CP, 2349, 377.  
Cordova, F.A., Mason, K.O., 1985, ApJ, 290, 671.  
Cannizzo, J. K. Pudritz, R., 1988, ApJ, 327, 840.  
Drew, J. E., 1987, MNRAS, 224, 595.  
Drew, J. E., Verbunt, F., 1988, MNRAS, 234, 341.  
Drew, J.E., 1993, in Regev O., Shaviv J., eds, Proc. 2nd Technion Haifa Conf., Ann. Israel Phys. Soc., p. 128.  
Groenewegen, M. A. T., Lamers, H.J.G.L.M., & Pauldrach, A. W. A. 1989, A&A, 221, 78.  
Guinan, E.F., Sion. E.M., 1980a, NASA CP, 2171, 471.  
Guinan, E.F., Sion. E.M., 1980b, NASA CP, 2171, 477.  
Hutchings, J.B., 1980, PASP, 92, 458.  
Hamann, W.R. 1980, A&A, 84, 342.  
Klare, G., Krautter, J., Wolf, B., Stahl, O., Vogt, N., Wargau, W., Rahe, J., 1982, A&A, 113, 76.  
King, A. R., Jameson, F. J. & Sherrington, M. R., 1983, MNRAS, 203, 677.

- Patterson, J., 1984, *ApJS*, 54, 443.
- Lamers, H.J.G.L.M., Cerruti-Sola, M., Perinotto, M. 1987, *ApJ*, 314, 726.
- Lamers, H.J.G.L.M., Snow, T. P., & Lindholm, D. M., 1995, *ApJ*, 455,269.
- Mauche, C. W., Raymond, J. C., 1987, *ApJ*, 323, 690.
- Özkan, M.T., Ak, T., Saygac, S., Esenoğlu, H.H., Güler, S., 1994a, IAU Symposium 165, S165.CV.107, P95.
- Özkan, M.T., Güler, S., Ak, T., Esenoğlu, H.H, Saygac, A.T., 1994b, University of Istanbul, Faculty of Science, The Journal of Astronomy & Physics, Vol.59, 37.
- Prinja, R.K., 1994, *A&A*, 289, 221.
- Prinja, R.K., ve Rosen, S.R., 1995, *MNRAS*, 273, 461.
- Ritter, H., Kolb, U., 1993, *Complitation of Cataclysmic Binaries With Known or Suspected Orbital Periods*. Eds. W.H.G. Lewin, J. van Paradijs and E.P.J. van den Heuvel  
Cambridge University Press.
- Vitello, P., Schlosman, I., 1993, *ApJ*, 410, 815.

X Ulusal Astronomi Kongresi  
3-6/9/1996, İSTANBUL

## PULSARLARIN ELLİPTİK IŞIMA DİYAGRAMI VE TOPLAM IŞIMA GÜCÜ

I.M.Yusifov<sup>1,2</sup> and M.E. Özel<sup>1</sup>

<sup>1</sup> Marmara Araştırma Merkezi, Uzay Teknolojileri Bölümü, Gebze-Kocaeli, TÜRKİYE.

<sup>2</sup> Azerbaycan Bilimler Akademisi, Fizika Enstitüsü, Bakü 370143, AZERBAIJAN.

### Özet:

Pulsarların ışımaya diyagramı kesitinin elips şeklinde olması göz önüne alınarak yeni ve daha doğru bir toplam ışımaya gücü (luminosity) ifadesi elde edilmiştir. Yeni formülünü elde etmede, eliptisite' ye ek olarak polarizasyon verileri kullanılarak magnetik ve dönme eksenleri arasındaki açı için bulunan yeni değerler kullanılmıştır. Polarizasyon verisi var olan 160 pulsarın yeni formülle tüm ışımaya güçleri bulunmuş ve bunun  $L=A (E_{\dot{}}/P)^{1/2}$  şeklinde değiştiği görülmüştür.

ANAHTAR KELMELER: pulsarlar, ışımaya mekanizması, evrimi

## ELLIPTIC RADIATION BEAM AND LUMINOSITY LAW OF PULSARS

I.M.Yusifov<sup>1,2</sup> and M.E. Özel<sup>1</sup>

<sup>1</sup> Marmara Research Center, Space Technologies Department, Gebze-Kocaeli, TURKEY

<sup>2</sup> Institute of Physics of Academy of Sciences, Baku 370143, AZERBAIJAN

### Abstract

Considering the elliptical form of the radiation diagram a corrected radio luminosity formula of pulsars is presented. After correction for ellipticity, the values of inclination angles between the rotation and magnetic axes, the total luminosity's of 160 pulsars with the available spectral and polarization data are calculated. It is shown that the radio luminosity can be described by the relation  $L=A(E_{\dot{}}/P)^{1/2}$ .

Keywords: Pulsars: general—Pulsars: evolution—pulsars

### 1 Introduction

The luminosity law of pulsars considered in the literature repeatedly. Several type of luminosity laws such as the simple  $L \propto B^2$  Gunn and Ostriker (1970), where B is the magnetic field, also as composite relations Stollman (1987) and Narayan and Ostriker (1990) have been proposed. In late investigations the luminosity is described by two or three relations. This investigations based on the luminosity's calculated by the Taylor and Manchester (1975) relation:

$$L_1 = \pi^3 (We/P) d^2 S_{400} \Delta f \quad (1)$$



where  $P$  and  $W_e$  period and equivalent width pulses,  $d$  is the distance to the pulsar,  $S_{400}$  is the average flux density at 400 MHz and  $\Delta f$  is the frequency band width. There are various attempts to derive the precise relation for luminosity, for example Proszynski et al. (1984), Taylor et al. (1986) and Guseinov and Yusifov (1986). A more exact relation for luminosity, considering the of center scan of circular radiation beams of pulsars, was derived by Wu and Manchester (1990):

$$L_3 = L_1 K_1 K_2 \tag{2}$$

where  $K_1 = \rho / \Delta\phi_e$  and  $K_2 = \exp(A^2\beta^2) = \exp(\pi Q^2/4(1-Q^2))$ . In these expressions  $\rho$  is the cone angle of the radiation beam,  $\Delta\phi_e$  is the half apparent beamwidth,  $A$  is a constant,  $\beta$  is the angle between the line of sight and the magnetic axis and  $Q = \beta/\rho$ . In the investigations of Biggs (1990), Radhakrishnan and Rankin (1990) and McKinnon (1993) it was shown that the radiation beam of pulsars is compressed along the meridional direction. Below we derive the relation similar to expression (2) for elliptic shape of radiation diagram and analyze the influence of this to the results. It is also of interest to investigate total luminosity, obtained integrating the observed flux over the spectrum and analyses of the contribution of different factors to the results.

## 2 The correction of radio luminosity for the ellipticity of the radiation diagram and for the spectrum

In this paper to calculate the luminosity of pulsars in general used the relation (2) of Wu and Manchester (1990), but we include the correction for ellipticity of the radiation diagram. Let us assume that the minor and major axes of the polar cap ellipse are  $\rho_1$  and  $\rho$ . As shown by Biggs (1990) and McKinnon (1993) the ratio  $\rho_1 / \rho$  is a function of inclination angle  $\alpha$  between the magnetic and rotation axes

$$\rho_1 / \rho = K(\alpha) = \cos(\delta) \sqrt{\cos(\alpha - \delta)} \tag{3}$$

where

$$\tan(\alpha - \delta) = 2 \tan \delta \tag{4}$$

For deducing the relations (1) and (2) the circular shape of radiation diagram is assumed. The simplest way to account for the ellipticity is include in to the relation (2) an additional factor  $K(\alpha)$  from (3)

$$L_4 = L_1 K_1 K_2 (\alpha) \tag{5}$$

By the relation (1) the monochromatic luminosity is calculated. For the statistical investigations oftenly used the more simple relation

$$L_0 = S_{400} d^2 \tag{6}$$

At present for the large number of pulsars the mean flux densities at least for two frequencies is presented (Taylor et al., 1995 and references therein). More reliable spectral dates for the 280 pulsars are presented in the recent paper Lorimer et al. (1994). These dates allow us to calculate

$$S = \int_{\nu_1}^{\nu_2} S_{\nu} d\nu \tag{7}$$

and replacing it in the relation (1) to evaluate the luminosity of pulsars in given spectral band. For the various pulsars the limits of frequencies  $\nu_1$  and  $\nu_2$  differ significantly from pulsar to pulsar. In order to obtain a homogeneous sample we integrated the  $S_{\nu}$  in the frequency range 400-1400 MHz.

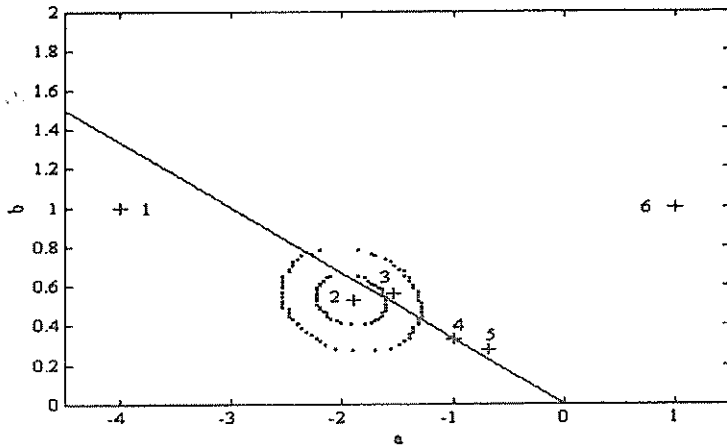
In the investigations Rankin(1994), Lyne and Manchester(1985), Malov(1990) and Guseinov and Yusifov (1985) for estimation the angle  $\alpha$ , a circular radiation beam was assumed. In this research the value  $\alpha$  for calculation  $K(\alpha)$  is adopted from Yusifov et al. (1996), where the elliptic shape of the radiation beam is assumed. In such a way using the relation (5) for more than 160 pulsars with published spectral, polarization and pulse width data the total luminosity's are calculated. The value  $L_1$  is calculated from the (1) substituting  $S$  from (7) instead of  $S_{400}$  and the distances  $d$  from the catalogue Taylor et al. (1994). In calculating the factors  $K_1$  and  $K_2$  for various groups of pulsars the angular width of the radiation diagram  $\rho$  adopted from the Rankin (1994) and Gil (1994) as  $\rho = cP^{-0.5}$ , where  $c$  is constant for the various group of pulsars and the new values of  $\alpha$  from Yusifov et al.(1995). The obtained values of luminosity's  $L_4$  together with the pulsar names, flux densities at 400 MHz and spectral indexes in the range of frequencies  $\nu_1$  and  $\nu_2$  presented in the table in the appendix in the Yusifov et al.(1996). To avoid some possible errors connected with extremely of center scans of the radiation diagram we exclude from consideration the pulsars with  $\beta/\rho \geq 0.96$  and present results to refer to the remain 130 PSR with good polarization data. The dependence of luminosity from the main physical properties is searched as

$$L_4 = AP^a \cdot P_{dot}^b \tag{8}$$

where  $P$  and  $P_{dot}$  are the rotation periods and derivatives of periods of PSRs.

**Table 1:** Two dimensional fitting of luminosity's

Param	A	a	b
$L_4$	$26.8 \pm 0.09$	$-1.96 \pm 0.21$	$0.54 \pm 0.08$
$L_0$	$1.9 \pm 0.07$	$-0.71 \pm 0.18$	$0.3 \pm 0.07$
$L_4/L_0$	$24.85 \pm 0.07$	$-1.25 \pm 0.17$	$0.23 \pm 0.07$
$K_1$		$-0.8 \pm 0.15$	$0.29 \pm 0.06$
$L_1$	$27.8 \pm 0.09$	$-0.83 \pm 0.21$	$0.15 \pm 0.08$
$K_w$		$-0.03 \pm 0.08$	$-0.17 \pm 0.03$
$K_2$		$-0.39 \pm 0.14$	$0.09 \pm 0.05$
$K(\alpha)$		$0.07 \pm 0.02$	$-0.01 \pm 0.006$



**Figure1:**Contours of  $1\sigma$  and  $2\sigma$  confidence levels in the  $a$ - $b$  parameter space for the  $L_4$ . By “+” shown some of the obtained luminosity low results by various authors as (1) Wu Xinji et al.(1980), (2)-Present results, (3)-Wu & Manchester(1990), (4)-Narayan (1987), (5)-Lorimer et al.(1993) and (6)-Gunn & Ostriker(1970) and Lyne et al.(1985).

The results of multiregression analysis for two variables are presented in the Table 1. In the first line luminosity's calculated by the relation (5) for the distances from the catalogue Taylor et al. (1995). In the second line the approximation for the  $L_0$  is presented. The significant differences in values  $a$  and  $b$  for the luminosity's  $L_0$  and  $L_4$  indicate, that one must be very cheerfully making conclusion in statistical investigations, due to that the  $L_0$  is not the intrinsic luminosity of pulsars. Line 3 correspond to the values  $L_4/L_0$ , and this indicate how it may be large the influence of additional factors in obtaining the final luminosity  $L_4$ . We analyzed separately the influence of additional factors as  $K_1$ ,  $K_2$ ,  $K(\alpha)$ , integrated flux  $S$  from (7) and others to the  $L_4$  and find that the value  $a$  in relation (8) more affected by the  $K_1$  than other parameters. Two dimensional fitting of  $K_1$  is shown in line (4) in the table 1.

Fig. 1 shows the  $1$  and  $2\sigma$  contours of the fit  $L_4$  (first line in table 1) in the  $a - b$  plane. The straight line correspond to the luminosity law as the form  $L \propto E_{\dot{\text{rot}}}^k$ , for the various  $k$ , where  $E_{\dot{\text{rot}}}$  is the loss rate of rotational energy. As the main source of pulsar energetic is the  $E_{\dot{\text{rot}}}$ , it is not surprising that the luminosity law results of various authors mainly displaced around this straight line.

In line 5 presented the two dimensional fitting of luminosity's  $L_1$ , calculated by relation (1). As it is expected, the parameters  $a$  and  $b$  not significantly deviated for  $L_1$  and  $Sd^2$ .

### 3 Conclusion

In this paper we present the formulae for the total luminosity of pulsars corrected for ellipticity of radiation diagram and found the new luminosity relation. In our approximation the relation (8) may be written as:

$$L_4 = AP^{-2} P_{\dot{}}^{0.54} \quad (9)$$

or

$$L_4 = A (E_{\dot{}}/P)^{1/2} \quad (10)$$

This result is some what differ from the Wu and Manchester (1990) relation  $L_3 \propto E_{\dot{}}^{0.54}$ . In order to choose the final shape of luminosity relation, appreciably the precise spectral and polarization data and the accurate analization of there is required.

**Acknowledgments.** We would like to thank H. Ögelman, M.A. Alpar, O.Husein, Ü.Kiziloglu and A.Esendemir for discussion and many helpful comments. IMY thanks for the grant of American Astronomical Society in 1994 and for the financial support by TÜBİTAK .

#### REFERENCES

- Biggs, J.D., 1990, MNRAS, 245, 514.  
Gil, J.A., Kijak, J. and Seradakis, J.H., 1993, A & A, 272, 268.  
Gunn, J.E. and Ostriker, J.P., 1970, Ap.J., 160, 979.  
Guseinov, O.H. and Yusifov, I.M., 1985, Sov. Astron. Z., 62, 240, (in Russian).  
Guseinov, O.H. and Yusifov, I.M., 1986, Sov. Astron. Z., 63, 265, (in Russian).  
Lorimer, D.R., Yates, J.A., Lyne, A.G. and Gould, D.M., 1995, MNRAS, 273, 411.  
Lorimer, D.R., Bailes, M., Dewey, R.J. & Harrison, P.A., 1993, MNRAS, 263, 403.  
Lyne, A.G. and Manchester, R.N., 1988, MNRAS, 234, 477.  
Lyne, A.G., Manchester, R.N., & Taylor, J.H., 1985, MNRAS, 213, 613.  
Malow, I.F., 1990, Sov. Astron. Z., 67, 377.  
McKinnon, M.M., 1993, Ap.J., 352, 222.  
Narayan, R., 1987, Ap.J., 319, 162.  
Narayan, R. and Ostriker, J.P., 1990, Ap.J., 352, 222.  
Proszynski, M. and Przybycien, D., 1984, In Proceedings of the Workshop on "Millisecond Pulsars" held at NRAO Green Bank, W. Vrig., June.  
Radhakrishnan, V. and Rankin, J.M., 1990, Ap.J., 352, 258.  
Rankin, J.M., 1994, Ap.J., 405, 285.  
Stollman, G.M., 1987, A & A, 171, 152.  
Taylor, J.H. and Manchester, R.N., 1975, AJ, 80, 794.  
Taylor, J.H., Stinebring, D.R., 1986, Ann. Rev. Astro. Astrophys., 24, 285.  
Taylor, J.H., Manchester, R.N., Lyne, A.G. and Camilo, 1995, Catalog of 706 PSRs, pulsar@princeton.edu, pub/catalog.  
Wu, X.J. and Manchester, R.N., 1990, IUA Coll. No. 128, The magnitospheric structure and emission mechanisms of radio pulsars, Lagov (Poland) 17-23, June 1990, ed. T.H.Hankins, J.M.Rankin, J.A.Gil, 365.  
Wu, X.J., Yang, H.S., Qiao, G.J., Deng, G.X., 1980, Chin. Astro., 4, 220.  
Yusifov, I.M., Alpar, M.A., Guseinov, O.H., and Özel, M.E., 1996, in preparation

## SÜPERNOVA KALINTILARININ UZAKLIKLARINA YENİ BİR YAKLAŞIM

A. O. Allahverdiyev

Institute of Physics of Academy of Sciences of Azerbaijan, Baku 370143, Azerbaijan;  
TÜBİTAK Marmara Araştırma Merkezi, PK 21, 41470, Gebze-Kocaeli

A. Ankey

Orta Doğu Teknik Üniversitesi Fen-Edebiyat Fakültesi Fizik Bölümü, 06531 Ankara

### Özet

Bizim galaksimizdeki süpernova kalıntılarının uzaklık problemlerini tartıştık. Yaklaşık 200 kalıntı için uzaklık kataloğu yaptık. Son uzaklık değeri bulunurken kalıntıya dek olan uzaklık değerlendirmelerinin hepsinden kullanmaya önem verdik.

Anahtar Kelimeler: Süpernova:süpernova kalıntıları- $\Sigma(D)$  bağıntısı-uzaklık

## CATALOG OF RADIO, X-RAY AND OPTIC DATA OF SUPERNOVA REMNANTS WHICH ARE USED FOR DISTANCE ESTIMATION TO THEM

### Abstract

We discussed the problems for distances of supernova remnants in our galaxy. We prepared a catalogue of distances for about 200 remnants. While trying to find adopted distance values we used all the distance values given in the literature.

Keywords: Supernova:supernova remnants- $\Sigma(D)$  dependence-distance

Galaksimizde 200'den fazla süpernova kalıntısı (SNR) mevcuttur. Bu kalıntıların anlaşılmasında en önemli nokta bu SNR'lara olan gerçek uzaklık skalasının anlaşılmasıdır. Genellikle, iyi bilinen  $\Sigma(D)$  bağıntısı (radio yüzey parlaklığının çapa olan bağımlılığı) kabaca SNR'ların uzaklık tahmini olarak kullanılır (Allahverdiyev 1983, Huang ve Thaddeus 1985).

SNR'lara olan uzaklığın astronomide üzerinde çalışılan birçok objede olduğu gibi, belli bir kesinlikle hesabı oldukça zordur. Dolayısıyla konu üzerinde çalışırken değişik metodlarla bulunmuş bütün SNR tahminlerinin kullanılması gereklidir (metodlar için bakınız Allahverdiyev 1983). Fakat maalesef en çok kullanılan metodlar uzaklığı düşük derecede bir güvenilirlikle, yüzde 30'dan daha yüksek bir hata payı ile hesaplayabilmektedirler. Değişik yollarla hesaplanan uzaklık tahminleri aynı olduğunda,

güvenilirlik artmaktadır. Dolayısıyla, biz de SNR uzaklık tahmini için gerekli bütün datayı topladık.

Zaman zaman bu problem üzerinde çalıştık. Ve on yıl sonunda, uzaklık hesabında zaman zaman radio dataları ile birlikte kullanılan çok sayıda yeni X-ışın datası elde ettik. Yaklaşık 60 SNR için en azından bir metodla, en çok da HI ile uzaklık tahminleri elde ettik.

Daha önce elde ettiğimiz sonuçlar doğrulandı ki; SNR gözlemlenilen datanın daha ileri tahminleri (akılar ve açısal genişlikler) ve iyi hesaplanmış mesafelerde kalibratörlerin sayısında bir artış, daha evvel sunulan  $\Sigma(D)$  bağıntısının geliştirilmesine yardımcı olamaz. Bu  $\Sigma-D$  diagramında sadece kabuk tipi SNR'lar için bile indirgenemeyen noktaların geniş dağılımı ile bağıntılıdır. Yakın galaksilerde gözlenen süpernova kalıntıları da aynı fikri vurgulamaya yardımcıdır. Dolayısıyla  $\Sigma(D)$  bağıntısı büyük bir dikkatle ve bir ilk adım olarak kullanılmalıdır. Bilindiği gibi, çevre yoğunluğu ve patlama enerjisi SNR evrimini etkileyen iki önemli faktördür. SNR içindeki pulsar aktivitesinin SNR yüzey parlaklığı üzerinde önemli etki edebileceği ortaya çıkmıştır. Dolayısıyla, sözü edilen iki faktör dışında pulsar aktivitesi de hesaba katılmalıdır.

Optik verilerden  $A_v$ , optik azalmayı, SNR'ların X-ışın spektrumuna en iyi uyan parametreler olan  $N(H)$  ve  $kT$ , elde edilebildiğinde her SNR için X-ışın akısı ve ışıma ve genişleme hızı elde ettik (Seward 1990). Radio ve X-ışın verileri genel literatürden elde edilmiştir.

Sözü edilen yeni yaklaşım, süpernova kalıntılarının uzaklıklarının bulunmasında  $\Sigma(D)$  bağıntısının kullanılmasına aittir. Araştırmalar göstermiştir ki; SNR'ların radio ışıması yıldızlararası ortamın düzenli komponentinden (HI gazı) daha çok, orta ölçülü bulutlarla (10-15 pc) etkilenir. O yüzden  $\Sigma(D)$  bağıntısını kalibrelemek için bir tek uzaklığın iyi bilinmesi kriteri yeterli değildir.  $\Sigma(D)$  bağıntısını bilmek için kullanılan kalıntıların yaklaşık aynı ortamda bulunması çok önemlidir.

Kalibratörlerin uzaklıklarının tartışılması sonucunda 19 güvenilir uzaklıklı kalibratör seçilmiştir. Galakside her bir yönde görülebilen göreceli parlak ( $\Sigma \geq 10^{-20}$  W/m<sup>2</sup>Hz.ster) SNR için sadece  $\Sigma = 2 \times 10^{-16} D^{-3}$  eşitliği yeterlidir.

$\Sigma(D)$  bağıntısından bulunan uzaklıklar o kadar da güvenilir olmadığından, somut süpernova kalıntısına dek bilinen tüm uzaklık değerlendirmelerini kullanarak bizim Galaksimizdeki SNR'lar için uzaklık kataloğu hazırladık.

Kaynaklar:

1. Allakhverdiyev A. O., Guseinov O. H., Kasumov F. K. ve Yusifov I. M. 1983 a, Astrophys. Space Sci., 97, 287
2. Allakhverdiyev A. O., Amnuel P. R., Guseinov O. H., Kasumov F. K. 1983 b, Astrophys. Space Sci., 97, 261
3. Allakhverdiyev A. O., Guseinov O. H. ve Kasumov F. K. 1986, Astrophys. Space Sci., 121, 21
4. Green D. A. 1994, MRA önbasım
5. Huang Y,-p. ve Thaddeus P. 1985, Astrophys. J., 295, L13
6. Seward F. D. 1990, Astrophys. J. Suppl., 73,781
7. Saken J. M., Long K: S., Blair W. P. ve Winkler P: F. 1995, Astrophys.J., 443, 231

## YILDIZLARDA KİMYASAL ELEMENTLER

H. Gökmen TEKTUNALI

İ.Ü.F.F. Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 34452- Üniversite İSTANBUL

(Çağrılı Bildiri)

**Özet:** Gözlemsel yıldız spektroskopisinin bir yüzyıldan fazla bir geçmişi olmasına rağmen, sonuçta elde edilen veriler hala kolaylıkla kullanılabilir bir formda değildir. Buna mukabil bu türden temel bilgi gereksinimi, günümüzde her zamankinden daha çoktur; çünkü artık yeni dalgaboyu bölgelerini (morötesi, kırmızıötesi) incelemek mümkündür ve ayrıca günümüz alıcıları sadece spektrumun dar bir bölgesini analiz edebildiklerinden, stratejik elementlerin seçimi de çok dikkatli yapılmalıdır.

Bu çağrılı konuşma; yorumdan ziyade gözlemlere dayanarak, yıldızlarda teşhis edilmiş bazı kimyasal elementlerin davranışı ile ilgili bilgilerimizin bir özetini sunmaktadır. Mümkün olduğu hallerde bu davranış; ya farklı tip yıldızlardaki eşdeğer genişlikler veya hem absorpsiyon hem de emisyon özellikleri için farklı iyonizasyon seviyelerinin yardımıyla, nicel olarak tanımlanmıştır.

**Anahtar Kelimeler:** *Spektroskopi, kimyasal bolluk.*

## THE CHEMICAL ELEMENTS IN STARS

(Invited Speak)

**Summary:** Despite more than one century of observational stellar spectroscopy, the resulting data are not available in an easily accesible format. The necessity of such basic information is greater than ever, because new wavelenght regions (ultraviolet, infrared) are now accesible and because modern receivers can only analyze short stretches of spectra, so that a careful preselection of strategic elements is mandatory.

This invited speak presents a summary of our knowledge of the behavior of some chemical elements identified in stars, based on observations rather than on their intepretations. Whenever possible, the behavior is described quantitatively, with the help of equivalent widths in different types of stars, or different ionization stages, for both absorbtion and emission features.

**Key Words:** *Stellar spectroscopy, chemical abundances.*

### 1.Giriş:

Gözlemsel yıldız spektroskopisinin bir yüzyıldan fazla bir geçmişi olmasına rağmen, elde edilen veriler halen kolaylıkla kullanılabilir ve sonuç çıkartılabilir bir formda değildir. Buna mukabil bu türden temel bilgilere günümüzde her zamankinden daha çok gereksinme bulunmaktadır; çünkü artık yeni dalgaboyu bölgelerini (morötesi, kırmızıötesi) incelemek mümkündür ve diğer taraftan günümüz alıcıları ayrıntılı olarak spektrumun sadece dar bir bölgesini analiz edebildiklerinden stratejik elementlerin seçimi çok dikkatli yapılmalıdır.

Bu konuşma, yorumdan ziyade gözlemlere dayanarak yıldızlarda teşhis edilmiş bulunan elementlerin küçük bir özetini sunmaktadır. Bu davranış; mümkün olduğu hallerde, ya farklı tip yıldızlardaki eşdeğer genişlikler veya farklı iyonizasyon seviyelerine ilişkin hem absorpsiyon hem de emisyon özellikleriyle verilmektedir.



Yıldızlarda kimyasal elementlerin davranışı hakkındaki bilgilerimize bir çerçeve sağlamak önemli bir konudur. Gözlemsel spektroskopî çalışın herkesin bildiği veya karşılaştığı bazı sorular vardır. Örneğin:

-Belirli bir elementin, belirli bir yıldız grubunda davranışı nasıldır?

-Örneğin, metalik çizgili yıldızlarda veya S-tipi yıldızlarda Eu (europium)' nun davranışı nasıldır?

-Bu elementin nötral çizgileri görünür müdür?

-Ya da bu çizgiler normal cücelerinkine göre şiddetli mi yoksa zayıf mıdır?

Bu türden soruları cevaplandırmak, çoğu zaman, konunun uzmanları için dahi zordur. Bu nedenle çerçeve çok önemlidir.

Bu konuşma, hem normal hem de normal olmayan yıldızlar için; hem klasik dalgaboyu aralığında (3800-4800 Å) hem de morötesi ve kırmızıötesinde, hem absorbsiyon hem de emisyon çizgileriyle ilgili bilgileri kapsamaktadır. Bu bilgiler yorumlardan ziyade gözlemlere dayanan bilgilerdir; her mümkün halde bolluklar yerine eşdeğer genişlikleri içeren bilgiler.

Konunun bütünlüğünü bozmamak açısından, çeşitli tip yıldızlarda bulunan molekülleri içeren bir de tablo verilmiştir.

Ayrıca, tek tek yıldızlar yerine yıldız gruplarının temel özelliklerine değinilmiştir.

Yıldız spektroskopisi bir yüzyılı aşkın bir zamandır vardır ve giderek daha çok sayıda makaleye konu olmaktadır. Günümüzde bir yıl içinde bu konuda yüzlerce makale yayınlanabilmektedir. Bu nedenle konuşmada, en temel yayınlardaki bilgiler gözönüne alınmıştır.

## 2. Bazı elementlerin tek tek davranışlarının incelenmesi

Konuşma süresince tüm elementleri tek tek gözden geçirmek mümkün olamayacağından, seçilen 8 elementten sözedilecektir. Bu 8 elementin seçimi şu hususlar gözönüne alınarak yapılmıştır: Hidrojen, Helyum, Karbon, Oksijen, Kalsiyum ve Demir; astrofizik açıdan çok önemli elementler arasında bulunmaları (yıldızlarda çok sık görülebilmeleri ve üzerlerinde en iyi çalışılan elementlerden olmaları), Altın ve Uranyum ise; yıldızlarda pek sık görülememelerine ve iyi çalışılan elementler arasında bulunmamalarına rağmen, popüler olmaları ve merak uyandırmaları bakımından tercih edilmişlerdir.

Herbir elementin incelenmesi, sırayla şu hususlar gözönüne alınarak yapılmıştır: Elementlerin; adı, formülü, atom sayısı, keşfi, isminin nereden kaynaklandığı, iyonizasyon enejileri, her bir nötral ve iyonizasyon durumu için spektrel tiplere göre çizgilerinin eşdeğer genişliklerinin davranışının incelenmesi (çizgiler absorbsiyon, emisyon veya yasak çizgiler olabilir), spektrel çizgilerinin hem normal hem de normal olmayan yıldızlar için incelenmesi, izotopları ve orijini (elementin ortaya çıktığı nükleosentetik görüş noktası).

Ayrıca, tüm elementlerin spektrel tiplere göre davranışını kısaca özetleyen bir şekil de verilmiştir.

### 2.1 HİDROJEN (H) $Z=1$

1766 yılında Londra'da Cavedish tarafından keşfedilmiştir. İsmi "havada yanarsa su meydana gelir" anlamını verir.

#### 2.1.1. İyonizasyon enerjisi: HI 13.6 eV.

2.1.2. Absorbsiyon çizgileri:

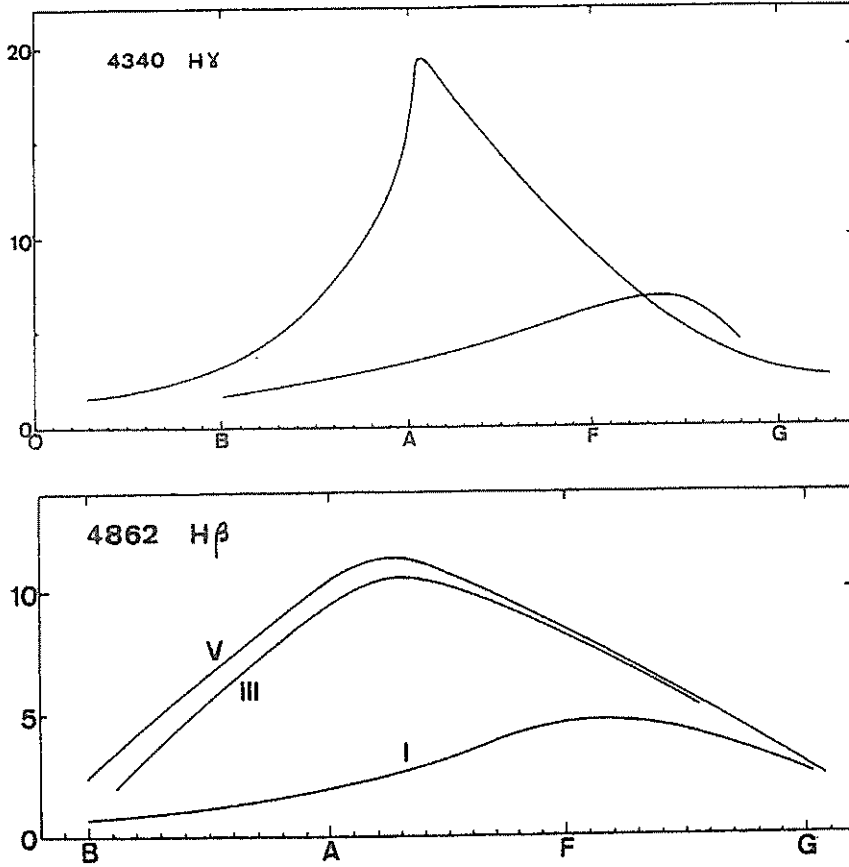
**TABLO 2.1.1.** İlk dört serinin ilk çizgilerinin dalgaboyları. (Dalgaboyları Angström (Å) birimi ile verilmiştir).

n	Eksitasyon potansiyeli	m=1 Lyman	m=2 Balmer	m=3 Paschen	m=4 Brackett
2	10.02	1216			
3	12.0	1026	6563		
4	12.7	973	4861	18 751	
5	13.0	950	4340	12 818	40 511
6	13.2	938	4101	10 938	26 251
7	13.3	931	3970	10 049	21 655
8	13.3	926	3889	9 546	19 445
Limit	13.5	912	3646	8 203	14 584

**TABLO 2.1.2.** Balmer çizgilerinin eşdeğer genişlikleri.

Tip	4340 (gamma)		4862 (beta)		
	V	I	V	III	Ia
O3	2.2	1.75 (f)			
O4	1.5				
O6	1.8				
O8	2.0				
B0	2.8	1.3 (Ia)	2.5		0.8
B2	5.3	3.0 (ib)	4.1	2.7	1.0
B3	6.9	1.6 (Ia)			
B4			5.2	5.0	1.2
B5	6.7	1.7 (Ia)			
B6	7.8		6.5	5.8	1.5
B7	8.1				
B8	10.0	2.5 (Ib)	9.0	7.2	1.8
B9.5	9.9				
A0	16.2		11.5	10.5	2.0
A1	19.4	3.1 (Ia)			
A2	17.8	3.7 (Ia)	13.0	10.5	2.0
A3	15.9				
A4			11.0	10.1	2.8
A5	14.7		10.2	10.1	3.1
A7	13.3		9.9	9.8	3.9
F0	8.0	8.7 (II)	8.8	8.7	4.5
F2	5.5		6.8	6.8	4.8
F5	5.5	7.3 (Ib)	4.7	5.1	5.5
F8		4.4 (Ib)	3.2	4.8	4.0
G0	3.0		2.3	2.3	2.5
G2	2.6				
G5	3.0				

Kaynak: Didelon (1982), Jaschek & Jaschek (1987).



ŞEKİL 2.1.1. Balmer çizgilerinin eşdeğer genişliklerinin spektral tipe göre değişimi.

Hidrojen çizgileri O-tipi yıldızlarda görülebiliyor, şiddeti A2 civarında maksimuma ulaşıyor ve sonra yavaşça düşmeye başlıyor. Hidrojen çizgilerinin şiddeti, fotoelektrik olarak dar bant interferans filtreleri yardımıyla da ölçülebilmektedir (Golay 1974, Jaschek & Jaschek 1987).

Balmer çizgileri (A2 civarında) süperdevlerde  $n=28'$  e, devlerde  $n=22'$  ye, cücelerde  $n=18'$  e, alt cücelerde  $n=9'$  a ve dejenere durumlarda ise  $n=7$  veya  $8'$  e kadar görülmektedir. Kabuklu (Shell) yıldızlarda (örneğin 48 Lib' de) bazen  $n=41'$  e kadar görülebilmektedir (Merrill and Sanford 1944). Çizgilerin bu derece görülebilmelerine imkan verecek kadar dar olmaları, çizgilerin son derece düşük yoğunluklu bir ortamda ortaya çıktıklarına işaret eder. Aynı nedenle Güneş kromosferinde de  $n=35'$  e kadar gözlenebilmektedir (Mitchell 1947).

### 2.1.3. Emisyonda hidrojen çizgileri:

O<sub>e</sub> yıldızlarında Balmer ve Paschen çizgileri emisyonudur. H $\alpha$ ,  $W=13 \text{ \AA}$  eşdeğer genişliğe kadar ulaşmaktadır (Conti and Leep 1974, Andrillat et al. 1982).

Of yıldızlarında bazı Balmer çizgileri zayıf olarak emisyonda görülür (Conti 1974).

Be ve B[e] yıldızlarında sık olarak hidrojen çizgilerinin emisyonuna rastlanır. Emisyonlar genellikle serilerin ilk çizgilerinde, daha yüksek seviyelerdeki çizgilere göre kuvvetlidir. Tüm emisyonlar zamanla değişir. Bu konuyla ilgili bazı kaynaklar: Andrillat and Fehrenbach (1982), Slettebak et al. (1992), Andrillat et al. (1990).

H $\alpha$  emisyonu çok kuvvetli,  $W=90 \text{ \AA}$  a kadar olabilir, fakat genellikle  $30 \text{ \AA}$  civarındadır.

Bir kaide olarak, Paschen emisyonları Balmer serisinininkinden daha zayıftır. Brackett ve Pfund serileri için çok az gözlem olmakla birlikte, genelde Brackett emisyonları Paschen

emisyonlarından daha zayıf ve Pfund serisindekiler de Brackett emisyonlarından daha zayıftır (Sellgren and Smith 1992).

dKe veya dMe yıldızlarında H $\alpha$  emisyonunda görülür.

T Tau yıldızlarında emisyon çizgileri çok göze çarpmaktadır. Örneğin W (H $\alpha$ ) 5 Å' dan büyük olup 100 Å' a ulaşabilmektedir. Halbuki yüksek seviyeli Balmer çizgileri daima düzenli bir şekilde davranmazlar, şiddette tedrici azalmalar gösterebilirler. Bütün çizgiler zamanla değişken olup, çizgi profillerinde de büyük değişimler gösterirler (Sun et al. 1985, Basri 1987, Bertout 1989). RR Lyr ve Cepheid' lerde de zayıf Balmer emisyonları görülebiliyor. RV Tau ve W Vir yıldızlarında daha kuvvetli, Mira' larda ise daha da kuvvetli emisyonlar var (Gillet 1988).

Uzun periyotlu değişkenlerde, minimum ışık civarı hariç, emisyon çizgileri mevcuttur (Merrill 1952, Joy 1954). Maksimum şiddete maksimum ışıktan sonra ulaşılmaktadır.

Novalarda (Evans 1989), süpernovalarda (Arnett et al. 1989), nova kalıntılarında (Warner 1989) emisyon görülmektedir.

R CrB yıldızlarında Balmer çizgileri emisyonu görülebilmektedir (Merrill 1951).

Simbiyotik yıldızlarda, Balmer, Paschen, Brackett serileri çizgilerinin emisyonu gözlenebilmektedir (IAU Coll. 103, 1988 ve Baratta et al. 1991). Balmer atlaması simbiyotik yıldızlarda emisyonunda bulunur (Allen 1988).

#### 2.1.4. Normal olmayan yıldızlarda davranış:

Balmer çizgileri WR yıldızlarında çok zayıftır veya yoktur (Andrillat and Vreux 1991). Hidrojen, sıcak WN yıldızlarında yoktur, soğuk WN yıldızlarında ise vardır (Hamman et al. 1991).

Gezegenimsi nebulaların üçte birinin merkezi yıldızlarında hidrojen çizgileri zayıftır veya yoktur (Mendez 1991). Diğerlerinin merkezi yıldızlarında ise çizgiler normal veya kuvvetlidir (hidrojence zengin grup).

Hidrojen çizgileri dejenere öncesi yıldızların spektrumlarında zayıftır veya yoktur (Werner et al. 1990).

Süpernova sınıf I' de hidrojen çizgileri mevcut değildir (sınıf II' de ise mevcuttur) (Branch 1990, Hill 1993).

C yıldızlarında hidrojen çizgileri zayıftır (Yamashita 1967).

#### 2.1.5. İzotopları:

Dengeli iki izotopa sahiptir; H1 ve H2 (döteryum). H3 ise çok kısa yaşam süresine sahiptir. Güneş sisteminde H2/H1  $\approx 1.5 \times 10^{-4}$  tür. Döteryum yıldızlarda hiç gözlenememiştir.

#### 2.1.6. Orijini:

Hidrojen kozmolojik nükleosentezle meydana gelmiştir.

### 2.2. HELYUM (He) Z=2

Bu element Arz' dan önce Güneş' te bulunmuştur (Janssen 1868). İsmi Yunanca "Helios (Güneş)" tan gelmektedir.

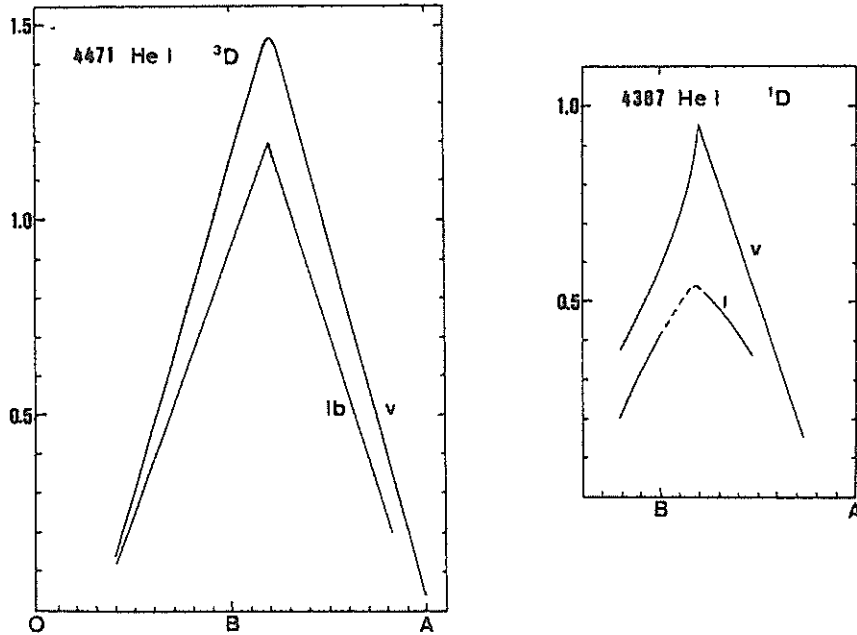
2.2.1. İyonizasyon enerjileri: HeI 24.6 eV, HeII 54.4 eV.

2.2.2.a. *HeI absorpsiyon çizgileri:*

TABLO 2.2.1. HeI 'in eşdeğer genişlikleri.

Tip	4471(14) serileri <sup>3</sup> D			4387(51) serileri <sup>1</sup> D		
	V	III	Ib	V	III	Ia
O3	0.20		0.13 (f)			
O4	0.15		0.12			
O6	0.4		0.40			
O8	0.9		0.6	0.40		0.22 (f)
O9	1.0	0.87	0.738			
B0	1.12	1.04	0.74 (Ia)	0.545		0.415
B0.5		0.73				
B1			0.708 (Ia)			
B2	1.47	1.13	1.20	0.95	0.74	
B3	1.39		0.83 (Ia)	0.68		0.419
B5	0.84	0.68	0.86	0.48		0.418
B6	0.75	0.61		0.59	0.23	
B7	0.48	0.35		0.185		
B8		0.45	0.22			
B9	0.64		0.1			
B9.5	0.145					
A0	0.04					

Kaynak: Norris (1971).



ŞEKİL 2.2.1. HeI 'in eşdeğer genişliklerinin spektrel tipe göre değişimi.

2.2.3.a. *HeI yasak çizgileri:*

Çeşitli yasak çizgileri vardır. Örneğin; 4469, 4025 ve 4920 Å dalgaboylu yasak çizgiler sadece B-tipi cücelerde görülür (Underhill 1966). Eğer rotasyon kafi derecede düşükse (ve spektrogramların plak faktörü uygunsa), yasak çizgiler yakınlarındaki HeI çizgilerinden ayrılabilirler.

2.2.4.a. *HeI emisyon çizgileri:*

Oe yıldızlarında bazı HeI emisyon çizgileri mevcuttur (Conti and Leep 1974, Frost and Conti 1976, Andrillat et al. 1982). Ana kol dışında O-tipi yıldızların çoğunda 10830 Å çizgisi emisyonudur. Emisyonlar kuvvetlidir ( $W=46 \text{ \AA}$  a kadar) ve zamanla değişkendir (Andrillat and Vreux 1979). Bazı WN yıldızlarında daha da kuvvetlidir ( $W=60 \text{ \AA}$  a kadar) (Conti et al. 1990). Morötesi bölgede HeI emisyonu gözlenmemiştir (Nussbaumer et al. 1982, Willis et al. 1986).

B[e] yıldızlarında (Ciatti et al. 1974), yüksek lüminoziteli yıldızlarda (McGregor et al. 1988) ve T Tau yıldızlarında (Schneeberger et al. 1978) HeI emisyonu bulunmuştur.

HeI çizgileri RV Tau ve W Vir yıldızlarında mevcut; RR Lyr, Cepheid ve Mira' larda ise mevcut değildir (Gillet 1988).

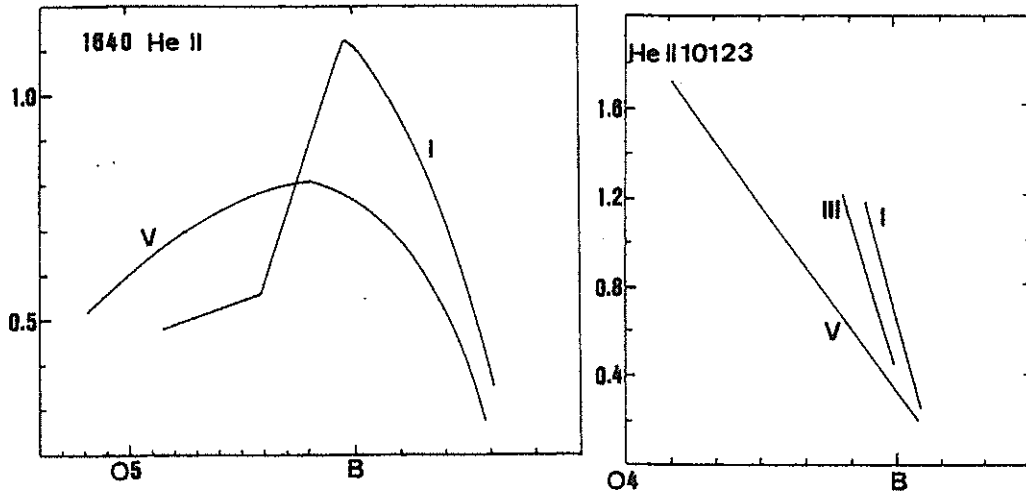
Simbiyotik yıldızlar da HeI emisyonu gösterirler (Baratta et al. 1991).

2.2.2.b. *HeII absorbsiyon çizgileri:*

TABLO 2.2.2. HeII' nin eşdeğer genişlikleri

Tip	1640 (12)		4200 (3)		10123 (2)		
	V	I	V	I	V	III	Ia
O4				0.50 (f)			
O5	0.50				1.72		
O6				0.50 (f)			
O7	0.68	0.42			1.24		
O8	0.78	0.55	0.50	0.40 (f)	0.80		
O9	0.80	0.85					
O9.5			0.25				1.10
B0	0.75	1.15			0.31	0.42	0.41
B0.5							0.27
B1	0.68	0.95					
B2	0.50	0.70					
B3	0.25	0.40					

Kaynak: Prinja (1990) ve Jaschek et al. (yayınlanmamış)

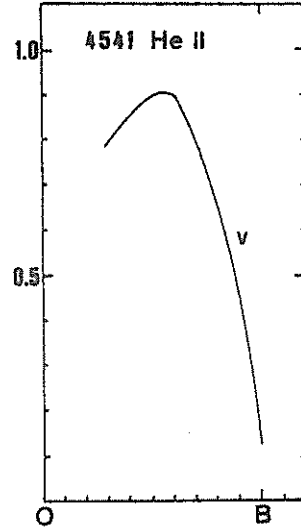


ŞEKİL 2.2.2. HeII' nin eşdeğer genişliklerinin spektrel tipe göre değişimi.

HeII çizgileri 1640 Å hariç (bu çizgi B-tipinde de görülür) sadece O-tipinde görülür ve yine 1640 hariç pozitif lüminozite etkisi gösterir. 1640 Å dalgaboylu çizgi ise, O8' den önce negatif lüminozite etkisi gösterir.

TABLO 2.2.3. HeII 4541(2)' nin eşdeğer genişlikleri.

Tip	V	Ia
O3	0.79	0.74 (f)
O4	0.8	
O5	0.9	
O6	0.9	
O7	0.8	
O8	0.6	
O9	0.4	
B0	0.2	0.145



ŞEKİL 2.2.3. HeII' nin eşdeğer genişliklerinin spektral tipe göre değişimi.

#### 2.2.3.b. HeII emisyon çizgileri:

Of yıldızlarında HeII 4686 Å emisyonu görülür (Walborn 1973).

WN yıldızlarında 5411 Å dalgaboylu çizginin kuvvetli emisyonu vardır;  $4 < W < 70$  Å olmak üzere (Conti and Massey 1989). Aynı zamanda 4686 Å' da  $10 < W < 150$  Å olmak üzere kuvvetli emisyonu sahiptir. Kırmızıötesi bölgede WN yıldızları 6683, 6891, 8237 ve 10123 Å çizgilerinin kuvvetli emisyonlarını sergilerler (W, 380 Å' a kadar olmak üzere). WC yıldızlarında muhtemelen 4686 Å emisyonudur, fakat kuvvetli olarak CIII 4650 Å ve CIV 4658 Å ile blendir (Conti and Massey 1989). Kırmızıötesi bölgede, alt tipler hariç kuvvetli 10123 Å emisyonu vardır (W, 270 Å' a kadar olmak üzere) (Conti et al. 1990).

WN yıldızları morötesi bölgede 1640 Å (W, 160 Å' a kadar), 2252 Å, 2306 Å, 2511 Å ve 2733 Å' da emisyonlar gösterirler, halbuki WC yıldızlarında sadece 1640 Å ve 2733 Å (W, 60 Å' a kadar) emisyonları vardır (Nussbaumer et al. 1982, Willias et al. 1986).

1640 Å HeII çizgisi bazen geç tip yıldızlarda emisyonda görülür, ki bu da yıldız kromosferinin varlığına bir delildir.

Simbiyotik yıldızlarda HeII 4686 Å emisyonu daima görülür (Allen 1988).

#### 2.2.4. Normal olmayan yıldızlarda davranış:

He, He-kuvvetli (He-strong veya extreme helium) veya hidrojen yetersiz (hydrogen-deficient) yıldızlarda çok kuvvetlidir. Uç hallerde helyum tamamiyle hidrojenin yerini alır.

He, bazı gezegenimsi nebuların merkezi yıldızlarında çok kuvvetlidir (Mendez 1991).

He, helyumca zayıf ve HB (Horizontal Branch) yıldızlarında zayıftır.

#### 2.2.5. İzotopları:

Üç dengeli (He 3, 4 ve 5) ve iki kısa ömürlü izotopu vardır. Güneş sistemi ve Güneş' te ilk iki izotop mevcut olup He3/He4 oranı çok küçüktür ( $10^{-4}$ ).

2.2.6. *Orijini:*

Başlangıçta kozmolojik nükleosentez ve daha sonra da hidrojen yanması ile meydana gelmiştir.

2.3. *KARBON (C) Z=6*

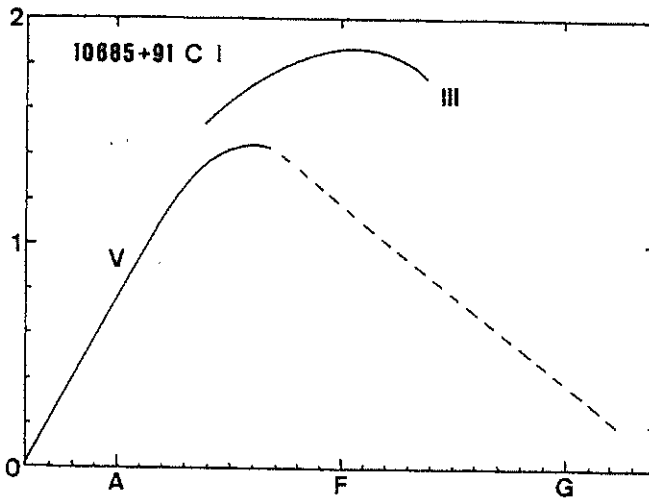
Bu element uzun zamanlardan beri bilinmektedir. İsmi Latince "Carbo (mangal kömürü)" dan gelmektedir.

2.3.1. *İyonizasyon enerjileri:* CI 11.3 eV, CII 24.4 eV, CIII 47.9 eV, CIV 64.5 eV, CV 392 eV.

2.3.2.a. *CI absorpsiyon çizgileri*

TABLO 2.3.1. CI in eşdeğer genişlikleri.

Tip	4771 (6)		10685+10691 (1)	
	V	Ib	V	III
B6			0.05	
A0			0.76	
A2	0.003		0.96, 1.16	
A3			1.12, 1.25	
A4			1.39	
A5			1.41	1.64
A7	0.06		1.38	1.75
F0		0.158 (Ia)	1.22	
F1				1.86
F5	0.05, 0.021	0.06, 0.031		
F6				1.84
F8		0.045		
G0				
S	0.015		0.18	
K0		0.015		
K2		0.013 (III)		



ŞEKİL 2.3.1. CI in eşdeğer genişliklerinin spektrel tipe göre değişimi.

Spektrumun morötesi bölgesinde birçok CI çizgisi (örneğin 1657 Å ve 1931 Å),



fotoğrafik bölgede birkaç zayıf çizgi ve kırmızıötesi bölgede de bazı kuvvetli çizgiler vardır.

Kırmızıötesi çizgileri (10685+10691 Å) orta B-tipi yıldızlarda görülür ve maksimum A6 civarındadır. Güneş' te bu çizgiler çok zayıftır. Pozitif lüminozite etkisi mevcuttur.

C-tipi yıldızlarda [CI]' in 8727 Å çizgisi belirgindir (Fujita 1992).

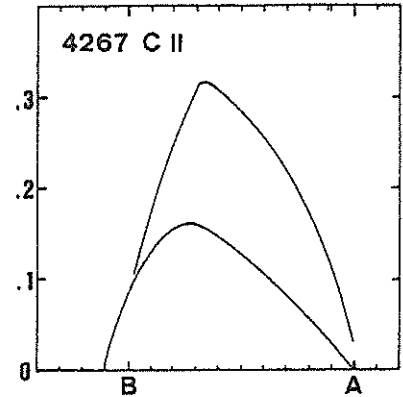
### 2.3.3.a CI emisyon çizgileri:

CI 1933 (32) Å geç tip yıldızlarda emisyonda görülür; kromosferin varlığına işaret eder fakat çok kuvvetli değildir. Çoğunlukla G ve K-tipi cücelerde gözlenir.

### 2.3.2.b. CII absorpsiyon çizgileri:

TABLO 2.3.2. CII 4267 (6)' nin eşdeğer genişlikleri.

Tip	V	III	Ia
O9	0.04		
O9.5	0.067		
B0	0.082		0.095
B1	0.134		0.135
B2		0.219	0.155
B3	0.161		0.22 (Iab), 0.427 (Ia)
B5	0.118		0.29 (Ib)
B6	0.145	0.132	
B7	0.071	0.11	
B8	0.062		0.190, 0.170
B9	0.02		
A0			0.05, 0.080
A1	0.03		



ŞEKİL 2.3.2. CII' nin eşdeğer genişliklerinin spektral tipe göre değişimi.

CII çizgileri morötesi bölgede (örneğin 1335 Å) ve fotoğrafik bölgede (orta şiddette çizgilerde) mevcuttur. 4267 (6) Å çizgisi O-tipi yıldızlarda görülür, geç B-tipi yıldızlarda görülmez, maksimum B5 civarındadır ve pozitif lüminozite etkisi gösterir. CII 6578 - 6583 (2) Å çizgileri B2' den B5 süperdevlerine doğru çok kuvvetlidir (Walborn 1980). Barnett ve McKeith (1988) B-tipi yıldızlarda bu çizgilerin bolluk analizleri için, fotoğrafik bölgedeki çizgilere tercih edebileceklerini göstermişlerdir.

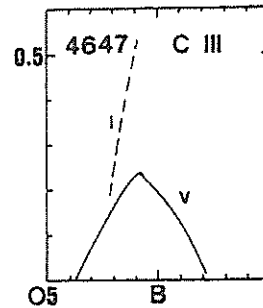
### 2.3.3.b. CII emisyon çizgileri:

Geç tip spektrumlarında CII 1335 Å emisyonu kromosferin varlığına işaret eder. Bu çizgi özellikle F, G ve K cücelerinde belirgindir.

### 2.3.2.c. CIII absorpsiyon çizgileri:

TABLO 2.3.3. CIII 4647 (1)' nin eşdeğer genişlikleri.

Tip	V	III	I
O7	0.04		0.15 (f)
O8	0.15		
O9	0.225		
B0	0.155		0.530
B1		0.215	
B2	0.020		



ŞEKİL 2.3.3. CIII' ün eşdeğer genişliklerinin spektral tipe göre değişimi.

CIII çizgileri (örneğin 4647 Å) O7 civarında görülür, B0.5' te görülmez, maksimum O9.5 civarındadır. Bu çizgi belirgin pozitif lüminozite etkisi gösterir.

1175 (4) Å' da morötesi CIII özelliği O4-B6 arasında görülebilir olup, maksimum B1' dedir.

Kırmızıötesi CIII çizgisi 8500 Å' da O ve Of yıldızlarında daima absorbsiyonda bulunur (Mihalas et al. 1975).

2.3.3.c. CIII emisyon çizgileri:

1175 (4) Å ve 977 (1) Å rezonans çizgisi Güneş' in morötesi spektrumunda emisyonda bulundu (Feldman and Doschek 1991).

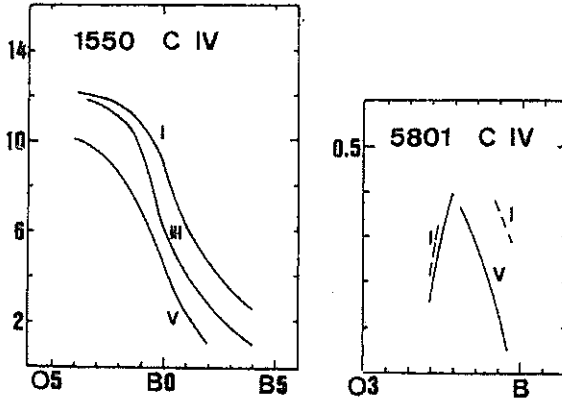
CIII 5696 (2) Å çizgisi O6-O9.5 arası süperdevlerde emisyonda görülür ve iyi bir lüminozite kriteridir (Conti 1974, Walborn 1980).

2.3.2.d. CIV absorbsiyon çizgileri:

TABLO 2.3.4. CIV' ün eşdeğer genişlikleri.

Tip	5801 (I)		1550 (UV 1)		
	V	I	V	III	I
O6	0.2	0.25 (I)	10	12	12
O7	0.400		9.5	11.5	12
O9	0.090		6.5	10	11
O9.5	0.065	0.33 (I)			
B0			4	6.5	9
B2			1	2.5	4
B4				0.5	2.5

Kaynak: Sekiguchi and Andersen (1987).



ŞEKİL 2.3.4. CIV' ün eşdeğer genişliklerinin spektral tiplere göre değişimi.

CIV (5801 Å), maksimum O7 civarında olmak üzere, O-tipi yıldızları karakterize eder. Aynı davranış CIV 5812 Å' da görülür (Walborn 1980).

Morötesi CIV çizgileri (rezonans çifti 1548 ve 1550 Å) O-tipi yıldızlardan B2' ye doğru azalır ve cücelerde ise görülmez. Kuvvetli lüminozite etkisine sahiptir (Heck et al. 1984). Bu rezonans çifti B0' dan önce sık olarak emisyonda görülür, fakat lüminoziteden bağımsızdır.

CIV çizgileri, dejenere öncesi yıldızlar diye bilinen çok sıcak yıldızların karakteristiğidir (Werner et al. 1991).

Birçok O-tipi yıldızlar, 1550 Å P Cygni profili (veya maviye genişlemiş kanatlar) gösterir. Bu özellik yıldız atmosferinden kütle kaybı ile açıklanır (Howarth and Prinja 1989).

#### 2.3.3.d. CIV emisyon çizgileri:

Kuvvetli 5801-5812 Å çifti emisyonundan dejenere öncesi yıldızlarda söz edilir (Motch et al. 1993).

Geç tip yıldızlarda 1550 Å emisyonunun görülmesi kromosferin veya geçiş bölgesinin varlığına işaret eder. Emisyon F' den K4' e küce ve devlerde görülebilir.

#### 2.3.4 Wolf-Rayet yıldızlarında karbon sırası:

Bir WR yıldızı kuvvetli karbon emisyon çizgileri gösterirse, WC yıldızı olarak adlandırılır (CIII ve CIV formunda). En önemli emisyon özellikleri CIV 5801-5812 Å (ortalama dalgaboyu genellikle 5808 Å olarak alınır) dur ki 2300-10 Å arasında eşdeğer genişliklere sahiptir.

Diğer bir kuvvetli emisyon özelliği, CIII 4650 Å, CIV 4658 Å blendi olup ortalama dalgaboyu 4650 Å alınır. Bu özellik W=1300-10 Å arasındaki eşdeğer genişliklere sahiptir. Başka bir özellik kuvvetli CIII 5696 Å emisyonudur ve W=1000-30 Å arasındadır.

Kırmızıötesi bölgede; CII (7236, 9234 ve 9891 Å; W, 500 Å' a kadar), CIII (6742, 8500, 8665 ve 9711 Å; W, 1000 Å' a kadar), CIV (7061, 7726 ve 8859 Å; W, 280 Å' a kadar) gibi emisyon özellikleri mevcuttur.

Morötesi bölgede ise yine bazı emisyonlar söz konusudur: CIV (çok kuvvetli emisyon), CIII ve CII gibi.

#### 2.3.5 Diğer normal olmayan yıldızlarda davranış:

Helyumca zayıf sdO ve sdB yıldızlarında karbon da zayıftır. He kuvvetli olunca, C normal veya kuvvetlidir (Husfeld et al. 1989).

CNO yıldızlarında C çok değişkendir (Walborn and Panek 1985).

C çizgileri gezegenimsi nebularların merkezi yıldızlarında değişken davranışlar göstermektedir (Mendez 1991).

C, Am yıldızlarında aşağı yukarı normaldir (Boyartchuk and Savonow 1986).

C, dejenere öncesi yıldızlarda çok boldur (Werner et al. 1991, Werner 1991).

CI çizgileri λ Boo yıldızlarında morötesinde çok kuvvetlidir (Baschek et al. 1984).

C, HB yıldızlarının çoğunda zayıftır (Lamantagne et al. 1985).

CI absorpsiyon çizgileri novaların bazı safhalarında çok kuvvetlidir ve morötesi bölgede CII, CIII ve CIV mevcuttur (Warner 1989).

M ve C yıldızları aşağı yukarı aynı sıcaklık aralığında bulunmalarına rağmen M yıldızlarına, C yıldızlarına göre 100 kere daha sık rastlanmaktadır. C ve M yıldızları, yıldızların farklı evrimleri sonucu meydana gelmişlerdir. Bununla birlikte C/O oranı bütün C yıldızları için aynı olmayıp 1-5 arasında değişmektedir (Kiltson 1975, Dominy 1984). Güneş'te bu oran 0.6 dır (Lambert et al 1986).

C devleri, genellikle karbonca zengin zarflarla sarılmışlardır.

#### 2.3.6. İzotopları:

Karbonun 7 izotopu vardır; bunlardan ikisi dengelidir (C12 ve C13) ve en kısa yaşam süreli olanı da C14 (yarı ömrü  $5.7 \times 10^3$  yıl) dır. Güneş sisteminde C13/C12 oranı  $1.1 \times 10^{-2}$  mertebesinde. Bu oranı yıldızlarda çalışmak için en kolay yol CN, CO, C2 ve CH gibi moleküllerin davranışına bakmaktır.

2.3.7. Orijini:

C12; He yanmasıyla, C13; H yanmasıyla meydana gelmektedir.

2.4. OKSİJEN (O) Z=8

Bu element birbirlerinden bağımsız olarak İngiltere' de J. Priestley (1774) ve İsviçre' de C. Scheele (1771) tarafından keşfedilmiştir. İsmi Yunanca "oxy genes (asit yapan)" den gelmektedir.

2.4.1. İyonizasyon enerjileri:

OI 13.6 eV, OII 35.1 eV, OIII 54.9 eV, OIV 77.4 eV, OV 113.9 eV, OVI 138.1 eV  
OVII 739 eV, OVIII 871 eV.

2.4.2.a. OI absorpsiyon çizgileri:

TABLO 2.4.1. OI 7774 (1) Å' un eşdeğer genişlikleri.

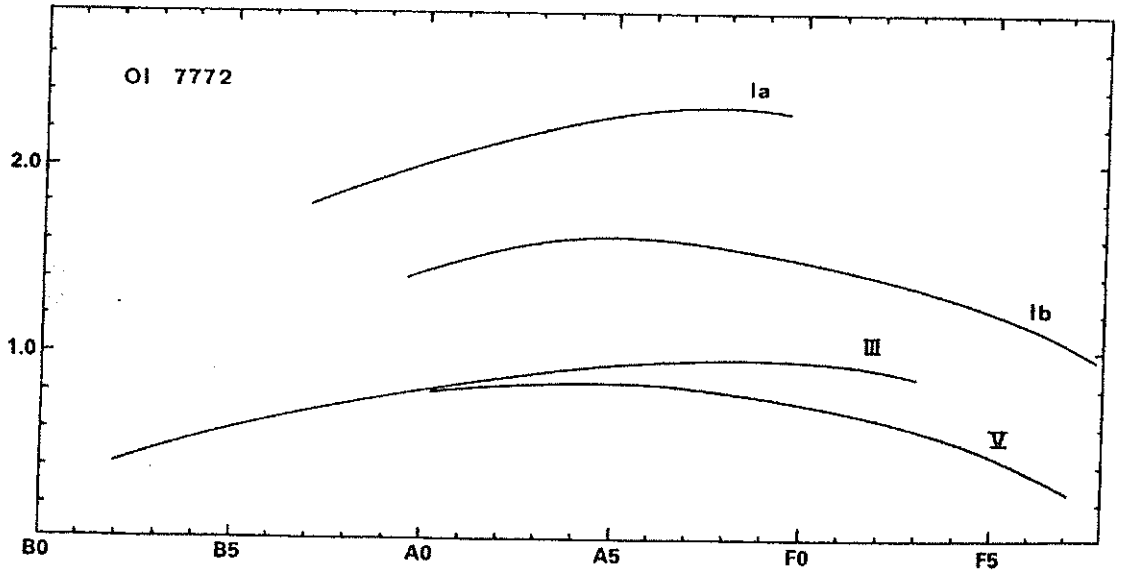
Tip	V	III	Ib	Ia
B0	(0.10)			
B2	0.35			
B5	0.56			(1.6)
A0	0.75	0.75	1.40	2.00
A5	0.80	0.90	1.60	2.20
F0	0.71	0.95	1.48	2.25
F5	0.46	(0.80)	1.20	
G0	(0.60)			1.98†
S	0.19			
G8		0.14†		
K0		0.040*		
K2		0.024*		

Kaynak: Jaschek et al. (1992).

Veriler blend 7772-7774-7775 Å dalgaboylu çizgilerden elde edilen ortalamalardır.

\* Bu veriler Arellano Ferro et al. (1991).

† Bu veri sadece 7772 çizgisine aittir.



ŞEKİL 2.4.1. OI' in eşdeğer genişliklerinin spektral tipe göre değişimi.

OI (7772 Å) B tipi yıldızlarda görülür ve maksimum A5 civarında olup pozitif lüminozite etkisi gösterir. Erken tip yıldızlarda eşdeğer genişlikler Faraggiana et al. (1988) tarafından ölçülmüştür.

Diğer önemli bir çizgi OI (6300 Å) dir. Bu çizgi geç tip devlerde absorpsiyonda görülür ve bolluk çalışmalarında sık olarak kullanılır (Barbuy 1988).

#### 2.4.3.a. OI emisyon çizgileri:

OI (7774 Å) çizgisi Oe yıldızlarında emisyonda görülür (Andrillat et al 1982).

7772 (1) Å ve 8446 (4) Å çizgileri Be yıldızlarında genellikle emisyonda görülür (Andrillat et al 1990). Eşdeğer genişlikler  $W(8446 \text{ Å}) < 3 \text{ Å}$  ve  $W(7772 \text{ Å}) < 1.4 \text{ Å}$  dur.

Morötesi 1152 (6) Å çizgisi Güneş kromosferi spektrumunda görünürdür (Feldman and Doschek 1991). Bu çizgi aynı zamanda diğer soğuk yıldızlarda da gözlenebilir; ki bu da kromosferin varlığına işaret eder. [OI] çizgileri; minimum ışık civarında uzun periyotlu değişkenlerde (Querci 1986), gezegenimsi nebulalarda, T Tau yıldızlarında, novalarda, süpernovalarda, gaz nebulalarda ve simbiyotik yıldızlarda görülür.

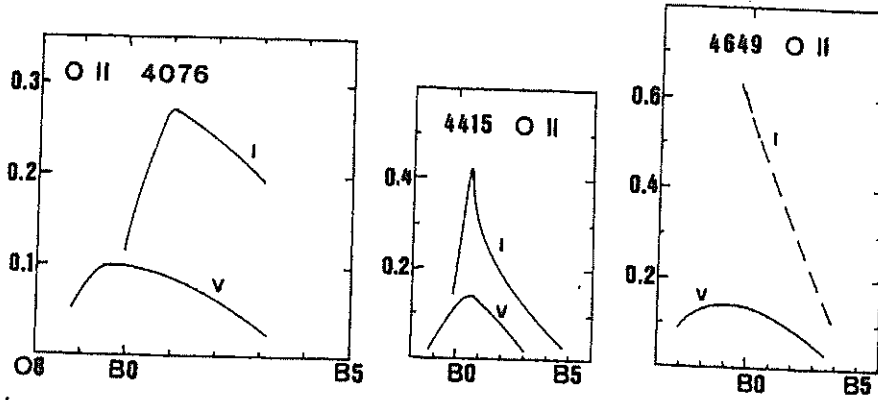
#### 2.4.2.b. OII absorpsiyon çizgileri:

TABLO 2.4.2.a. OII' nin eşdeğer genişlikleri.

Tip	4076 (10)			4189 (36)	
	V	III	Ia	V	Ia
O8		0.064			
O9	0.077				
O9.5	0.096				
B0	0.092		0.116		0.076
B1			0.270		0.110
B2	0.060	0.170 (II)			0.063
B3	0.028		0.199		
B5			0.114 (Ib)	0.005	0.041 (Ib)

TABLO 2.4.2.b. OII' nin eşdeğer genişlikleri.

Tip	4415 (5)		4649 (1)	
	V	Ia	V	Ia
O7			0.085	
O9	0.035			
O9.5	0.075		0.145	
B0	0.096	0.112	0.130	0.600
B0.5	0.140(IV)			
B1		0.415		
B2		0.130-0.275		
B3	0.024(IV)	0.098	0.030	0.086
B5		0.027		0.111



ŞEKİL 2.4.2. OII' nin eşdeğer genişliklerinin spektral tipe göre değişimi.

OII (örneğin 4076 Å) geç O-tipi yıldızlarda görülür ve B1' de bir maksimuma sahip olup B3 civarında görülmez. Kuvvetli pozitif lüminozite etkisi sergiler.

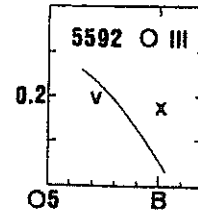
2.4.4. OII yasak çizgileri:

OII yasak çizgileri B [e] yıldızlarında emisyonda görülür. T Tau yıldızları da 3726 ve 3729 Å çizgilerinin emisyonunu sergilerler (Sun et al 1985).

2.4.2.c. OIII absorpsiyon çizgileri:

TABLO 2.4.3. OIII 5592 (5) Å 'ün eşdeğer genişlikleri.

Tip	V	I
O7	0.235	
O9	0.14	
B0	0.0542	0.16



ŞEKİL 2.4.3. OIII' ün eşdeğer genişliklerinin spektral tipe göre değişimi.

OIII çizgileri (5592 Å) O6-O7 tipi yıldızlarda en kuvvetlidir ve pozitif lüminozite etkisi gösterir. Çizgiler yaklaşık B0' da görülmemeye başlar. 3759 Å OIII çizgisi, O7-tipi için  $W=0.30$  Å eşdeğer genişliğine sahiptir.

2.4.5. OIII yasak çizgileri:

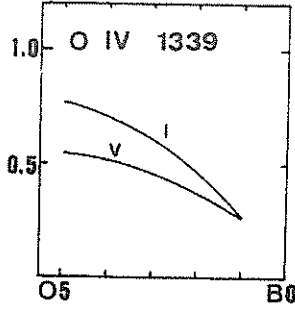
T Tau yıldızları bazen, 5007 ve 4959 Å çizgilerinde emisyon gösterirler (Sun et al. 1985). Bu iki çizgi genellikle en kuvvetli nebular çizgilerdir. Gezegenimsi nebula, nova ve gaz nebulalarda bu özelliklere rastlanır.

2.4.2.d. *OIV ve OV absorpsiyon çizgileri:*

TABLO 2.4.4. OIV ün eşdeğer genişlikleri.

Tip	3411 (2)		1339	
	V	I	V	I
O5			0.55	0.75
O7	0.045		0.45	0.62
O8	0.035	0.195		
O9			0.25	0.45

Kaynak: Prinja (1990)



ŞEKİL 2.4.4. OIV ün eşdeğer genişliklerinin spektral tipe göre değişimi.

OIV, O-tipi yıldızlarda mevcuttur (Dean and Bruhweiler 1985). 1371 (7) Å dalgaboylu O5 çizgisi O3' den O7' ye doğru azalır ve görülmemeye başlar (Heck et al. 1984).

2.4.3.d. *OV emisyon çizgileri:*

OV 1371 (7) Å çizgisi, geçiş bölgesinin varlığına işaret eder ve bu koronal yıldızların karakteristiğidir.

2.4.2.e. *OVI absorpsiyon çizgileri:*

Blend 1035 Å (1032-1037 Å) çizgisi sadece erken O-tipi yıldızlarda görülür (Marlborough 1982).

2.4.3.e. *OVI emisyon çizgileri:*

OVI emisyon çizgileri (geniş bir absorpsiyon çizgisinin merkezinde yer alır), dejenere öncesi yıldızların bir karakteristiğidir (Motch et al. 1993). 1032 ve 1037 Å rezonans çizgileri, Güneş'in morötesi spektrumunda kuvvetli emisyonda bulunurlar (Feldman and Doschek 1991).

2.4.3.f. *OVIII emisyon çizgileri:*

6068 Å çizgisi muhtemelen dejenere öncesi yıldızlarda emisyondadır (Motch et al. 1993).

2.4.6. *Wolf-Rayet oksijen sırası:*

Wolf-Rayet yıldızlarının bu alt grubu çok kuvvetli OVI 3811 Å ve OVI 3400 Å (blend 3381 Å ve 3426 Å' un ortalaması) emisyonlarıyla karakterize edilir. Eenens ve Williams (1991) bu cisimlerden birinde OV emisyonu da buldu. Nugis ve Niedzielkski (1990), OVI çizgilerinin birçok WN yıldızında da olabileceği fikrini verdi (fakat bu çizgiler blend olan diğer çizgiler tarafından maskelenmişlerdir).

2.4.7. *Normal olmayan yıldızlarda davranış:*

OII çizgileri CNO yıldızlarında hemen hemen normaldir (Schoenberner et al. 1988).

O, bazı sdO ve sdB yıldızlarında zayıftır (Baschek and Norris 1970, Baschek et al. 1982).

OI çizgileri, Bp ve Ap yıldızlarında değişkendir; genellikle zayıf olmaya meyillidirler (Roby and Lambert 1990).

O, R CrB yıldızlarında kuvvetli ve C yıldızlarında ise normal bollukta görünmektedir (Cottrell and Lambert 1982, Lambert et al. 1986).

O, Magellan Bulutu süperdevlerinde muhtemelen azdır (Lennon et al. 1991).

OI absorpsiyon çizgileri, novaların temel spektrum safhasında kuvvetlidir.

2.4.8. *İzotopları:*

Üç tane dengeli (O16, 17, 18) ve beş tane de dengesiz izotopu vardır.

2.4.9. *Orijini:*

O16; Helyum yanması ile, O17; Hidrojen yanması ile ve O18; He ve N yanması ile meydana gelmektedir.

2.5. KALSIYUM (Ca) Z=20

Bu element ilk olarak Londra' da 1808 yılında H. Davy tarafından ortaya konmuştur. İsmi Latince "Calx (kireç)" ten gelmektedir.

2.5.1. *İyonizasyon enerjileri:* CaI 6.1 eV, CaII 11.9 eV, CaIII 50.9 eV.

Ca, astrofizik açıdan çok önemli bir elementtir. Pratikte bu elementin çizgileri, çok sıcak yıldızlar hariç bütün spektral tiplerde görülmektedir. Eğer CaII çizgileri, O ve B-tipi yıldızlarda görülebilir ise; bu çizgiler yıldızlararası ortam veya daha sık olarak yıldız etrafı zarflardan dolaydır.

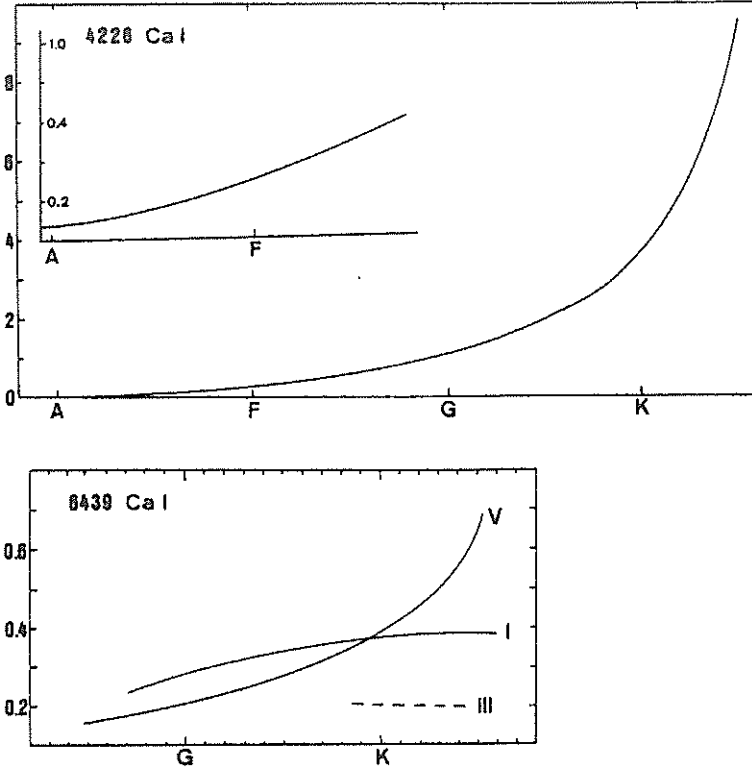
2.5.2.a. *CaI absorpsiyon çizgileri:*

TABLO 2.5.1. CaI' in eşdeğer genişlikleri.

Tip	4226 (2)		6439 (18)		
	v	Ib	v	III	Ib
B9	0.034				
A0	0.06				
A1	0.07				
A2	0.10,0.09				
A7	0.27				
F0	0.43	0.575(Ia)			
F2		0.562			
F4	0.51				
F5	0.43, 0.50	0.42			
F6	0.69		0.15		
F8	0.63	0.88	0.19		0.24
G0	1.09		0.185		0.31
G1	1.15		0.23		
G2	1.48		0.22, 0.16		0.35
S	1.476		0.156		
G5	1.80		0.31		0.28
G8			0.23 (IV)		0.364
K0	3.36		0.40		0.22, 0.20(III)
K2			0.43	0.20	0.38
K3					0.38
K5	9.42		0.65		0.39



CaI çizgileri (örneğin 4226 Å rezonans çizgisi), yaklaşık A0 da görülür ve geç tiplere doğru gelişerek devam eder. K5' te eşdeğer genişliği 10 Å civarındadır ve hala geç tiplere doğru gelişmeye devam eder. Spektrel sınıflandırma için iyi bir sıcaklık göstergesidir. K-tipinden önce hafif bir pozitif lüminozite etkisi gösterir. K2' den daha soğuk yıldızlar için ise negatif lüminozite etkisi gösterir.



ŞEKİL 2.5.1. CaI in eşdeğer genişliklerinin spektrel tipe göre değişimi.

2.5.3.a. *CaI* emisyon çizgileri:

4226 Å, T Tau yıldızlarında emisyonda görülür (Joy 1945).

2.5.2.b. *CaII* absorpsiyon çizgileri:

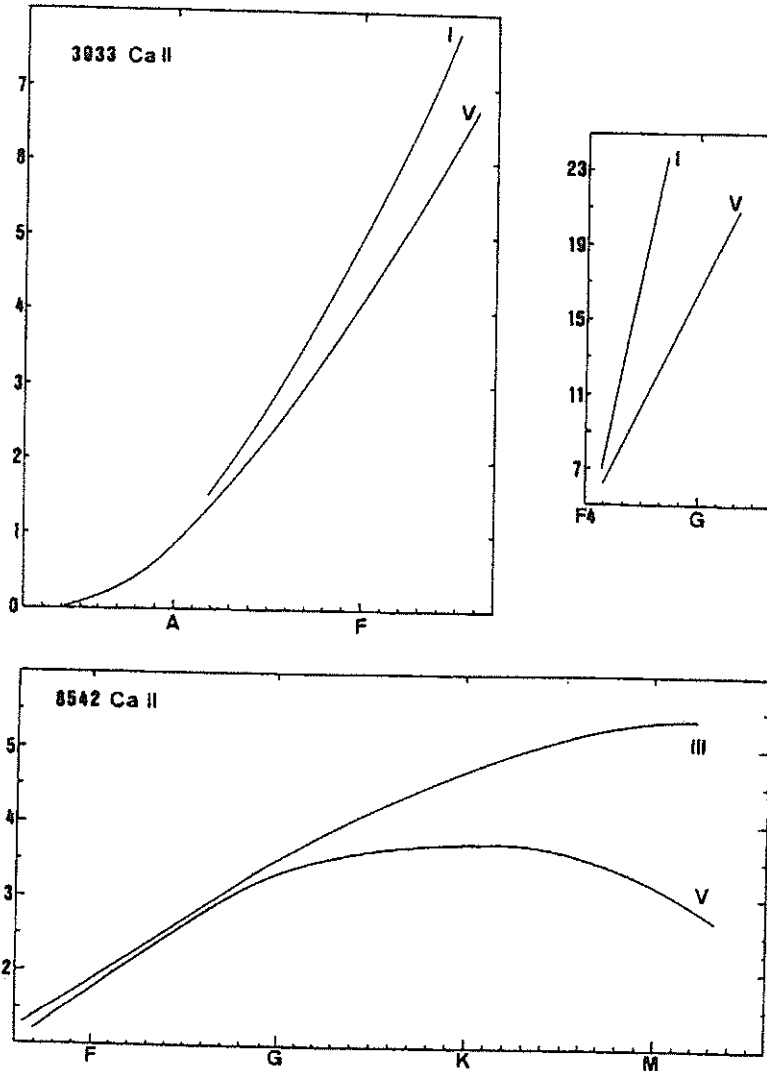
TABLO 2.5.2. CaII' nin eşdeğer genişlikleri.

Tip	3933 (1)			8542 (2)	
	V	III	I	V	III
B3			0.40 (Ia)		
B5	0.11		0.483 (Ia)		
B6	0.22	0.28			
B8			0.67 (Ia)		
B9	0.54				
A0			0.60 (Ib)		
A1	1.2				
A2	1.0, 1.5		1.17 (Ia)		
			1.54 (0)		
A3			1.400 (0)		

Tablo 2.5.2.'nin devamı

A7	3.6		1.19	0.82
F0		4.9 (II)	1.32	2.02
F2			2.11	2.17
F5	6.3		2.65	2.40
F6		7.6 (Ib)	2.69	
F7			2.96	
F8		22.1 (Ib)		
G2	14.20		3.25	
S	20.26		3.67	
G5			3.45	4.20
G7				4.41
G8			3.46	4.41
K0			3.60	4.62
K3			3.75	4.90
K5			3.63	5.07
M0			3.04	5.12
M2			2.87	5.68

Kaynak: Jaschek and Jaschek (yayınlanmamış), Zhou Xu (1991).



ŞEKİL 2.5.2. Ca II'nin eşdeğer genişliklerinin spektrel tipe göre değişimi.

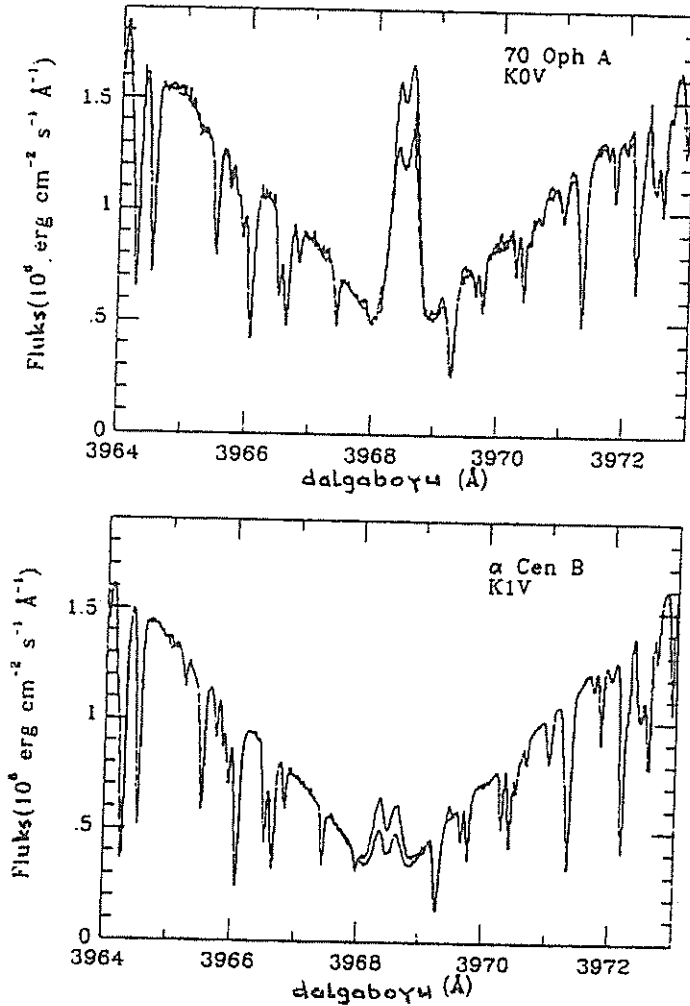
En önemli CaII çizgileri, klasik bölgede yer alan ve Frounhofer' in H ve K çizgileri diye isimlendirilen 3968 ve 3933 Å dalgaboylarındaki rezonans çizgileridir. CaII çizgileri B-tipinin ortalarına doğru hafifçe görülmeye başlar, geç tiplere doğru gelişir ve K0 civarında maksimum olup pozitif lüminozite etkisi gösterir.

Geç tip dev ve süperdevlerde, sık olarak, bu çizgilerde (yüksek dispersiyonda) yıldız etrafı bileşenler gözlenir. Bu çizgilerin hız ve şiddetleri kütle kaybı için kullanılır (Sanner 1976).

CaII çizgilerinin şiddeti, aynı zamanda, fotoelektrik olarak da ölçülebilir (Lockwood 1968), ki bu da bolluk tayininde kullanılır.

### 2.5.3.b. CaII emisyon çizgileri:

CaII emisyonları geç tip yıldızların kromosferlerinde orijinlenir ve kütle hareketleri ile yıldız etrafı maddenin varlığını tespit etmede kullanılır. Emisyonlar, farklı şiddetlerdeki piklerde absorpsiyon çizgilerinin merkezinde görülür (şekilde 3933 ve 3968 Å absorpsiyon çizgilerinin merkezinde görüldüğü gibi).



ŞEKİL 2.5.3. CaII' nin emisyon çizgileri.

Genel olarak emisyonlar; F-tipinde nadir, G-tipinde daha sık ve K ile M tiplerinde ise çok olağandır. Bidelman (1954), çok faydalı bir CaII emisyonu cisimleri katalogu yayınlamıştır.

Geniş absorpsiyon çizgilerine yerleşmiş emisyon piklerinin ayrılması yıldızların mutlak kadirleri ile ilişkilidir:

$$MV = -14.4 \log W + 27.6$$

Bu Wilson-Bappu etkisi diye bilinir.

T Tau yıldızları (Sun et al. 1985), Cepheid'ler (Kraft 1960), uzun periyotlu değişkenler (Merril 1960), novalar (Warner 1989) ve süpernovalar (Fillipenko 1988) CaII emisyonu gösterirler.

Oe yıldızlarında (Andrillat et al. 1982) ve erken Be yıldızlarında (Polidan and Peters 1976) kırmızıötesinde CaII emisyonu görülür.

#### 2.5.4. Yüksek iyonizasyon dereceli yasak çizgiler:

CaXII (3328 Å), CaXIII ve CaXV (iyonizasyon potansiyelleri 589-814 eV arasında) Güneş koronası spektrumunda görülür (Zirin 1988). CaV, VI, VII, XIII yasak çizgileri tekrarlı nova RS Oph 'de gözlenmiştir (Joy and Swings 1945).

#### 2.5.5 Normal olmayan yıldızlarda davranış:

Ca, bazı Ap yıldızlarında (Cr - Eu - Sr grubu) zayıftır (Adelman 1973).

CaII, Am yıldızlarında çok zayıftır. Eşdeğer genişlik aynı sıcaklıktaki normal yıldızlara göre 3-4 kere daha küçüktür.

Ca çizgileri,  $\delta$  Del yıldızlarında (Kurtz 1976),  $\lambda$  Boo yıldızlarında; özellikle CaII (Venn and Lambert 1990) ve F-tip HB yıldızlarında (Adelman and Hill 1987) zayıftır.

CaV, CaVI ve CaVII' nin yasak çizgileri, bazen simbiyotik yıldızların spektrumlarında gözlenebilmektedir (Freitas Pacheco and Costa 1992).

#### 2.5.6. İzotopları:

Ca' nın 14 izotopu vardır. Bu izotoplardan altı tanesi dengelidir; Ca 40, 42, 43, 44, 46 ve 48. Güneş sisteminde kalsiyumun %97' si Ca40 formundadır.

#### 2.5.7. Orijini:

Ca40 patlama sentezi ile, diğer izotoplar ise bu proses veya, Ca42 oksijen yanması, Ca43 karbon yanması veya s proses, Ca44 s proses ve Ca46 ise karbon veya neon yanması ile meydana gelmektedir.

### 2.6. DEMİR (Fe) Z=26

Bu element çok eski zamanlardan beri bilinmektedir. Sembolü Latince "**ferrum**" un kısaltılmışı olan ilk iki harfinden gelmektedir.

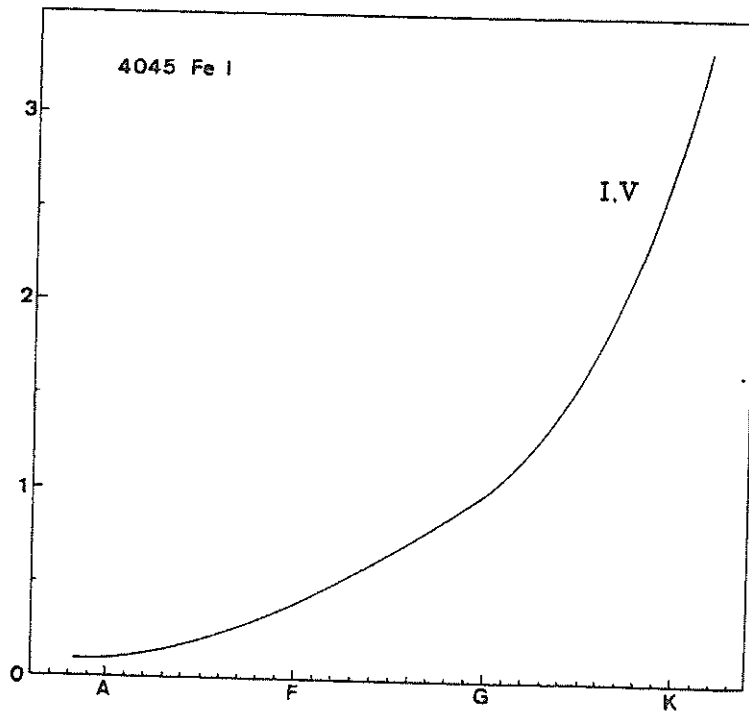
2.6.1. İyonizasyon enerjileri: FeI 7.9 eV, FeII 16.2 eV, FeIII 30.6 eV, FeIV 54.8 eV, FeV 75.5 eV, FeVI 100 eV, FeVII 128.3 eV, FeVIII 151.1 eV, FeIX 235 eV, FeX 262 eV.

Fe, F ve daha geç bütün tip yıldızların spektrumlarına hakimdir. Güneş spektrumunda %30 çizgi demire aittir. Bu nedenle demir, çizgilerin büyük bir çoğunluğunu bloke ettiğinden, H ve He hariç diğer bütün elementlerin temsilcisi olarak alınabilir.

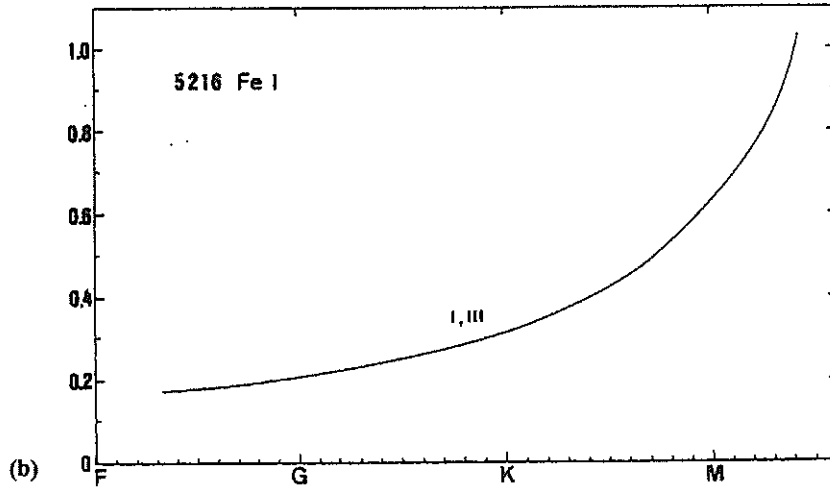
2.6.2.a. *FeI* absorpsiyon çizgileri :

TABLO 2.6.1. *FeI* in eşdğer genişlikleri.

Tip	4045 (43)		5216 (36)		
	V	Ib	V	III	Ib
B9	0.067				
A0	0.085	0.08			
A1	0.101				
A2	0.18	0.100, 0.9(Ia)			
A3		0.168 (O)			
A7	0.37				
F0	0.43	0.41 (Ia)			
F2		0.36			
F5	0.48	0.68	0.14	0.158	
F8		1.00			
G0	1.010				0.265
G2	1.175		0.14		0.316
G5	1.79				0.275
G8				0.26	0.288
K0	3.1			0.29	
K2					0.288
K3				0.324	0.275
K5	3.53				0.490
M0				0.72	
M2					0.630
M3				0.52	
M4				0.91, 1.10	



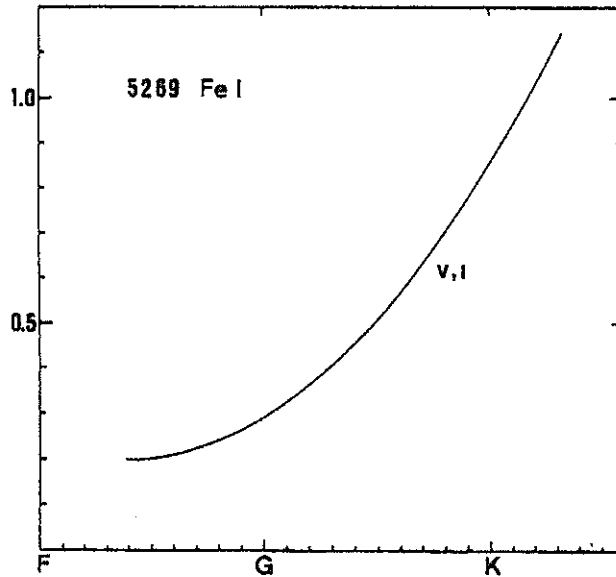
(a)



ŞEKİL 2.6.1.(a,b) FeI in eşdeğer genişliklerinin spektrel tipe göre değişimi.

TABLO 2.6.2. FeI 5269 (15) Å eşdeğer genişlikleri.

Tip	V	III	Ib
F5	0.25		0.30
F8			0.44
G0	0.21		
G2	0.44		
G5			0.587
G8		0.66	0.767
K0		0.78, 0.93	
K3		1.08	
M2.5		0.71	



ŞEKİL 2.6.2. FeI in eşdeğer genişliklerinin spektrel tipe göre değişimi.

FeI çizgileri (örneğin 4045, 5216 ve 5269 Å) geç B-tipi yıldızlarda görülür ve süratle daha sonraki tiplere doğru gelişir. Lüminozite etkisi gözlenmemiştir.

Yüksek eksitasyon potansiyelli FeI çizgileri (yaklaşık 7 eV) Güneş' te ve bir geç tip devde (2550-2500 cm<sup>-1</sup> de) ortaya çıkarıldı (Johansson et al. 1991).

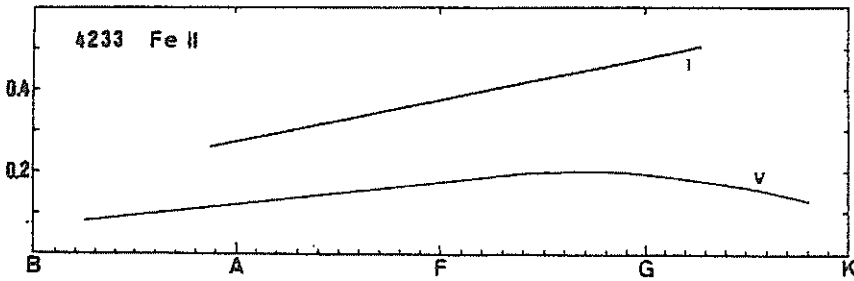
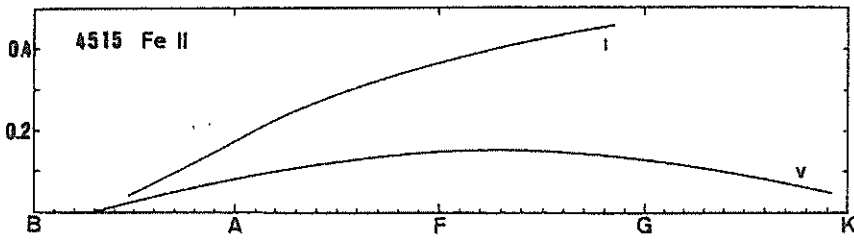
2.6.3.a. *FeI emisyon çizgileri:*

FeI emisyonları K devleri ve M-tipi süperdevlerin morötesi spektrumlarında bulunmuştur (Van der Hucht et al. 1979). T Tau yıldızlarında çeşitli multipler emisyonunda görülmüştür (Joy 1945).

2.6.2.b. *FeII absorpsiyon çizgileri:*

TABLO 2.6.3. FeII'nin eşdeğer genişlikleri.

Tip	4233 (27)		4515 (37)		
	V	III	Ib	V	Ia
B3	0.08			0.005	
B5	0.035			0.015	0.036
B6		0.120		0.018	
B7	0.09				
B8			0.100, 0.110 (Ia)		0.028
B9	0.11				
A0	0.07		0.33 (Ia)		0.129
A1				0.086	
A2			0.23	0.094	0.223
A3			0.590 (0)		
A7	no			0.130	
F0		0.24 (II)			0.537
F2					0.407 (Ib)
F4				0.13	
F5	0.20		0.383	0.16	0.40 (Ib)
F8			0.48	0.10	0.46 (Ib)
G0	0.17			0.08	
G1				0.12	
G2	0.097			0.08	
S				0.075	
G5	0.19			0.115	
K0				0.11	
K2				0.09	



ŞEKİL 2.6.3. FeII'nin eşdeğer genişliklerinin spektral tipe göre değişimi.

4233 Å çizgisi M2 III sınıfına kadar mevcuttur (Davis 1947). FeII çizgileri (örneğin 4233 Å), B-tipi yıldızların ortalarında görülür ve A-tipi yıldızlara doğru kuvvetlenir. Geç F' de bir maksimuma sahiptirler ve G tipinde azalır. Pozitif lüminozite etkisi gösterirler.

2.6.3.b. *FeII emisyon çizgileri:*

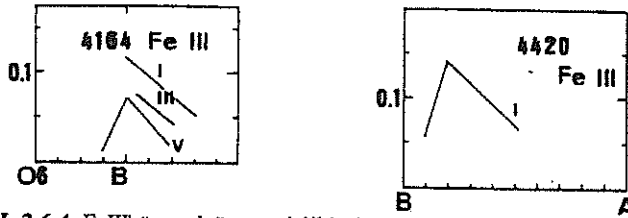
FeII emisyonları uygun her yerde bulunabilir; örneğin şok dalgalarıyla ısıtılmış düşük yoğunluklu ortamlarda, genişleyen atmosferlerde, sıcak lekelerden gelen radyasyonda gibi. FeII emisyonu Oe yıldızlarında (Andrillat et al. 1982), değişen OB ve P Cyg yıldızlarında (Zickgraf 1988), erken Be yıldızlarında (Slettebak et al. 1992), Herbig Ae Be yıldızlarında (Talavera 1988), Simbiyotik yıldızlarda (morötesi bölgede, Feibelman et al.1991), T Tau yıldızlarında (Sun et al. 1985) ve Mira-tipi değişkenlerde (Joy 1954) mevcuttur.

2.6.2.c. *FeIII absorpsiyon çizgileri:*

TABLO 2.6.3. FeIII ün eşdeğer genişlikleri.

Tip	4164 (118)			4420 (4)
	V	III	Ia	Ia
O9	0.014			
B0	0.070		0.118	
B0.5	0.061	0.066		
B1		0.055		0.064
B2	0.025	0.052		0.138
B3			0.040	0.118
B5				0.071

Kaynak: Kilian and Nissen (1989).



ŞEKİL 2.6.4. FeIII ün eşdeğer genişliklerinin spektrel tipe göre değişimi.

FeIII (örneğin 4164 Å), geç O ve erken B-tipi yıldızlarda görülür. Cüceler için maksimum B0 civarındadır. Pozitif lüminozite etkisi gösterir. FeII' de olduğu gibi FeII de erken tip yıldızların morötesi spektrumunda göze çarpar.

2.6.3.c. *FeIII emisyon çizgileri:*

FeIII çizgilerinin emisyonu K ve M devleri ve süperdevlerinin morötesi spektrumunda görülür (Van der Hucht et al 1979). [FeIII] ekseriya B[e] yıldızlarında görülür.

2.6.2.d. *FeIV, FeV ve FeVI absorpsiyon çizgileri:*

FeIV, FeV ve FeVI' nin birçok zayıf çizgisi O- tipi alt cücelerin morötesi spektrumunda görülür (Bruhweiler et al. 1981). Nemry et al. (1991) WR yıldızlarında zayıf FeIV ve FeV çizgileri bulmuştur ( $W \approx 1 \text{ Å}$ ).

2.6.3.d. *FeIV, FeV ve FeVI emisyon çizgileri:*

FeV yasak emisyonları (3895 Å, 3891 Å) ve FeVI (3664 Å) bazı nova ve simbiyotik yıldızlarda gözlenmiştir (Merrill 1948, Swings 1952).



#### 2.6.4. *FeVII çizgileri:*

Joy and Swings (1945), bir tekrarlayan novada FeVII çizgilerini rapor etmiştir. [FeVII]'nin 6087 Å çizgisi simbiyotik yıldızlarda daima emisyonunda görülür.

#### 2.6.5. *Daha yüksek iyonizasyon seviyeli yasak çizgiler:*

FeX, XI, XII, XIII, XIV ve XV (iyonizasyon potansiyelleri 233-390 eV arasında) yasak çizgileri Güneş koronası spektrumunda görülür (Zirin 1988).

[FeX] ve [FeXIV] emisyonları bazı tekrarlayan novalarda gözlenmiştir (Joy and Swings 1945, Swings 1952).

#### 2.6.6. *Normal olmayan yıldızlarda davranış:*

Fe, bazı uç (extreme) helyum yıldızlarında zayıftır (Jeffery and Heber 1993).

Fe, Si tipi Bp yıldızlarında fazlaca görülür (Didelon 1986).

Fe çizgileri, Cr-Eu-Sr alt grubu Ap yıldızlarında mevcut olduğunda kuvvetlidir (Cowley 1981).

Fe, Am yıldızlarında hafifçe kuvvetlidir (Burkhart and Couptry 1991).

Fe çizgileri, λ Boo yıldızlarında zayıftır (Venn and Lambert 1990).

Fe çizgileri, F-tipi HB yıldızlarında zayıftır (Adelman and Hill 1987).

Fe, metalce zayıf yıldızlar ve küresel küme yıldızlarında azdır.

#### 2.6.7. *İzotopları:*

Dört dengeli izotopu vardır; Fe 54, 56, 57 ve 58. Bunlar Güneş sisteminde sırasıyla ; %6, %92, %2 ve %0.3 bolluktadırlar. En uzun yaşam süreli izotop Fe60 olup, yarı ömrü 3 x 10 5 yıldır.

#### 2.6.8. *Orijini:*

Fe54; patlama nükleosentezi ile, Fe56 ve Fe57; bu proses veya istatistik denge prosesi ile, Fe58; helyum yanması veya nükleer istatistik denge prosesi ve karbon yanması ile meydana gelmektedir.

### 2.7. ALTIN (Au) Z=79

Çok eski zamanlardan beri bilinmektedir. Sembolü Latince "aurum (altın)" dan gelmektedir.

2.7.1. *İyonizasyon enerjileri:* AuI 9.2 eV, AuII 20.5 eV, AuIII 30.0 eV.

#### 2.7.2. *AuI absorpsiyon çizgileri:*

Güneş' te eşdeğer genişliği 0.005 Å olan AuI (3122 Å) çizgisi.

#### 2.7.3. *Normal olmayan yıldızlarda davranış:*

Ap yıldızı Cr-Eu-Sr alt grubunda bir yıldızda muhtemelen AuI' in varlığı tespit edilmiştir (Jaschek and Malaroda 1970). Fuhrmann (1989) birkaç Bp yıldızı (Si alt grubu) ve Ap (Cr-Eu-Sr alt grubu) yıldızında AuII (1740 Å) çizgisini ortaya çıkarmıştır. Altının varlığı, platin ve civa ile birlikte görülmektedir.

#### 2.7.4. *İzotopları:*

Bir dengeli izotopu (Au197) ve 20 kısa yaşam süreli izotopu bulunmaktadır.

### 2.7.5. Orijini:

Au, sadece r prosesi ile meydana gelebilmektedir.

## 2.8. URANYUM (U) $Z=92$

Bu element 1789 yılında Berlin' de M. H. Klaproth tarafından keşfedilmiştir. İsmi 1781 yılında Herschel tarafından keşfedilen, Uranüs gezegeninden gelmektedir. Bu kelime Yunanca "god urania (gök tanrısı)" anlamını çağırır.

### 2.8.1. İyonizasyon enerjileri: UI 6.1 eV, UII 14.7 eV.

U, bilinen dengeli en ağır elementtir, Güneş' te gözlenmemiştir.

### 2.8.2. Normal olmayan yıldızlarda davranışı:

UII' nin varlığı, birbirinden bağımsız olarak Guthrie (1969) ve Jaschek and Malaroda (1970) tarafından Ap (Sr-Cr-Eu alt grubu) yıldızlarında keşfedilmiştir. Ayrıca Cowley et al. (1974) tarafından bu alt grubun diğer yıldızlarında da gözlenmiştir. Tipik eşdeğer genişlik,  $W(3859 \text{ \AA}) = 0.030 \text{ \AA}$  dur.

Uranyum izotopları ayrıntılı olarak Cowley et al. (1977) tarafından çalışılmıştır.

### 2.8.3. İzotopları:

En uzun yaşam süreli izotopu U238 olup, yarı ömrü  $4.5 \times 10^9$  yıldır. Bunu takiben, U235 in yarıömrü ise  $7.0 \times 10^8$  yıldır. Bunlardan başka kısa hayat süreli 13 izotopu daha vardır. Güneş sisteminde, uranyumun %99.3' ü U238 tir. Uranyum izotopları, radyoaktif zaman tayinleri için kullanılır.

### 2.8.4. Orijini:

U izotopları r prosesi ile meydana gelmektedir.

## 3.Özet:

Tablo 3.1. tüm elementlerin davranışlarının kısa bir özetini vermektedir (her bir element için spektrel tipe göre). **Sürekli çizgiler**; nötral hallerin görülebildiği spektrel tipler, **kesikli çizgiler**; bir kere iyonize hallerin varlığı (daha yüksek iyonize durumlar gösterilmemiştir), **boşluklar**; elementlerin gözlenemediği haller, **noktalar**; sadece Güneş' te ortaya çıkarılan elementler, **kareler** ise; bu elementlerin bazı tip normal olmayan yıldızlarda çok kuvvetli olduğunu göstermektedir.

TABLO 3.1.

O	B	A	F	G	K	M	
H	-----						1
He	-----						2
Li		-----					3
Be		-----	o				4
B		-----					5
C	-----						6
N	-----						7
O	-----						8
F		-----					9
Ne	-----						10
Na		-----					11
Mg	-----						12
Al	-----						13
Si	-----						14
P	-----		o				15
S	-----						16
Cl	-----						17
Ar	-----						18
K		-----					19
Ca	-----						20
Sc	-----						21
Ti	-----						22
V	-----						23
Cr	-----						24
Mn	-----						25
Fe	-----						26
Co		-----					27
Ni	-----						28
Cu	-----						29
Zn	-----						30
Ga	-----						31
Ge		-----					32
As		-----					33
Se		-----					34
Br		-----					35
Kr		-----					36
Rh		-----					37
Sr	-----						38
Y	-----						39
Zr	-----						40
Nb	-----						41
Mo	-----						42
Tc	-----						43
Ru	-----						44
Rh	-----						45
Pd		-----	o				46
Ag		-----	o				47
Cd		-----	o				48
In		-----					49
Sn		-----	o				50
Sb		-----	o				51
Te		-----					52
I							53
Xe							54
Cs							55
Ba	-----						56
La	-----						57
Ce	-----						58
Pr	-----						59
Nd	-----						60
Pm							61
Sm							62
Eu	-----						63
Gd	-----						64
Fb	-----						65
Dy	-----						66
Ho	-----						67
Er	-----						68
Tm	-----						69
Yb	-----						70
Lu	-----						71
Hf	-----						72
Ta	-----						73
W	-----						74
Rh	-----						75
Os	-----						76
Ir	-----						77
Pt	-----						78
Au	-----						79
Hg	-----						80
Tl							81
Pb							82
Bi							83
Po							84
At							85
Rn							86
Fr							87
Ra							88
Ac							89
Th							90
Pa							91
U							92

4. Spektrel tiplere göre görülebilen moleküller:

Farklı spektrel tipteki moleküllerin genel davranışı tablo 4.1.'de özetlenmiştir. Tabloda moleküllerin görülebildiği spektrel tipler verilmiştir. Ph; Güneş fotosferini, Sp; Güneş lekelerini göstermektedir.

TABLO 4.1.

Molekül	G	Ph	K	Sp	M	C	S	CS
H <sub>2</sub>		x		x	x	x	x	
NaCl						x		
KCl						x		
MgH		x	x	x	x			
MgO				(x)				
MgNC						x		
CaH				x	x			
CaOH			x		x			
CaCl					x	x		
ScO				x	x			x
LaO							x	
YO					x		x	
CeO							x	
ZrO		(x)		x	x		x	x
ZrS							x	
TiO			x	x	x		x	
TiH				x	x			
TiCl					(x)			
TiS							x	
VO				(x)	x			
CrH				(x)				x
CoH				(x)				
NiH				x				
FeH		x	x	x	x		x	
FeO				(x)				
CuH				x		x		
ZnH						(x)		
AlH				x	x	x	x	
AlO					x			
AlCl						x		
AlF						(x)		
CH	x	x	x	x		x		
CH <sup>+</sup>		x						
C <sub>2</sub>		x		x		x		
CN	x	x	x	x	x	x	x	x
CO		x	x	x	x	x	x	
HCN				x	x			
HNC					x			
HC <sub>2</sub> N						x		
HC <sub>3</sub> N						x		
HC <sub>5</sub> N						x		
HC <sub>7</sub> N					x			
HC <sub>9</sub> N						x		
HC <sub>11</sub> N						x		

Molekül	G	Ph	K	Sp	M	C	S	CS
HC <sub>13</sub> N						x		x
HCO <sup>+</sup>						x		
H <sub>2</sub> CO						x		
CH <sub>4</sub>								x
C <sub>2</sub> H <sub>2</sub>								x
C <sub>3</sub> H <sub>2</sub>								x
C <sub>4</sub> H <sub>2</sub>								x
C <sub>2</sub> H								x
C <sub>3</sub> H								x
C <sub>4</sub> H								x
C <sub>5</sub> H								x
C <sub>6</sub> H								x
C <sub>3</sub> N								x
C <sub>2</sub> H <sub>4</sub>								x
C <sub>2</sub> H <sub>3</sub> N								x
C <sub>3</sub>								x
C <sub>5</sub>								x
SiH		x		x	x			
SiH <sup>+</sup>		x						
SiH <sub>4</sub>								x
SiC								x
SiC <sub>2</sub>					x			
SiC <sub>4</sub>								x
SiN								x
SiO		x	x	x	x			
SiS					x	x		
GeH								x
SnH								x
NH		x		x	x	x		
NH <sub>3</sub>					x	x		
CP								x
PN							x	
OH		x	x	x	x	x		
H <sub>2</sub> O				x	x	x		
HS		x						
H <sub>2</sub> S							x	x
CS							x	x
C <sub>2</sub> S								x
C <sub>3</sub> S								x
SO							x	
SO <sub>2</sub>							x	
OCS							x	
YS								
HF			x	x	x	x	x	x
HCl				x				

### 5. Element gruplarının yıldızlarda davranışı:

Burada metaller ve nadir toprak elementlerinin davranışı, genel karakteristikleri açısından gözönüne alınacaktır.

#### 5.1. Metallerin davranışı:

Astronomlar tarafından kullanılan "metal" teriminin net bir tanımı yoktur; H ve He hariç diğer tüm elementlere verilen addır; Z > 8 olan elementler veya Z > 21 olan elementler

gibi. Eğer "metal" terimi iyi olarak tarif edilememişse, aynı şey "metal bolluğu" terimi için de geçerlidir.

Metal bollukları genellikle hidrojene göre ifade edilir:  $N(m) / N(H)$ ; ki bu da Güneş' teki aynı orana göre normalize edilir. Küçük rakamlara sahip olabilmek için ise, genellikle on tabanlı logaritma kullanılır. Örneğin,  $[Fe/H] = -0.6$  gibi: bu, demirin hidrojene göre bolluğunun, Güneşinkinden dört kere daha az olduğunu gösterir; çoğu zaman bu daha kısa olarak "-0.6 dex" şeklinde ifade edilir.

Tüm astrofizikçiler tarafından net olarak tek bir tanım üzerinde hemfikir olmamakla birlikte, günümüzde "metalce fakir yıldızlar" terimi terminolojide kullanılmaktadır.

Genel hatlarıyla şu davranışlardan söz etmek mümkündür:

"Genç veya genç disk popülasyonu"; demir bolluğu Güneşinkinden 2 faktörü ile daha fazla,

"Orta veya yaşlı disk popülasyonu"; demir bolluğu Güneşinkinden 2-4 faktörü ile daha az,

"Yaşlı veya halo popülasyonu"; demir bolluğu Güneşinkinden 6-100 faktörü ile daha az,

"extreme halo veya popülasyon III"; demir bolluğu Güneşinkinden 100 veya daha büyük faktörle daha azdır.

Birçok araştırmacı çoğu zaman "demir bolluğu" nu "metal bolluğu" terimi yerine kullanmaktadır.

Bugüne kadar bilinen en büyük metalce zayıflık Fe/H, Güneşinkinin  $10^{-4}$  katıdır (Molaro and Bonifacio 1990).

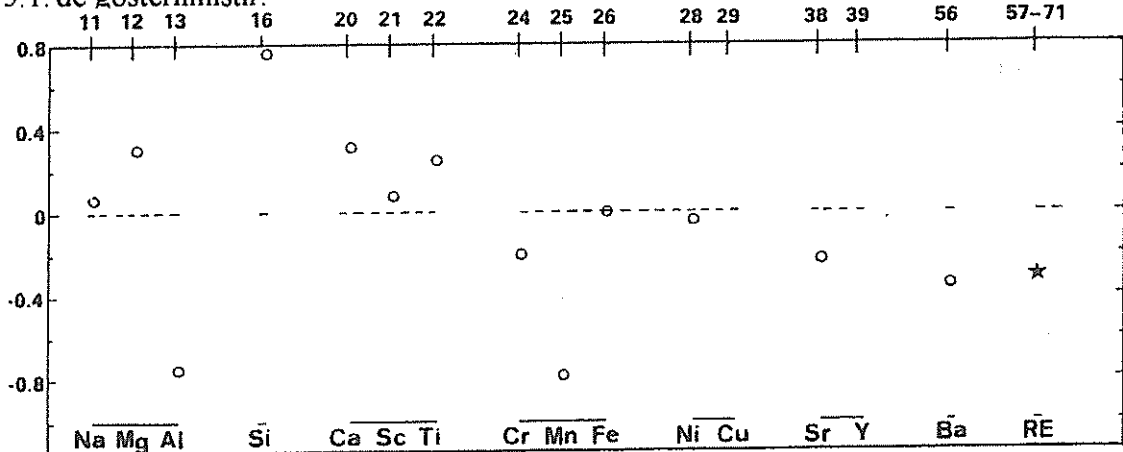
Genç yıldızlarda Fe normaldir. Fakat demiri, normalin üstünde bolluğa sahip olan yıldızlar da vardır. Bunlar süper-metalce-zengin yıldızlar diye isimlendirilirler (Spinrad and Taylor 1969, Taylor 1982).

Galaksimizin "bulge" ında K-tipi devler arasında Güneşe göre 2 faktörü ile daha fazla bolluğa sahip yıldızlar vardır.

Yaşlı yıldızlarda yapılan metal bolluğu çalışmaları şöyle özetlenebilir (Spite and Spite 1986, ve Gratton and Sneden 1988):

Hafif elementler (çift atom sayılı olanları) O, Mg, Si, Ca ve Ti demire göre daha boldur.

Hafif elementler (tek atom sayılı olanları) Na, Al ve aynı zamanda tek atom sayılı demir-piki elementleri Sc ile Mn demire göre daha az bolluktadır. Tüm bu özellikler şekil 5.1.'de gösterilmiştir.



ŞEKİL 5.1. Metalce zayıf yıldızlarda Fe'ye göre element bollukları. Apsis (alt-element, üst-atom sayısı), ordinat (dex cinsinden Fe'ye göre bolluk). Hata barları da gözönüne alınırsa, birçok elementin bollukları arasındaki farklar oldukça küçük. Kaynak: Gratton and Sneden (1988) (nadir toprak elementleri hariç).

## 6. Nadir toprak elementlerin davranışı:

Bunlar Z=57-71 arasındaki elementlerdir: La 57, Ce 58, Pr 59, Nd 60, Pm 61, Sm 62, Eu 63, Gd 64, Tb 65, Dy 66, Ho 67, Er 68, Tm 69, Yb 70 ve Lu 71. Kimyacılar, nadir toprak metalleri Sc ve Y' yi de bu gruba dahil ederler.

Nadir toprak elementleri HR diyagramında iki farklı yerde bulunurlar; A tipi yıldızlar ve geç tip devler arasında olmak üzere.

A tipi yıldızları bölgesinde Ap yıldızları, Cr-Eu-Sr alt grubu ve keskin çizgili geç tip Am yıldızlarında bu elementlerin iyonize türlerinin kuvvetli çizgileri bulunur. Bu ise beklenen bir durum değildir, çünkü bu çizgilerin normalde zayıf olmaları beklenir.

HR diyagramının soğuk bölgesinde, Ba ve S tipi yıldızlarda nadir toprak elementleri fazladır. Bu elementlerin varlıkları değil, çizgilerinin kuvvetli olması beklenen bir durum değildir.

Nadir toprak elementlerinin davranışı için üç genel kural vardır:

Birincisi; çift atom sayılılar, tek atom sayılılardan daha boldur.

İkincisi; verilen bir yıldızda, tek veya çift atom sayılı olsun, bu elementlerin hepsi birlikte bulunmaz.

Üçüncüsü; hafif elementler ağır elementlerden daha fazladır.

Doğal olarak bu üç kaideye uymayan istisnalar vardır:

Nadir toprak elementleri genelde çok kuvvetli çizgilere sahip değildir; bunlar orta veya zayıf şiddette çizgilerdir. Ekseriya Fe, Cr, Ti gibi bol olan elementlerin çizgileri ile blend olarak bulunurlar. Bu nedenle, özellikle çizgi tanıları için çok dikkatli olunmalıdır.

Bütün nadir toprak elementleri anormallikleri, çok sıcak Bp ve çok soğuk Ap yıldızlarında zayıftır veya görülmez.

## 7. Spektrel çizgilerin terminolojisi, yıldızların seçimi, çizgi tanısı ve eşdeğer genişlikler:

Gözlemlerden itibaren yıldızlarda kimyasal elementlerin incelenmesi ve anlaşılabilmesi için, astrofizik açıdan önemli ve öncelikli olarak bilinmesi gereken konulara kısa bir özet olarak değinilecektir.

Terminolojiye; atomun nötral ve iyonize durumları, spektrel çizgiler ve enerji seviyeleri arasındaki elektron geçişleri, seçim kuralları, rezonans çizgiler, yasak çizgiler, floresans çizgiler, nebular çizgiler ve yıldız etrafı (absorbsiyon) çizgiler gibi terimler girer. Bu terimlerin tanımları fizikçiler tarafından yapılmıştır.

Yıldız seçiminde gözönüne alınacak en önemli hususlar; sınıflandırılması iyi yapılmış yıldızlar olmalı, sınıflandırma spektrum anormallikleri için de incelenmiş olmalı ve spektrum değişkenliğinin elimine edilebilmesi için sınıflandırma çok sayıda gözleme dayanmalıdır.

Çizgi tanısı gözlenen her bir çizgiden sorumlu olan elementin tayinini amaçlar ve şu işlemler üzerine temellendirilir:

a) çizgilerin sahih dalgaboylarının ölçümü,

b) çizgilerin şiddetlerinin ölçümü,

c) çizgi tanı tablolarının kullanımı.

Bir yıldızdaki çizgi tanısı, genel olarak, benzer bir yıldızın daha önce yapılan ve kabul edilen çizgi tanısının rehberliğinde yapılır; başka bir deyişle bir referans yıldız yardımıyla yapılır. Özel yıldızlar için ise iyi bir referans yıldızı bulma güçlüğü vardır.

Spektrel çizgi tanısında ayrıca şu önemli önlemler alınmalıdır:

1) Yüksek dispersiyonlu spektrogramlar kullanılmalıdır (blendliği ortadan kaldırır).

2) Mümkünse keskin çizgili yıldızlar kullanılmalıdır (bu, düşük rotasyonu gerektirir, fakat bununla birlikte çok düşük rotasyonlardan da kaçınılmalıdır).

3) Aynı yıldızın çeşitli spektrumları ölçülmelidir (bu, spektrum değişkenliğine karşı bir önlem olup, varsa radyal hız gibi değişkenliklerin ölçülmesine imkan verir).

4) Küçük değil, geniş bir dalgaboyu aralığında çalışılmalıdır (bu, çok sayıda çizginin teşhisine imkan verir ve tanıların daha doğru olmasını sağlar).

5) Her bir element için en son tanı tabloları kullanılmalıdır (en son yayınların göz önüne alınmasını sağlar).

6) Sadece bir elementin değil, dalgaboyu bölgesindeki bütün çizgilerin tanısı yapılmaya çalışılmalıdır (iyi çizgi tanısı için önemlidir).

7) Verilen bir elementin kuvvetli laboratuvar çizgilerinin yıldız spektrumunda bulunduğu emin olunmalıdır (iyi çizgi tanısı için önemlidir).

Fakat, elementler üzerindeki laboratuvar çalışmaları bitmediğinden, tanı problemleri vardır.

Bazı yıldızlarda çizgi tanısı için önemli ve tartışılması gerekli iki konu da manyetik alan ve yıldız rotasyonudur.

Eğer manyetik alan, bilinen spektrel çizgilerin görünümünde beklenmeyen bir şekilde dalgaboylarında bir ayrılmaya neden oluyorsa, çizgi tanısı için önemlidir. Ana kol ve civarındaki yıldızlar için manyetik alan genellikle küçüktür (en çok birkaç kilogauss) ve net etkisi (zeeman etkisine hassas olan çizgiler için) çizgileri genişletmesi ve bir nevi bir türbülans meydana getirmesidir. Saniyede kilometre olarak ölçülen türbülans hızı, kilogauss olarak ölçülen manyetik alana eşdeğerdir (bir amperik kaide olarak) ve bu durum bolluk hesaplarında gözönüne alınmalıdır. Verilen bir elementin tüm çizgileri zeeman etkisine aynı derecede uğramazlar.

Yıldız rotasyonu spektrumdaki çizgilerin genişlemesiyle kendini belli eder. Eşdeğer genişlik korunduğundan çizgi sığlaşır. Büyük rotasyonda zayıf çizgiler kolay kaybolurlar, görülemezler. Bu nedenle, çoğu zaman yıldız atmosfer analizleri yavaş dönen yıldızlar için yapılır; mümkünse  $v \sin i < 10$  km/sn için. Fakat şöyle bir durum da sözkonusudur: Acaba, yavaş ve hızlı dönen yıldızlar aynı kompozisyona mı sahiptirler? Bu çerçevede, hızlı rotasyonun maddenin dahili bir sirkülasyonuna neden olabileceği ve böylece de gözlenen yavaş rotasyon hızlı yıldızlarda bolluk modelinin bir tadilatına gereksinme olabileceği düşünülebilir. Bu problemi çözmek için daha çok analize gereksinme vardır.

Çizginin şiddeti eşdeğer genişlikle karakterize edilir. Kuvvetli çizgi yaklaşık  $W > 1$  Å, zayıf çizgi ise  $W < 0.1$  Å sınırlarındadır.

Eşdeğer genişliği ölçmedeki en büyük zorluk, sürekli spektrumun (zemin) çizilmesinden kaynaklanmaktadır; bu durum çalışılan bölgede çok sayıda çizgi varsa meydana gelebilir, bölge kalabalık olduğundan zemin görülmez.

Spektrumlarında çok sayıda çizgi bulunduğundan, bu durum bütün geç tip yıldızlarda söz konusudur. Çok büyük plak faktörlü plaklarda, daha çok sayıda çizgi görülebileceğinden, zemin daima tedirgin edilmiş durumdadır. Bu nedenle daha düşük plak faktörleri kullanmakla, zemin tayini için dar pencereler bulunabilir.

Erken tip yıldızlarda, daha az sayıda çizgi olduğundan, zemin problemi daha azdır; fakat bu yıldızlar arasında da yüksek rotasyon problemi ortaya çıkar. Büyük rotasyon hızı, çizgi profilinin etrafa yayılıp zemini tedirgin etmesine neden olur. Bu problemin çözümü kolay değildir. Sadece yüksek sinyal / gürültü oranlarına sahip spektrumlar için bu problem asgari düzeydedir.

Diğer bir güçlük te, kuvvetli çizgilerin genişlemiş kanatlara sahip olmasıdır.

Sürekliliği çizmedeki tüm bu güçlüklerden dolayı, eşdeğer genişlikler daima büyük hata paylarına sahiptirler. Örneğin bir hidrojen çizgisine ait eşdeğer genişlik üzerinde yapılan hata  $\pm \%10$  olduğunda iyi sayılmaktadır.

Böyle durumları elimine etmek için bazı araştırmacılar fotoelektrik ölçümler kullanılıyor; bir filtre çizgi merkezi için, bir veya iki filtre de çizgi merkezinden yeterli uzaklıkta, tedirgin edilmemiş zemin için kullanılıyor. Fakat böyle bir prosedür, filtre bölgesi içine diğer spektral çizgiler düşmezse geçerli olur. Bu ise sadece teoride mümkün olup uygulama yönü yoktur.

Acaba verilen bir spektroskopik materyelde ölçülebilen en zayıf çizgi ne kadardır? Bu yaklaşık plak faktörüne eşittir; örneğin plak faktörü  $5 \text{ \AA mm}^{-1}$  ise,  $W=5 \text{ m \AA}$  dur. Halbuki aynı plak için hata en az iki katı, yani  $\pm 10 \text{ m \AA}$  dur.

Bu hatalar fotoğrafik spektrumlar üzerine temellendirilmiştir. Katı hal üzerine temellendirilen spektrogramlarla daha büyük sinyal (gürültü) oranları ve daha küçük eşdeğer genişlik hataları mümkündür; 1 veya 2  $\text{m \AA}$  civarında hatalar. Fakat sürekli zeminin daha büyük bir presisyona bağlı olup olmadığı bilinmemektedir.

## 8. Bolluklar:

Ölçülen süreklilik, eşdeğer genişlik ve çizgi profillerinin fizik anlamı olan sıcaklık, gravite, türbülans ve elementlerin kimyasal bolluğu gibi parametrelere dönüşümü "Yıldız Atmosferleri" çalışmalarının konusu olup, bu konuda birçok iyi kitap bulunmaktadır. Burada ise bollukların presisyonu ile ilgili olarak bazı özet bilgiler verilecektir.

### 8.1. *Bollukların presisyonu:*

Bolluklar genellikle "dex" ile verilirler (daha önce de bahsedilmişti); genellikle 10' un katları şeklinde ( $0.1 \text{ dex} = 100.1$  gibi). Bolluk presisyonu genellikle 0.1 dex olarak kabul edilir. Fakat çok özel durumlar hariç, bu değere ulaşmak mümkün değildir. Ancak 0.2 dex civarı değerlere ulaşılabilir.

Bolluk presisyonu için yapılan karşılaştırmalar, gözlemsel veriler tamamen aynı ise doğrudur. Doğal olarak, farklı gözlemciler tarafından farklı gözlemler yapılıyorsa, farklı aletler kullanılıyorsa, farklı atomik veriler kullanılıyorsa ve farklı bilgisayar kodları kullanılıyorsa presiyon sadece azalabilir. Bu durumda bolluk presisyonu, en az  $\pm 0.3 \text{ dex}$  civarında olur.

Son yıllarda fotoğrafik plağın yerini alan CCD ile ve çok daha realistik fizik teorilerle, aynı yıldızların farklı araştırmacılar tarafından yapılan element bolluğu tayinleri daha çok birbirine yaklaşmaktadır.

Bolluklar, açık olarak, büyük ölçüde kullanılan çizgilerin sayısı ve katitesine bağlıdır. Örneğin iki çizgiden itibaren bulunan bolluk için doğruluk 2 faktörü ile daha azdır.

Bolluk ve eşdeğer genişlik arasındaki ilişki hakkında bir fikir sahibi olabilmek amacıyla şunları söyleyebiliriz; 10 faktörü ile bolluk azalması eşdeğer genişliğin 3 faktörü ile azalmasına, bolluğun 100 faktörü ile azalması ise eşdeğer genişliğin 10 faktörü ile azalmasına karşılık gelmektedir. Fakat bu kural çok kuvvetli çizgilere uygulanamaz, sadece bir tahmin mertebesi hakkında fikir verir.

Tüm bunlar, Güneş dışındaki yıldızlar için geçerlidir. Güneş için; mükemmel gözlemler, ayrıntılı atmosferik teoriler, bolluğun  $\pm 0.5 \text{ dex}$  presisyonla tayin edilebilmesini mümkün kılmaktadır (doğal olarak yeterli sayıda çizgisi olan elementler için).

## 9. Sonsöz:

1954 yılında Merrill'in yayınladığı kitapta 41 element rapor edilmişti. 1950' lerden 1995' e kadar geçen süre içinde bu sayı 87' ye çıktı (Jaschek and Jaschek 1995). Merrill zamanında çalışmalar optik dalgaboyu bölgesi ( $3000-8000 \text{ \AA}$ ) üzerine temellendirilmişken,



bugün morötesi, uzak kırmızıötesi ve radyo bölgesine gitmek mümkündür. Moleküller için ise durum; Merrill zamanında 40 molekül iken, 1995' te keşfedilen molekül sayısı 89' a ulaşmıştır.

Diğer taraftan yıldız spektroskopisi ile ilgili yapılan çalışmalarda da gözle görülür bir ilerleme kaydedilmiştir. Merrill zamanında bu konuda yılda yüz makale yayınlanırken, bugün bu sayı yıllık bin civarına ulaşmıştır.

Bütün bu gelişmelere rağmen, halen açıklanamayan birçok karanlık nokta vardır. Örneğin birçok element keşfedilmesine rağmen, bunların çoğunun ana kol ve HR diyagramının diğer bölgelerinde nasıl davrandığı bilinmemektedir. Bazı elementlerin bazı yıldızlarda varlıkları bilinmesine rağmen, bu elementlerin acaba buldukları yıldızların bir grubunu mu temsil ediyor oldukları bilinmemektedir.

Diğer bazı elementlerin ise yıldızlarda bulunup veya bulunmadıkları bile bilinmemektedir; acaba gerçekten mi yoklar, yoksa biz mi bulamıyoruz?

Bugüne kadar üzerinde çalışılmış elementleri üç grupta toplamak mümkündür: Birinci grup üzerinde oldukça iyi çalışılmış, ikinci grup orta derecede çalışılmış ve üçüncü grup ise çok az bilinen elementleri içermektedir;

**1. Grup:** Çoğu hafif 9 elementi (H, He, C, N, O, Mg, Si, Ca ve Fe) içermektedir.

**2. Grup:** Çoğu metal ve nadir toprak elementi olan (Li, Ne, Na, Al, S, Sc, Ti, V, Cr, Mn, Co, Ni, Cu, Zn, Y, Zr, La, Ce, Pr, Nd, Sm, Eu, Gd ve Dy) 24 elementi içermektedir.

**3. Grup:** 54 elementi kapsayan (Am, Sb, Ar, As, Ba, Be, Bi, B, Cd, Cf, Cs, Cl, Cm, Er, F, Ga, Ge, Au, Hf, In, I, Ir, Kr, Pb, Lu, Hg, Mo, Nb, Os, Pd, P, Pt, Pu, K, Pm, Re, Rh, Rb, Ru, Se, Ag, Sr, Ta, Tc, Te, Tb, Tl, Th, Tm, Sn, W, U, Xe, Yb) en geniş grup budur. Fakat bu elementlerin yıldızlarda varlıklarından başka bir şey bilinmemektedir.

\*

*Bildiriyi bilgisayarda büyük bir titizlikle yazan İpek Hamami ve M. Taşkın Çay' a teşekkür ederim.*

\*

## 10. Kaynakça:

- Adelman, S.J., 1973, Ap.J., 182, 531.  
Adelman, S.J., and Hill, G., 1987, MN, 226, 581.  
Allen, D., 1988, IAU Coll. 103, 3.  
Andrillat, Y. and Vreux, J.M., 1979, A.A., 76, 221.  
Andrillat, Y. and Fehrenbach, Ch., 1982, A.A. Suppl. 48, 98.  
Andrillat, Y., et al., 1990, A.A. Suppl. 84, 11.  
Andrillat, Y. and Vreux, J.M., 1991, Montpellier Coll. 127.  
Arellano Ferro, A., et al., 1991, MN, 250, 1.  
Arnett, W.D., et al., 1989, ARA.A., 27, 629.  
Baratta, G.B., et al., 1991, A.A., 251, 75.  
Barbuy, B., 1988, A.A., 191, 121.  
Barnett, E. W. , and McKeith, C.D., 1988, MN, 234, 325.  
Baschek, B., and Norris, J., 1970, Ap.J. Suppl. 19, 327.  
Baschek, B., et al., 1982, A.A., 112, 76.  
Baschek, B., et al., 1984, A.A., 131, 1984.  
Basri, G., 1987, in Cool Stars, Stellar Systems and the Sun (Springer).  
Bertout, C., 1989, ARA.A., 27, 351.  
Bidelman, W. P., 1954, Ap.J. Suppl., 1, 214.  
Boyarthuk, A.A. and Saronow, I.S., 1986, IAU Coll., 90, 443.  
Branch, D., 1990, in Supernovae ed. A.G Petschek (Springer),

- Bruhweiler, F.C. et al., 1981, Ap.J. Suppl. 46, 255.  
Burkhard, C. and Coupry, M.F., 1991, A.A. 249, 205.  
Clatti, F., et al. 1974, A.A., 34, 181.  
Conti, P.S., 1974, Ap.J., 187, 539.  
Conti, P.S. and Leep, E.M., 1974, Ap.J., 193, 113.  
Conti, P.S. and Massey, P. 1989, Ap.J., 337, 251.  
Conti, P.S. et al., 1990, Ap.J., 354, 359.  
Cottrell, P.L., and Lambert, D.L., 1982, Ap.J., 261, 595.  
Cowley, C.R. et al., 1974, Ap.J., 194, 343.  
Cowley, C.R. et al., 1977, Publ. Dominion Obs., 15, 37.  
Cowley, C.R., 1981, 23rd Liege Astroph. Coll. 169.  
Davis, D.N., 1974, Ap.J., 106, 28.  
Dean, C.A. and Bruhweiler, F.C., 1985, Ap.J. Suppl., 57, 133.  
Didelon, P., 1982, A.A. Suppl. 50, 199.  
Didelon, P., 1986, Rev. Mex. Astr. Astrof., 12, 163.  
Dominy, J.F., 1984, Ap.J. Suppl., 55, 27.  
Eenens, P.R. and Williams, P.M., 1991, Montpellier Coll., 158.  
Faraggiana, R. Et al., 1988, A.A., 201, 259.  
Feibelman, W.A. et al., 1991, Ap.J., 373, 649.  
Feldman, U. and Doschek, G.A., 1991, Ap.J. Suppl., 75, 925.  
Fillipenko, A.V., 1988, A.J., 96, 1941.  
Freitas Pacheco, J.A., and Costa, R.D.D., 1992, A.A., 257, 619.  
Frost, S.A., and Conti, P.S., 1976, IAU Symp., 70, 139.  
Fuhrmann, K., 1989, A.A. Suppl., 77, 345.  
Fujita, Y., 1992, Proc. Japon Acad. 68, Ser. B,1.  
Gillet, D. 1988, IAU Symp. 132, 143.  
Golay, M. 1974, Introduction to Astronomical Photometry (Reidel).  
Gratton, R. and Sneden, C., 1988, A.A., 204, 193.  
Guthrie, B.N.G., 1969, Obs. 89, 214.  
Hamman, W.R. et al., 1991, A.A., 249, 443.  
Heck, A. Et al., 1984, ESA Sp-1052.  
Hill, L.C. 1993, Quart. J., RAS 34, 73.  
Howarth, I.D. and Prinja, R.K., 1980, Ap. J. Suppl., 69, 257.  
Husfeld, D. et al., 1989, A.A., 222, 150.  
Jaschek, M. and Malaroda, S., 1970, Nature 225, 246.  
Jaschek, M. and Jaschek, C., 1987, A.A., 171, 380.  
Jaschek, M. Et al., 1992, M.N., 254, 413.  
Jaschek, M. and Jaschek, C., 1995, The behavior of chemical element in stars (Cambridge).  
Jeffry, C.S. and Heber, U., 1993, A.A., 270, 167.  
Johansson, S. Et al., 1991, Montpellier Coll., 189.  
Joy, A.H., 1945, Ap.J., 102, 168.  
Joy, A.H. and Swings, P., 1945, Ap.J., 102, 353.  
Joy, A.H., 1954, Ap.J. Suppl. 1, 39.  
Kilian, J. and Nissen, P.E., 1989, A.A. Suppl., 80, 255.  
Kiltson, S., 1975, PASP, 87, 189.  
Kraft, R.P., 1960, Stellar Atmospheres ed. J. Greenstein (University of Chicago Press).  
Kurt, D.W., 1976, Ap.J. Suppl., 32, 651.  
Lamantagne, R. et al., 1985, Ap.J., 299, 496.  
Lambert, D.L. et al., 1986, Ap.J. Suppl., 62, 373.  
Lennon, D.J. et al., 1991, A.A., 252, 498.  
Lockwood, W., 1968, A.J., 73, 14.  
Marlborough, J.M., 1982, IAU Symp., 98, 361.

- Mc Gregor, P.J. et al., 1988, Ap.J., 324, 1071.  
Mendez, R.H., 1991, IAU Symp., 145, 375.  
Merrill, P.W. and Sunford, R.P., 1944, Ap.J., 100, 14.  
Merrill, P.W., 1948, Ap.J., 107, 317.  
Merrill, P.W., 1951, Ap.J., 114, 37.  
Merrill, P.W., 1952, Ap.J., 116, 21.  
Merrill, P.W., 1954, The behavior of chemical element in stars.  
Merrill, P.W., 1960, Stellar Atmospheres ed. J. Greenstein (University of Chicago Press).  
Mihalas, D., et al. 1975, PASP, 87, 153.  
Mitchel, S.A., 1947, Ap.J., 105, 1.  
Molaro, P. and Bonifacio, P., 1990, A.A., 236, L5.  
Motch, C. et al., 1993, A.A., 268, 561.  
Nemry, F. et al., 1991, A.A., 247, 469.  
Norris, J., 1971, Ap.J. Suppl., 23, 193.  
Nugis, T. and Niedzielkiski, A., 1990, A.A., 238, L1.  
Nussboumer, H. et al., 1982, A.A. Suppl., 47, 257.  
Polidan, R.S. and Peters, G.J., 1976, IAU Symp., 70, 59.  
Prinja, R.K., 1990, M.N., 246, 392.  
Querci, M., 1986, The M-Type Stars ed. HR Johnson and F.R. Querci, NASA SP-492, P.113.  
Roby, S.W. and Lambert, D.L., 1990, Ap.J. Suppl., 73, 67.  
Sanner, F., 1976, Ap.J. Suppl., 32, 115.  
Schneeberger, J. et al., 1978, A.A., 62, 447.  
Schoenberner, D. et al., 1988, A.A., 197, 209.  
Sekiguchi, K. and Anderson, K.S., 1987, A.J., 94, 129.  
Sellgren, K. and Smith, R.G., 1992, Ap.J., 388, 178.  
Slettebak, A. et al., 1992, Ap.J. Suppl., 81, 335.  
Spite, F. and Spite, M., 1986, A.A., 163, 140.  
Sprinrad, H. and Taylor, B.J., 1969, Ap.J., 157, 1279.  
Sun, Y.L. et al., 1985, A.A. Suppl., 62, 309.  
Swings, P., 1952, Memories Liege Inst. D'Astroph., 8, N.341.  
Talavera, A., 1988, IAU Coll., 94, 135.  
Taylor, B.J., 1982, Vistas in Astronomy, 26, 253.  
Underhill, A., 1966, The Early Type Stars (Reidel).  
Vander Hucht, K.A. et al., 1979, A.A. Suppl., 36, 377.  
Venn, K.A. and Lambert, B.L., 1990, Ap.J., 363, 234.  
Walborn, N., 1973, Ap.J., 180, L35.  
Walborn, N., 1980, Ap.J., 44, 535.  
Walborn, N. and Panek, R.J., 1985, Ap.J., 291, 806.  
Warner, B., 1989, In Classical Novae ed. M.F. Bode and A. Evans (Wiley).  
Werner, K., 1991, A.A., 251, 147.  
Werner, K. et al., 1991, A.A., 244, 437.  
Willis, A.J. et al. 1986, A.A. Suppl. 63, 417.  
Yamashita, Y., 1967, Publ. Dominion Obs., 13, 67.  
Zhou Xu., 1991, A.A., 248, 367.  
Zickgraf, F.J., 1988, IAU Coll., 94, 125.  
Zirin, H., 1988, Astrophysics of the Sun (Cambridge University Press).

## $\chi$ AUR (B5 I ab) YILDIZI DOĞRULTUSUNDA YILDIZLARARASI MADDENİN KOLON YOĞUNLUKLARI

H. Hüseyin Mentеше

İstanbul Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, İstanbul  
İstanbul Üniversitesi Gözlemevi Araştırma ve Uygulama Merkezi, İstanbul

**Özet:** Uluslararası Morötesi Keşif Uydusu'ndan elde edilen  $\chi$  Aur'un yüksek rezolasyonlu SWP spektrumu çalışıldı, Al II, Si II, S II, Fe II, Ni II ve Zn II'nin büyüme eğrisi çizildi ve kolon yoğunlukları elde edildi. Çalışılan yıldız için  $b=7 \text{ km s}^{-1}$  'lik hız parametrelili deneysel bir büyüme eğrisi üzerine bu iyonları fit etmek mümkündür.

**Anahtar kelimeler:** yıldızlararası madde, kolon yoğunlukları, tüketme indeksi.

### COLUMN DENSITIES OF INTERSTELLAR MATTER IN THE DIRECTION OF THE STAR $\chi$ AUR (B5 I ab)

**Abstract:** We have studied high-resolution SWP spectrum of  $\chi$  Aur, obtained from International Ultraviolet Explorer Satellite; and derived curve of growth and column densities of Al II, Si II, S II, Fe II, Ni II and Zn II. It has been possible to fit these ions on one empirical curve of growth with a velocity parameter  $b=7 \text{ km s}^{-1}$  for the star under study.

**Key words:** interstellar matter, column densities, depletion index.

### 1. GİRİŞ

Bu çalışmada, ultraviyole bölgede IUE uydusu ile alınmış yüksek ayırma güçlü SWP spektrumu kullanılarak B5 I ab spektrel tipten  $\chi$  Aur yıldızı doğrultusunda yıldızlararası kolon yoğunlukları araştırıldı.  $\chi$  Aur yıldızı doğrultusunda bulunan kolon yoğunlukları, ultraviyole bölgede Kopernik uydusu ile alınmış yüksek ayırma güçlü spektrumlar kullanılarak B spektrel tipten yıldızlar doğrultusunda bulunan kolon yoğunlukları ile karşılaştırıldı.

Tablo I, çalışılan yıldızın spektrel tipini, galaktik koordinatlarını, yıldızlararası kızarma indeksini, kütle kaybı ve bolometrik kadirini, son üç satır ise IUE gözlemleri hakkındaki bilgileri içerir.

Tablo I. Çalışılan yıldızın temel bilgileri ve IUE verileri.

HD	36371
Yıldız	$\chi$ Aur
Spektrum	B5 I ab
l''	175°.8
b''	-0°.6
E(B-V)	0.42
$\log \dot{M}$	-5.85
$M_{bol}$	-8.1
IUE verileri	
İmage	SWP 2945
Zaman	33 <sup>m</sup> 00 <sup>s</sup>
Tarih	1978

Not: l'' ve b'' değerleri Humphreys'den (1978) alındı.

E(B-V) değeri bizim tarafımızdan tahmin edildi.

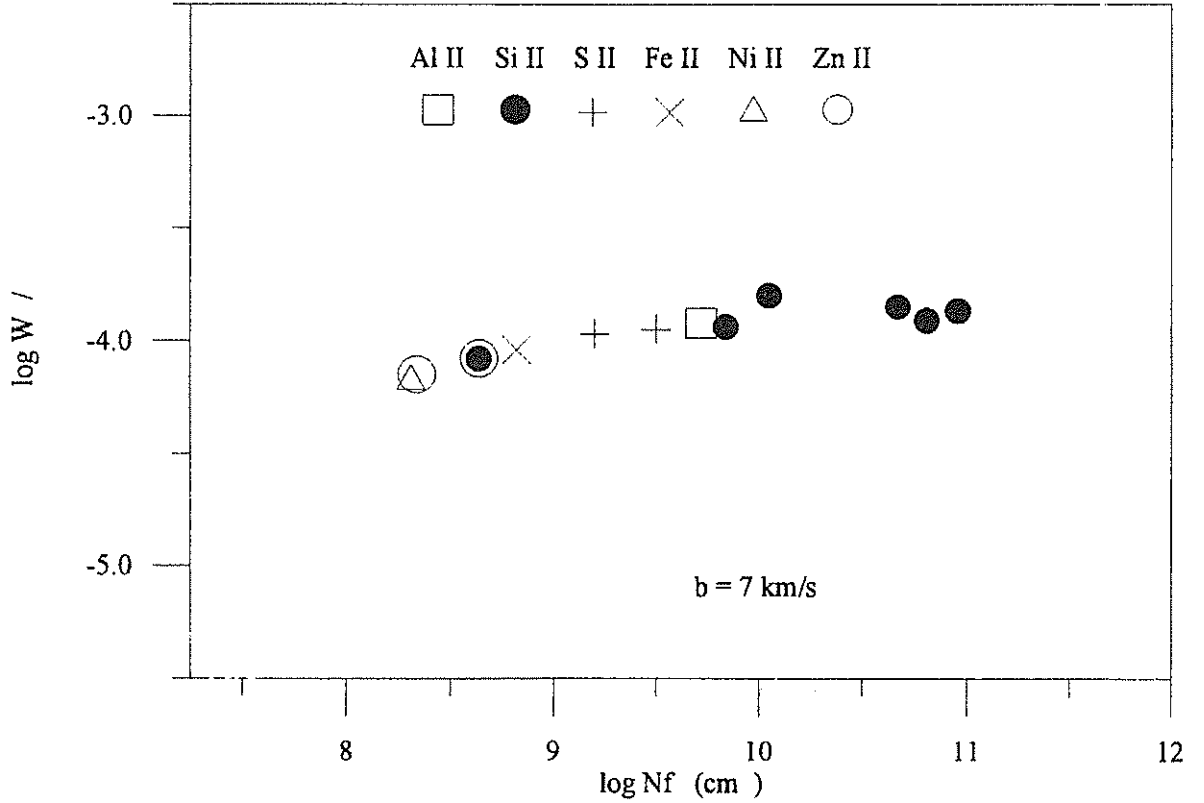
$\log \dot{M}$  ve  $M_{bol}$  değerleri Barlow and Cohen'den (1977) alındı.

## 2. YILDIZLARARASI SPEKTRUM

Spektrum üzerinde C II, C II\*, Al II, Si II, S II, Fe II, Ni II ve Zn II iyonlarına ait yıldızlararası absorpsiyon çizgilerinin tanımı yapıldı. Adı geçen iyonlara ait çizgilerin eşdeğer genişlikleri ölçüldü. Tanımı yapıp, eşdeğer genişliği ölçülen çizgilerden büyüme eğrisi çizmek için yeter derecede çizgi sadece Si II iyonu için mevcut olduğundan, spektrum üzerinde tanımı yapıp eşdeğer genişliği ölçülen Si II'ye ait çizgilerin  $\log \frac{W_\lambda}{\lambda}$  değerleri ordinat eksenine,  $\log f\lambda$  değerleri de absis eksenine karşılık gelecek şekilde bir koordinat sistemine yerleştirilerek Si II'ye ait gözlemsel büyüme eğrisi elde edildi. Gözlemsel büyüme eğrileri, nötral ve iyonlaşmış diğer C, N, Si, S, Fe, Ni ve Zn elementleri için de çizilmeye çalışıldı. Fakat büyüme eğrisini oluşturacak kadar çizgi bu elementler için olmadığından adı geçen elementler için gözlemsel büyüme eğrisi çizilemedi.

Si II'ye ait çizilen büyüme eğrisi, b Doppler genişlemesine sahip ve bir doğru boyunca Maxwellian olan hız dağılımının varsayımı ile çizilen teorik (kuramsal) büyüme eğrileri ile karşılaştırıldı. Si II'ye ait çizilen büyüme eğrisi,  $b=7 \text{ km s}^{-1}$  'lik teorik büyüme eğrisi ile çakıştı. Böylece, Si II'ye ait b hız parametresi tayin edildi. b hız parametresi,  $2-3 \text{ km s}^{-1}$  'lik bir belirsizlikle tahmin edildi.  $b=7 \text{ km s}^{-1}$  'lik büyüme eğrisinden de Si II iyonuna ait kolon yoğunluğu tayin edildi. Burada b, incelediğimiz yıldız doğrultusunda, tek bir bulut içinde, tek boyutlu absorplayıcı iyonların hız dağılımıdır. Diğer iyonların kolon yoğunlukları da Si II'de olduğu gibi aynı buluta takabül ettikleri ve aynı hız dağılımına sahip oldukları varsayımı yapılarak,  $b=7 \text{ km s}^{-1}$  'lik büyüme eğrisinden elde edildi.

C II ve C II\* iyonlarına ait eşdeğer genişlik değerleri büyük olduğu için büyüme eğrisinin saturasyon koluna düştüklerinden, adı geçen iyonlara ait kolon yoğunlukları tayin edilemedi. Şekil 1,  $\chi$  Aur yıldızına ait büyüme eğrisini gösterir.



Şekil 1.  $\chi$  Aur'un büyüme eğrisi.

### 3. KOLON YOĞUNLUKLARININ KARŞILAŞTIRILMASI

Kopernik uydusu ile alınmış, yüksek ayırma güçlü spektrumlardan, B spektrel tipinden  $\lambda$  Sco,  $\alpha$  Vir,  $\theta$  Per ve  $\zeta$  Per yıldızları doğrultusunda tayin edilen kolon yoğunlukları ile IUE uydu verilerinden,  $\kappa$  Cas,  $\epsilon$  Ori ve  $\chi$  Aur yıldızları doğrultusunda tayin edilen kolon yoğunluklarının karşılaştırılması Tablo II'de verilmiştir.

IUE uydusu ile alınmış spektrumdan B spektrel tipten  $\chi$  Aur,  $\kappa$  Cas,  $\epsilon$  Ori yıldızları doğrultusunda tayin edilen kolon yoğunlukları, Kopernik uydusu ile alınmış spektrumdan B spektrel tipten  $\lambda$  Sco,  $\alpha$  Vir,  $\theta$  Per ve  $\zeta$  Per yıldızları doğrultusunda tayin edilen kolon yoğunlukları karşılaştırıldı. Bunun için, Şekil 2'de ordinat eksenine  $\log N_{\text{IUE}}(\chi \text{ Aur}) - \log N_{\text{Kopernik}}(\lambda \text{ Sco}, \alpha \text{ Vir}, \theta \text{ Per ve } \zeta \text{ Per})$  ile  $\log N_{\text{IUE}}(\chi \text{ Aur}) - \log N_{\text{IUE}}(\kappa \text{ Cas ve } \epsilon \text{ Ori})$  absis eksenine de kolon yoğunluğu tayin edilen iyonlar konuldu.

Tablo II. Koprnik uydusu ile alınmış B - spektrel tipten yıldızlar ile IUE uydusu verilerinden  $\chi$  Aur,  $\varepsilon$  Ori, ve  $\kappa$  Cas yıldızları doğrultusunda tayin edilen kolon yoğunluklarının karşılaştırılması.

Yıldız	Spektrum	$\log N(\text{H I})$	$\log N(\text{Al II})$	$\log N(\text{Si II})$	$\log N(\text{S II})$	$\log N(\text{Fe II})$	$\log N(\text{Ni II})$	$\log N(\text{Zn II})$
$\lambda$ Sco	B 1.5 IV	19.38	12.30	13.80	14.50	13.50	-	-
$\alpha$ Vir	B 1 IV	19.00	11.49	13.65	14.51	13.35	12.65	11.70
$\theta$ Per	B 1 III	20.90	-	14.69-14.89	15.12-15.40	14.28-14.40	12.50	-
$\zeta$ Per	B 1 Ib	20.81	-	16.45-16.82	16.22-16.36	14.10-14.40	-	-
$\kappa$ Cas	B 1 Ia	21.20	14.67	15.52	16.07	13.82	13.32	13.34
$\varepsilon$ Ori	B 0 Ia	20.45	14.16	14.96	15.53	13.46	13.21	12.93
$\chi$ Aur	B 5 Iab	21.16	14.22	15.77	16.37	14.27	13.72	14.17
Sun	G 2 V	12.00	6.40	7.55	7.21	7.40	6.28	4.42

Not:

$\lambda$  Sco'nun değerleri York (1975)'den alınmıştır.

$\alpha$  Vir'in değerleri York Kinahan (1979)'dan alınmıştır.

$\theta$  Per'in değerleri Snow (1976)'dan alınmıştır.

$\zeta$  Per'in değerleri Snow (1977)'den alınmıştır.

$\kappa$  Cas'in değerleri Mentese (1988)'den alınmıştır.

$\varepsilon$  Ori'nin değerleri Mentese (1994)'den alınmıştır.

$\chi$  Aur'un dışındaki  $\log N(\text{H I})$  değerleri Savage ve ark. (1977)'den alınmıştır.

$\chi$  Aur'un  $\log N(\text{H I})$  değeri bizim tarafımızdan belirlenmiştir.

Güneş değerleri Withbroe (1971)'den alınmıştır.

#### **$\chi$ Aur ile $\lambda$ Sco Karşılaştırıldığında:**

$\chi$  Aur yıldızı doğrultusunda tayin edilen Al II, Si II, S II ve Fe II iyonlarına ait kolon yoğunlukları,  $\lambda$  Sco yıldızı doğrultusunda tayin edilen kolon yoğunluklarından 83, 93, 74 ve 6 faktörü ile daha fazladır.

#### **$\chi$ Aur ile $\alpha$ Vir Karşılaştırıldığında:**

$\chi$  Aur yıldızı doğrultusunda tayin edilen Al II, Si II, S II, Fe II, Ni II ve Zn II iyonlarına ait kolon yoğunlukları,  $\alpha$  Vir yıldızı doğrultusunda Kopernik uydusu verilerinden tayin edilen kolon yoğunluklarından sırası ile 537, 132, 72, 8, 37 ve 105 faktörü ile daha fazladır.

#### **$\chi$ Aur ile $\theta$ Per Karşılaştırıldığında:**

$\chi$  Aur yıldızı doğrultusunda tayin edilen Si II, S II ve Ni II iyonlarına ait kolon yoğunlukları,  $\theta$  Per yıldızı doğrultusunda tayin edilen kolon yoğunluklarından, Fe II dışında, sırası ile 10, 13 ve 47 faktörü ile daha fazla, Fe II ise 1 faktörü ile daha azdır.

#### **$\chi$ Aur ile $\zeta$ Per Karşılaştırıldığında:**

$\chi$  Aur yıldızı doğrultusunda tayin edilen, S II ve Fe II iyonlarına ait kolon yoğunlukları,  $\zeta$  Per yıldızı doğrultusunda tayin edilen kolon yoğunluklarından, Si II dışında, sırasıyla 1 ve 1 faktörü ile daha fazla, Si II ise 7 faktörü ile daha azdır.

#### **$\chi$ Aur ile $\kappa$ Cas Karşılaştırıldığında:**

$\chi$  Aur yıldızı doğrultusunda IUE verilerinden tayin edilen, Si II, S II, Fe II, Ni II ve Zn II iyonlarına ait kolon yoğunlukları yine IUE verilerinden  $\kappa$  Cas yıldızı doğrultusunda tayin edilen kolon yoğunluklarından, Al II dışında, 2, 2, 3, 7 ve 2 faktörü ile daha fazladır. Al II ise 3 faktörü ile daha azdır.

#### **$\chi$ Aur ile $\epsilon$ Ori Karşılaştırıldığında:**

$\chi$  Aur yıldızı doğrultusunda tayin edilen Al II, Si II, S II, Fe II, Ni II ve Zn II iyonlarına ait kolon yoğunlukları,  $\epsilon$  Ori yıldızı doğrultusunda tayin edilen kolon yoğunluklarından sırası ile 1, 7, 7, 6, 9 ve 6 faktörü ile daha fazladır.

### **4. ELEMENT TÜKETMELERİ**

Göz önüne alınan bir yıldız doğrultusu boyunca hesaplanan iyonik kolon yoğunluğunun, hidrojen kolon yoğunluğuna oranının logaritmasından, güneşin element bolluğunun logaritmasının çıkarılması olarak tarif edilen tüketme indeksini her bir yıldız için hesapladık.

Negatif işaret güneşe oranla, yıldızlararası H I gazındaki bir elementin tüketildiğini gösterir.

$\chi$  Aur yıldızı için çıkarılan iyonik bolluklar, S ve Zn 'nin güneş değerlerine yakın veya daha az tüketildiği halde Al, Si, Fe ve Ni 'in önemli derecede tüketildiği görülür.

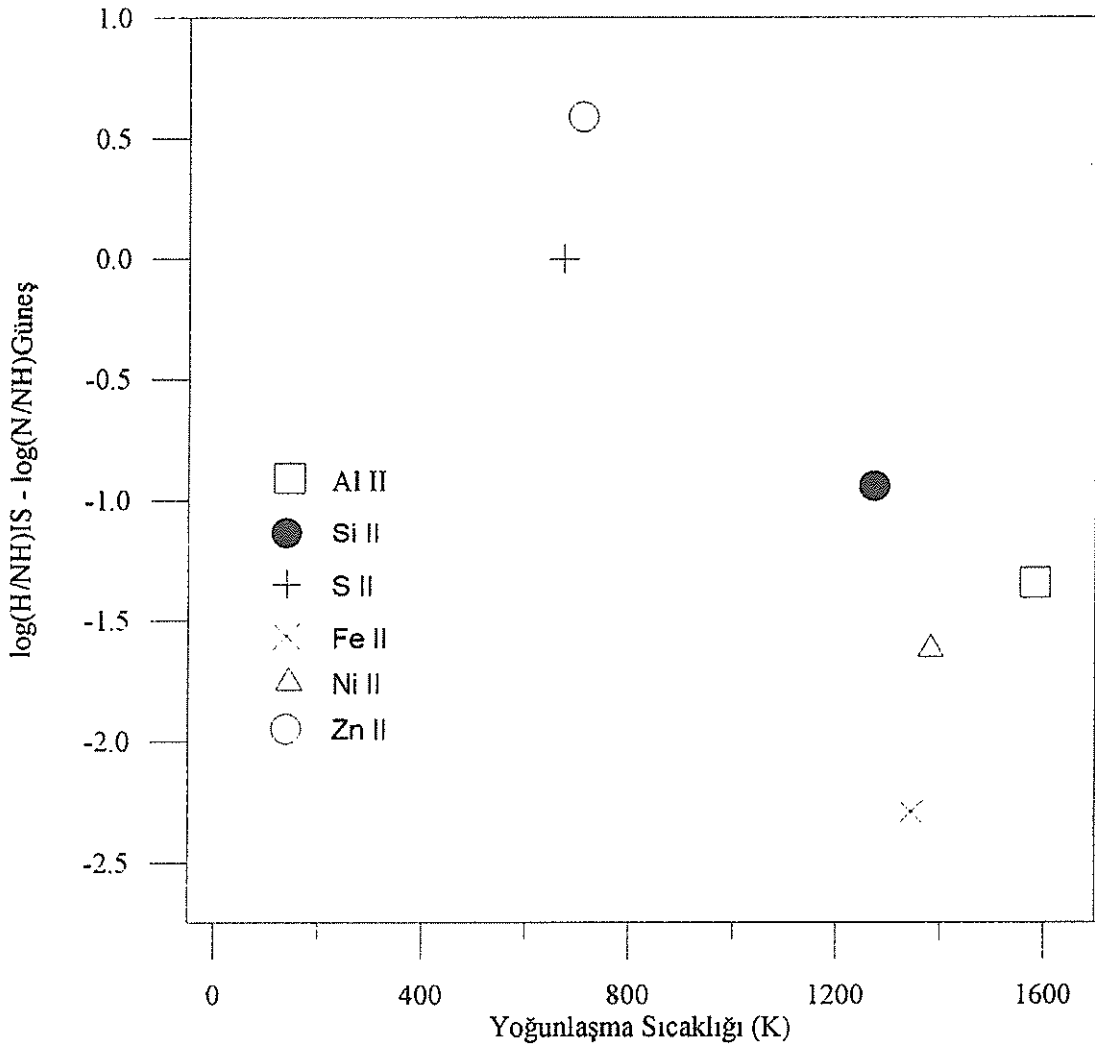


Çalışılan bütün yıldızlar doğrultusunda S ve Zn güneş değerlerine yakinen bir çok element önemli bir şekilde tüketilmiştir.

Al, Si, Fe ve Ni 'deki tüketme, daha düşük yoğunlaşma sıcaklığına sahip olan S ve Zn 'den daha yüksektir.

Aynı spektrel tipten ve farklı yıldızlararası kızarma indisine [E(B-V)] sahip olan  $\lambda$  Sco,  $\alpha$  Vir,  $\theta$  Per,  $\zeta$  Per,  $\kappa$  Cas,  $\varepsilon$  Ori ve  $\chi$  Aur yıldızı doğrultusunda tüketmelerin karşılaştırılması Şekil 3'de görülür.

Ayrıca Şekil 4'de,  $\chi$  Aur yıldızı için tüketme indeksi olan  $\log\left(\frac{N}{N_H}\right)_{IS} - \log\left(\frac{N}{N_H}\right)_{\odot}$  değeri ordinat eksenine, absis eksenine de yoğunlaşma sıcaklığı konulduğunda kaba bir korelasyonun olduğu görülür.



Şekil 4. Tüketme ile yoğunlaşma sıcaklığı arasındaki ilişki.

## 5. BULGULAR

- 1- Karşılaştırılan B spektrel tipten farklı E(B-V) yıldızlararası kızarma indisine sahip yıldızların hepsinde Fe ve Ni önemli bir şekilde tüketmeye uğramıştır.
- 2- Yıldızlararası kızarma indisi [E(B-V)=0.08] olan  $\epsilon$  Ori ve yıldızlararası kızarma indisi [E(B-V)=0.35] olan  $\kappa$  Cas yıldızlarında, Fe 'deki tüketme, yüksek kızarmalı [E(B-V)=0.42, 0.33 ve 0.30] olan ve alçak kızarmalı [E(B-V)=0.03] yıldızlardan daha fazladır.
- 3- S ve Zn 'de tüketme yoktur veya bu elementler güneş değerine yakındır.
- 4- Düşük sıcaklıklara sahip olan S ve Zn iyonlarındaki tüketme, yüksek yoğunlaşma sıcaklığına sahip Al, Si, Fe ve Ni 'e göre yok denecek kadar azdır.
- 5- Tüketme ile yoğunlaşma sıcaklığı arasında kaba bir ilişki vardır.

## KAYNAKLAR

- Barlow, M. J. and Cohen, M. : 1977, *Astrophys. J.* **213**, 737.  
Humphreys, R. M. : 1978, *Astrophys. J. Suppl.* **38**, 309.  
Menteşe, H. H. : 1988, *Astrophys. Space Sci.* **146**, 27  
Menteşe, H. H. : 1994, *Astrophys. Space Sci.* **220**, 279.  
Savage, B. D. , Bohlin, R. C. , Drake, J. F. , and Budich, W. : 1977, *Astrophys. J.* **216**, 291  
Snow, T. P. , Jr. : 1976, *Astrophys. J.* **204**, 759.  
Snow, T. P. , Jr. : 1977, *Astrophys. J.* **216**, 724.  
Withbroe, G. L. : 1971, in K. B. Gebbie (ed.), *The Menzel Symposium*, NBS Spec. Publ.No. 353, p. 127.  
York, D. G. : 1975, *Astrophys. J.* **196**, L103.  
York, D. G. and Kinahan, B. F. : 1979, *Astrophys. J.* **228**, 127.

## Normal ve Özel F Tipi Yıldızların Spektrum Analizi

H.Çalışkan<sup>1</sup>, S.J.Adelman<sup>2</sup>, Ç.Bolcal<sup>3</sup>, D.Koçer<sup>1</sup>

1-İstanbul Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü.

2-The Citadel, Physics Dept. S.C. Charleston, USA.

3- İstanbul Üniversitesi Fizik Bölümü.

F tipi yıldızlar, sıcak B ve A tipi yıldızlar ile G tipindeki güneş arasında bir köprü oluşturur. Bu yüzden F tipi yıldızların atmosfer analizleri çok önemlidir.

A.B.D. The Citadel Fizik Bölümü profesörlerinden Saul J. Adelman, Dominion Astrophysical Observatory (DAO)'de yaptığı B, A ve F tipindeki yıldızların gözlemlerinden elde ettiği spektrumları kullanarak element bolluklarını ölçmeye başlamıştır. Retikon Alıcılarından faydalanarak gözlemlerinde sinyal-gürültü oranını 200'e kadar çıkarmıştır. Bu yıl ve gelecek yıl planlanan çalışma ise, gözlemlerde CCD alıcılarının kullanılmasıdır. Böylece gök cisminden alınan ışığın kalitesi artarken, gözlem zamanından da kazanç sağlanacaktır. Ayrıca elde edilen verinin sinyal-gürültü oranı da artacaktır.

Çalışmalarda sıcaklık aralığı geniş tutularak, "Anakol" yıldızları incelenip, galaksiye ait kimyasal bir evrimin olup olmadığı görülmeye çalışılmaktadır.

Bütün bu analizlerde mümkün olduğunca sistematik hatalar yok edilmeye çalışılmaktadır. Bu yüzden de şimdiki çalışmalarda seçilen spektrel bölge, özellikle de Balmer çizgileri, çok daha gelişmiş "Spektrum Sentez" teknikleri ve analiz hesapları ile incelenmektedir. Bu yeni "Spektrum Sentez" hesap ve teknikleri, sadece keskin çizgili yıldızlar üzerinde çalışılması kısıtlamasını da kaldırmaktadır.

Öncelikle normal F tipi bir yıldız olan Sigma Bootis için ortak bir çalışma yapılmaktadır. F tipi yıldızların fotografik bölge spektrumları, B ve A tip yıldızların spektrumlarından oldukça karmaşık olduğu için F yıldızlarının incelenmesi oldukça uzun vakit almaktadır.

Yürütülen proje, B ve A yıldızlarının analizleri ile F yıldızlarının analizlerinin toplanmasına yardımcı olacaktır. Önümüzdeki üç yıl içerisinde ortak projeler halinde şu çalışmaların tamamlanması düşünülmektedir:

(1)- Başlamış olduğumuz Sigma Bootis yıldızının analizinin en yeni atomik veriler (geçiş ihtimalleri, osilatör şiddetleri, gf değerleri vb.) yardımıyla tamamlanması.

(2)- Üç adet erken A tipi yıldızın incelenmesi (2 Lyn,  $\omega$  UMa,  $\phi$  Aql.).

Bu proje dahilinde öncelikle Sigma Bootis ve 2 Lyn yıldızlarının Adelman tarafından yapılan gözlemleri, elimizdedir ve dalgaboyu-şiddet biçimine getirilip ölçüm yapmak üzere hazırlanmıştır.

Sigma Boo ve 2 Lyn yıldızlarına ait işlenen bu verilerde, REDUCE programı kullanılarak 3883-4715 Å aralığında çizgi profilleri belirlenmiş ve bunlardan itibaren yıldızın ait elementlerin spektrel çizgi tanısı yapılmıştır ve her iki yıldızın ait son derece ayrıntılı çizgi tanısı elde edilmiştir. Bu çizgilerin içinden atomik verileri bilinen ve blend olmayanlar ayıklanarak yıldızın temel atmosfer parametrelerinin belirlenmesinde kullanılacaktır.

Yıldızların atmosfer parametrelerinin hesaplanması, element bolluğunun hesaplanması ve daha önce yapılmış çalışmalarla kıyaslanması gerekmektedir.

Bu çalışmada kullanılan Spektrum Sentez programı, SYNTHE dir. SYNTHE'de, yerel termodinamik dengenin olmadığı durumdaki opasite ve kaynak fonksiyonu hesaplanıp, dengenin olduğu durumdaki opasite ve kaynak fonksiyonuna ve sürekliliğin kaynaklandığı bölgenin opasite ve kaynak fonksiyonuna eklenir. Herbir çizgi merkezi için ve herbir dalgaboyu için akı ve şiddet bulunur.

SYNTHE programı, dalgaboyu aralıklarına düşen ya da rastlaşan element listesini çıkartır. Herbir çizgi için hava ya da vakumdaki dalgaboyu, en büyük ve en küçük enerji değerleri ve gf değerleri verilmelidir.

Spektrum Sentezinin en önemli basamağı grafiğin hazırlanmasıdır. Bu şekilde çeşitli amaçlar için bilgi edinilebilir. Örneğin spektrum üzerinde bir bütün olarak çalışılmak isteniyorsa, bir ya da daha fazla gözlenen spektrumla sentetik spektrum arasında kıyaslama yapılacaksa, detaylı olarak tek tek çizgiler incelenmek isteniyorsa, çizgilerin tanımlanması ve örtülmüş çizgiler bulunmak isteniyorsa, Spektrum Sentez programı kullanılabilir.

### **Kaynaklar:**

Moore,C.E., (1965):NSRDSS-NBS 3 Section 1-2, US Gov.Pr.Off.  
Washington,D.C.

Hill, G. ve Fisher,W.A. (1986): Publ. Dom. Astrophys.Obs.Victoria 16, 159.

Kurucz, R.L. ve Furenlid, I. (1981): SAO Special Report No. 391

## YILDIZLARARASI ORTAM

Cemal Aydın

Ankara Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Tandoğan,  
Ankara

Aşkın Anay

Orta Doğu Teknik Üniversitesi Fen Edebiyat Fakültesi Fizik Bölümü, Ankara

Oktay Hüseyin

TÜBİTAK Marmara Araştırma Merkezi Uzay Bilimleri Bölümü, Gebze, Kocaeli

### Özet

Bu yazıda, yıldızlararası ortamın içeriğinden bahsedip, gazın ve tozun dağılımını tartıştık. Ayrıca, soğurma dediğimiz  $A$ 'nın ne olduğunu, özelliklerini, dalga boyuna bağlı olarak nasıl değiştiğini inceledik. Son olarak, optik soğurma ile nötr hidrojen sütun yoğunluğu arasındaki olası bağıntıyı tartıştık.

Anahtar Kelimeler: Yıldızlararası ortam - optik soğurma - nötr hidrojen sütun yoğunluğu

## INTERSTELLAR MEDIUM

### Abstract

In this paper, we discussed the abundances of elements and the distribution of gas and dust in the interstellar medium. We also examined the absorption,  $A$ ; its properties, how it depends on wavelength. Finally, we discussed the probable relation between optical absorption and neutral hydrogen column density.

Keywords: Interstellar medium - optical absorption - neutral hydrogen column density

Yıldızlararası ortamda (YAO) nötr ve moleküler hidrojen, gaz ve toz parçacıklarına ait diğer elementler, iyon ve elektron gazı, kozmik ışınlardaki elementer parçacıklar, fotonlar ve notrinolar bulunur. Kısaca, YAO yıldızlara, gezegenlere, asteroid ve kometlere dahil olmayan, gaz ve toz halinde bulunan bütün kimyevi elementleri ve molekülleri kapsar. Bizim galaksimizde YAO galaksinin toplam kütesinin %2'sini oluşturmaktadır. Tüm parçacıkların sayısının %90'ı hidrojendir (nötr ve moleküler hidrojen), bir başka deyişle YAO'nun kütesinin yaklaşık olarak %70'i hidrojendir. Helyumun kütesi ise YAO'nun kütesinin %28'i kadardır. Buna göre bütün diğer elementlerin (O, C, N, Ne, S, Ar, Fe ve başkaları) toplam kütesi YAO'nun kütesinin

yaklaşık %2'sidir. Tozun kütlesi ise YAO'nun kütlesinin yalnızca %1'idir. YAO'da bulunan gazın kimyevi bolluğuna bakarsak Al, Ca, Ti, Fe ve Ni bolluklarının güneştekinden 10-100 kat daha az olduğunu görürüz. Bunun nedeni, çok zaman onların toz parçacıklarına dahil olmasıdır.

Farklı galaksilerde gazın kütlesinin galaksinin kütlesine oranı farklıdır. Eliptik (E tipli ) galaksilerde gazın kütlesinin galaksinin kütlesine oranı %0.2'den azdır. Spiral (S tipli ) galaksilerde bu oran %2-20 arasında, irregüler (Ir tipli ) galaksilerde %20'den fazladır.

Bizim galaksimizde gazın kalınlığının karakteristik skalası  $z \sim 200-300$  parsektir. Galaksinin dış bölgelerine gidildikçe bu kalınlık artar. Gazın galaksideki yerleşme boyutu yaklaşık 30-40 kpc'tir ve dış kısımlarda galaksi düzleminden aşağı ve yukarı doğru çıkmıştır. Galakside YAO'nun en yoğun yerleştiği yer merkezden uzaklığı 3-8 kpc arasında kalan bölgedir (Fig. 1 ). Galaksinin iç kısımlarında YAO ve yıldız oluşum bölgeleri bazen Galaktik düzlemden birkaç yüz pc aşağıda ya da yukarıda bulunabilir.

YAO'da sıcaklık  $T \sim 4-6$  K derece ile  $E6$  K derece arasında, yoğunluk ise  $n=(E-3)-(E-4)$  ile  $E8-E12$  parçacık/cm<sup>3</sup> arasında değişmektedir. En büyük yoğunluklar moleküler bulutlardadır. Bu bulutların ortalama kütlesi  $M \sim E5$  güneş kütlesi, çapı  $D \sim 40$  pc ve Galaksideki sayısı  $N \sim 4000$  kadardır. Doğal olarak YAO'nun en seyrek kısımları iyonlaşmış hidrojen bölgeleridir (HII bölgeleri), bu bölgelerde  $n \sim (E-2) - (E-3)$  cm<sup>-3</sup>,  $T \sim E6$  K'dır. Galaktik haloda  $n \sim 3 \times E-4$  cm<sup>-3</sup>,  $T \sim E5$  K'dır. En yoğun iyonlaşmış gaz gezegenimsi bulutlardadır (PN), bunlar için  $n \sim E7-3 \times E3$  cm<sup>-3</sup>'tür. Toz parçacıkları çok zaman bulutlar oluşturur, bunlar globullar olarak isimlendirilir. Bunların çapları  $d \sim 0.05-4$  pc, kütleleri  $M \sim 0.1-100$  güneş kütlesidir. Toz parçacıklarının merkez kısımları silikatlar ve demirden oluşmakta ve doğal olarak zor erimektedir (Fig.2). Bunların yüzeyleri buzla örtülüdür (H<sub>2</sub>O). Dış kısımlarda H, H<sub>2</sub>, O ve OH bulunmaktadır.

Şimdi optik bantta yıldızlararası soğurma,  $A_v$  ve nötr hidrojen sütun yoğunluğu,  $N(\text{HI})$  arasında bir bağlantı olma olasılığı ile ilgili olarak kendi çalışmalarımıza bir bakalım. Öncelikle her zaman kullanılan denklemi yazalım:  $A_v = R \times E(B-V) = 3.2 \times E(B-V)$ . Soğurma ve renk artıklığı arasındaki bağıntıyı veren böyle bir denklem diğer bantlarda da var mı? Bu bağıntıdaki R değeri her zaman 3.2'ye çok yakın mı? Bu soruları yanıtlayabilmek için Figür 3 ve 4'e bir bakalım. Figür 3'te iki yıldız takımı (Cyg, I<sup>75</sup> ve Per, I<sup>165</sup>) yönünde soğurmanın (A) dalgaboyunun ( $\lambda$ ) tersine bağlı olarak nasıl değiştiği gösterilmektedir. Bu figürde görülmektedir ki  $\lambda = 0.3-0.9$  mikron arasında  $A \sim \lambda^{-1}$  kabul edilebilir, bir başka deyişle A ile  $\lambda$  arasında lineer bir bağıntı vardır. Figür 4'te  $E(\lambda-V)/E(B-V)$  oranının yine dalgaboyunun tersine bağlı olarak nasıl değiştiği gösterilmektedir. Burada da görülmektedir ki  $\lambda = 0.3-0.9$  mikron arasında kırmızıya kayma ile dalgaboyu arasında lineer bir bağıntı var. Bu figürlerden çıkan sonuç B ve V dalgaboyu aralıklarında soğurma, A ve kırmızıya kayma ( $E(B-V)$ )'nin  $\lambda$ daya ayrı ayrı lineer bağımlı olduğu görülür. Buna göre, A ve  $E(B-V)$  arasında lineer bir bağıntı olduğu açıktır:  $A = R \times E(B-V)$ . R değeri Galakside farklı yönlerde ve farklı uzaklıklarda değişebilir.

Herkes gibi biz de Johnson'ın 3 banttaki sistemini kullanmaktayız. Bu sistemdeki U, B ve V filtrelerinin geçirgenlikleri Figür 5'te verilmektedir. Sürekli çizgiler standarda uygundur, kesik çizgiler instrümentali örnek olarak gösteriyor. Dalga boyununun efektif değerleri 3500 (U), 4350 (B) ve 5550 (V) Angstromluk renklerde iyi bilinmektedir. Karşılaştırmalı yıldızları kullanarak her bir ayrı teleskopa ait veriler kolaylıkla standartlaştırılabilir. Bu sistemde yaklaşık 55000 yıldız için fotometrik ölçümler vardır. Bu yüzden, çok küçük bölgelerde soğurmaya neden olan faktörleri öğrenmek için bu sistemde verilen veriler kullanılabilir.

Şimdi, soğurma dediğimiz A'nın ne olduğunu ve onun fiziksel mekanizmasını inceleyelim. Biliyoruz ki, soğurma dediğimiz A ışığın gerçekten ne kadar soğurulduğunu değil, sadece onun bakış yönünde ne kadar zayıfladığını gösteren bir fiziksel büyüklüktür. Işığın zayıflaması ise hem reel soğurma hem de saçılmaya bağlıdır. Bildiğimiz gibi, reel soğurma atom ve moleküllerdeki elektronların enerji düzeylerinin değişmesi sonucu olmaktadır. Demek ki soğurma spektral çizgilerde olmalı. Sürekli soğurma iyonlaşmış halde, yani plazmada olur ve baktığımız meselede önemli değildir. YAO'da B bandına ait dalgaboylarında soğurma esasen aşağıdaki spektral çizgilerde kendisini göstermektedir: 4226.7Angs (CaI), 3993.7Angs ve 3968.2Angs (CaII), 3719.9Angs ve 3859.9Angs (FeI) atomik çizgileri, 4300.3Angs, 3890.2Angs, 3886.4Angs, 3876.8Angs ve 3143.2Angs (CH), 3875.8Angs, 3874.6Angs, 3874.0Angs ve 3579.0Angs (CN), 4232.6 Angs, 3957.7Angs ve 3745.3Angs (CH+) moleküler çizgileri. En kuvvetli difuz moleküler bant denk eni  $W=30-40$  Angs olan  $\lambda=4430$  Angstrom'dur.

V bandına ait dalgaboylarında ise en güçlü çizgi NaI çizgisidir ( $\lambda=5890.0$  Angs ve  $5895.9$  Angs). Görüyoruz ki B bandındaki soğurma V bandından daha fazladır. Bu nedenle kırmızıya kayma olmaktadır. Aşağıda kırmızıya kaymanın özellikle saçılmaya bağlı olduğunu göreceğiz.

Figür 6'da soğurmanın (A-rastgele birimlerde) dalgaboyunun tersine bağlı olarak değişimi verilmektedir. 1 numaralı hat soğurmanın tamamını, 2 numaralı hat 0.1-0.15 mikron büyüklüğündeki toz parçacıklarından olan saçılmayı, 3 numaralı hat 0.01-0.02 mikron büyüklüğündeki toz parçacıklarının reel soğurmasını, 4 numaralı hat 0.005-0.01 mikron büyüklüğündeki toz parçacıklarından olan saçılmayı vermektedir. Figürde V ve B bantlarının yerleri gösterilmiştir. Görüyoruz ki, bizlerin ilgisini çeken bu bantlarda ışığın zayıflaması (A) tamamen ışığın saçılmasına bağlıdır. Yukarıda bahsettiğimiz reel soğurmanın o kadar da önemi yoktur. Biliyoruz ki saçılma dalgaboyuna bağlıdır. Parçacıklar ne kadar küçükse o kadar küçük dalgaboylarında saçılma yaparlar. Demek ki toz parçacıklarının boyutları ne kadar küçükse, o kadar kırmızıya kayma daha fazla görülmeli. Aynı soğurulmada daha fazla kırmızıya kayma. Buna göre HII bölgelerinde kırmızıya kayma daha fazla, moleküler bulutlarda daha azdır. Bunun nedeni bellidir; HII bölgelerinde tozun üst katları buharlaşır, toz parçacıkları ufalır. Moleküler bulutlarda  $A=R \times E(B-V)$  formülünde bulunan R'nin değeri 5-6 olabilir. Saçılmanın fazla olması toz parçacıklarının albedosunun büyük,  $\sim 0.7-0.8$  olmasına da bağlıdır.

Galaksimizde toz bulutlarını skala yüksekliği  $h \sim 60-70$  pc, HI'inki ise bundan yaklaşık 3 kere daha büyüktür. Bu yüzden Galaktik enlemin yaklaşık olarak 3-5 dereceden büyük olduğu yerler için  $A_v$  ve  $N(\text{HI})$  arasında bağıntı aramak anlamsızdır (3 kpc'den büyük mesafelerde bu açılarda  $z > 90$  pc olduğundan optik bölgede olan soğurma önemini kaybeder). Toz parçacıklarının boyutlarının sıcaklığa bağlı olduğunu ve toz bulutlarının uzayda oldukça inhomojen dağıldığını biliyoruz. Bu nedenle küçük (3-7) derecelik bölgeler için  $A_v$ 'nin uzaklığa bağlı olarak değişimi tek bir düz hatla verilememekte, uzaklık 2-3 kısma ayrılarak verilmektedir.

HI toza kıyasla daha homojendir, ama onun da yoğunluğu HI, HII bölgelerinde ve Galaksi kollarının arasındaki bölgelerde oldukça farklıdır. Bu arada, HI yoğunluğunun bakış doğrultusundaki keskin değişmelerini de unutmamalıyız. Bu yüzden Galaktik düzlemin tamamı içinde  $A_v$  ve  $N(\text{HI})$  arasında bir bağıntı aramak anlamsızdır.  $A_v$  ve  $N(\text{HI})$  arasında bağıntı bulmak istiyorsak yapmamız gereken çok küçük açısal genişliği olan bölgelere bakmaktır. Aynı zamanda, verileri kullanılan yıldızların uzaklıklarının aynı olması ve fazla kütle kaybı olan çift yıldızların kullanılmaması önemlidir. Böyle çift yıldızlar  $N(\text{HI})$ 'na önemli katkıda bulunabilirler (çift yıldızlar için  $N(\text{HI})$ 'nın tamamı YAO'a bağlı olmayabilir).

Yukarıda bahsedilen küçük bölgeler için  $A_v$  ile uzaklık arasında bir bağlantı aranmamaktadır. Uzaklık arttıkça Galaktik düzlemde  $A_v$  elbeteki artmaktadır, ama farklı uzaklıklarda farklı olarak. Astrofizik bilgilerine önem vermez ve bir matematikçi gibi meseleye yaklaşırsak, verilerin (noktaların) sayısını arttırmak için bölgelerin ölçülerini arttırabiliriz ve bütün mesafeler için bir bağıntı bulabiliriz. Böylelikle bulunan bağıntının hatası azalabilir, fakat anlam kaybolur. Bütün bunlar gösteriyor ki bütün noktaları kullanarak bir  $A_v$ - $N(\text{HI})$  bağıntısı bulmak için uğraşmanın anlamı yoktur. Unutmamalı ki, zamana veya uzaklığa bağlı olarak değişen, birbiriyle herhangi bir reel bağlantısı olmayan iki büyüklük arasında matematiksel bağıntılar bulmak her zaman mümkündür.



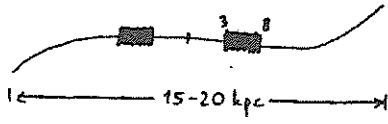


Fig. 1

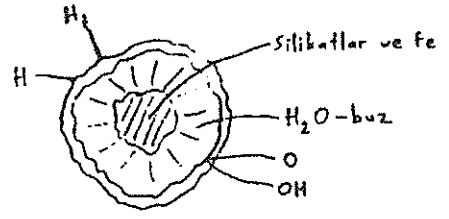


Fig. 2

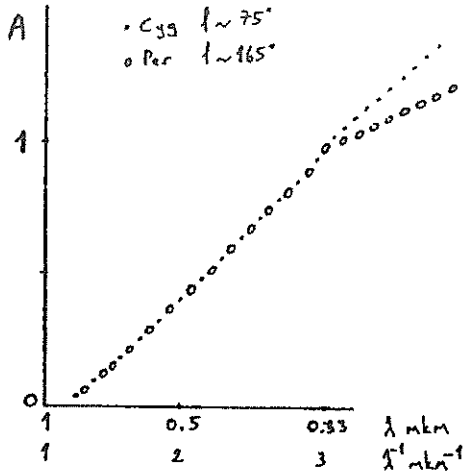


Fig. 3

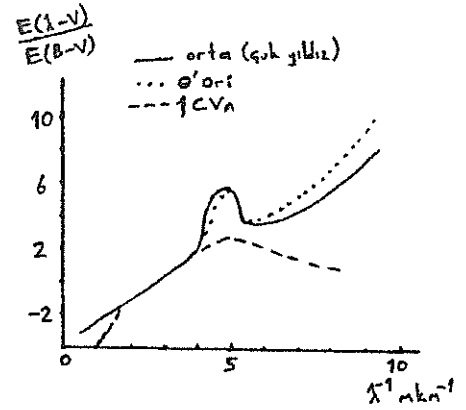


Fig. 4

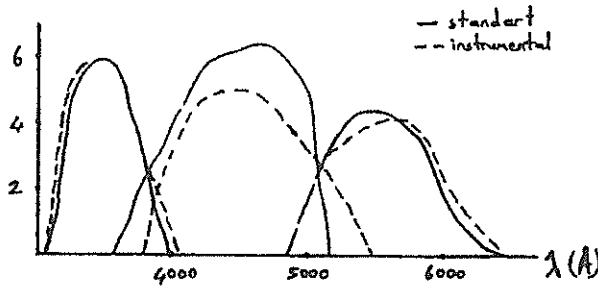


Fig. 5

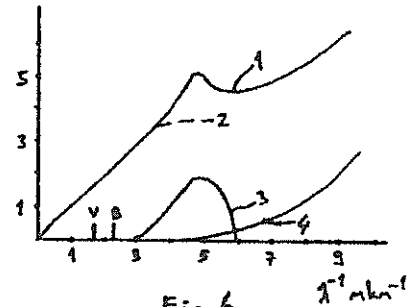


Fig. 6

- 1- soğurmanın tamamı
- 2- 0.1-0.15 mkm tozun saçılması
- 3- 0.01-0.02 mkm tozun soğurması
- 4- 0.005-0.01 mkm tozun saçılması

## HR 8851 YILDIZININ MOD ANALİZİ VE DÖNMENİN ZONKLAMA MODLARI ÜZERİNE ETKİSİ

J. HAO

(Beijing Astronomical Observatory, Beijing 100080, China)

M.C. AKAN

(E.Ü. Fen Fak. Astronomi ve Uzay Bil. Böl., Bornova, İzmir)

D. YANG

(Physics Dept., Hebei Normal Univ., Shijiazhuang 050016, China)

L. HUANG,

(Beijing Astronomical Observatory, Beijing 100080, China)

V. KESKİN, C. İBANOĞLU, Z. TUNCA, S. EVREN

(E.Ü. Fen. Fak. Astronomi ve Uzay Bil. Böl. Bornova - İzmir)

**Özet:** HR 8851 iki ayrı gözlemevinde, 1994 yılının Eylül ve Ekim ayları içerisinde 17 gece olmak üzere, B ve V renklerinde toplam 156 saat gözlenmiştir. Frekans analizi, yıldızın birbirine yakın beş ayrı frekansla zonkladığını ortaya koymuştur. Bu frekanslar sırasıyla  $f_1=3.617c/d$ ,  $f_2=3.655c/d$ ,  $f_3=4.286c/d$ ,  $f_4=2.385c/d$ , ve  $f_5=5.847c/d$  değerlerine sahiptir. Yapılan mod analizi ise ilk dört frekansın, yıldızın dönmesi nedeniyle bir frekansın dejenere olmuş bileşenleri olduklarını göstermiştir.  $f_1$ ,  $f_2$ ,  $f_3$ ,  $f_4$  frekanslarının sırasıyla  $m=-2,1,-1,2$  değerlerine sahip oldukları belirlenmiştir.

**Anahtar kelimeler:** değişen yıldızlar, zonklama, dönme.

### MODE ANALYSIS OF HR 8851 AND THE EFFECTS OF ROTATION ON THE PULSATIONAL MODES

**Summary:** A total of 156 hours of data in the V and B band were obtained in a two-site campaign which lasted 17 days in 1994 September-October. Frequency analysis was carried out carefully on these data and five close frequencies,  $f_1=3.617c/d$ ,  $f_2=3.655c/d$ ,  $f_3=4.286c/d$ ,  $f_4=2.385c/d$  and  $f_5=5.847 c/d$  are derived from both the V and B data. Mode identification shows that the first four frequencies can be best interpreted with the degeneracy of frequencies due to the stellar rotation.  $f_1$ ,  $f_2$ ,  $f_3$ , and  $f_4$  are identified with  $m=-2,1,-1$ , and 2.

**Key words:** variable stars, pulsation, stellar rotation.

## 1. Giriş

HR 8851 ( $m_v=5^m.56, F0IV$ )'in zonklayan bir yıldız olduğu ( $f=3.67c/d$ ) ilk kez Hao & Huang (1993) tarafından bulunmuştur. Daha sonraki çalışmalar yıldızın en az iki modla ( $3.57c/d$  ve  $4.28c/d$ ) zonkladığını göstermiştir (Hao & Huang, 1995).  $uvby\beta$  kalibrasyonuna göre HR 8851 oldukça parlak bir yıldızdır ( $M_v=0.12mag$ ). Bu parlaklığı ile yıldız Hertzsprung-Russell diagramında birçok  $\delta$  Scuti yıldızından daha yukarıda, RR Lyr grubuna yakın yer alır. Ancak yıldızın bazı özellikleri ve parametreleri henüz duyarlı olarak bilinmemektedir. Parlaklığı ve sahip olduğu görelî olarak uzun zonklama dönemleriyle hem tayfsal ve hem de fotometrik olarak asterosismolojik bakımdan çalışmak için uygun bir yıldızdır. Bu çalışmanın amacı yıldızın içerdiği zonklama modlarını duyarlı olarak ortaya koymak ve dönmenin zonklama modları üzerindeki etkisini belirlemektir.

## 2. Gözlemler ve Verilerin İndirgenmesi

Yıldız 1994 yılının 21 Eylül ve 7 Ekim tarihleri arasında iki gözleminde gözlenmiştir (Beijing Astronomical Observatory & Ege University Observatory). Gözlemlerde kullanılan aletler şunlardır:

a) Beijing Astronomical Observatory  
Teleskop : 60 cm reflector  
Fototip : EMI 6256B  
Filtre : Johnson U,B,V

b) Ege University Observatory  
Teleskop : 48 cm reflector  
Fototip : EMI 9781A  
Filtre : Johnson B,V

Gözlemlerde HD 220841 ( $m_v=6.7mag$ ) ve HR 8918 ( $m_v=5.6mag$ ) sırasıyla mukayese ve denet yıldızları olarak kullanılmıştır. İki ayrı gözlemevi için sıfır noktaları arasında bir fark olmadığı görüldüğünden gözlemler standard sisteme dönüştürülmemiştir. Bu durum Şekil 1'de görülmektedir. Bu şekilde, her iki gözleminde bir gecede elde edilen verilerin birbiriyle iyi bir biçimde karşılaştığı görülmektedir. 17 gece içerisinde toplam 156 saat uzamlığında bir veri seti elde edilmiştir (Çizelge 1). U,B,V renklerinde sırasıyla 252, 1341 ve 1337 nokta elde edilmiştir.

## 3. Dönem Analizi

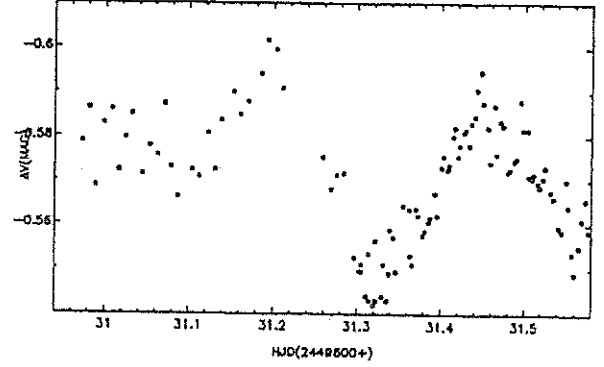
Fourier analizi sonucu V ve B renkleri için elde edilen "power spektrumlar" Şekil 2a ve Şekil 2b'de görülmektedir. Frekans araması "power spektrumda" önemli bir frekansın görülmediği basamağa kadar sürdürülmüştür. Her bir basamakta o basamağa kadar elde edilen frekanslar (sinüsoidler) gözlem verilerinden çıkartılmış ve elde edilen "artık"lardan diğer frekanslar (eğer varsa) belirlemeye çalışılmıştır. Burada kullanılan matematik model şöyle ifade edilebilir:

$$m(t) = c + \sum_{i=1}^n A_i \sin \left[ 2\pi \left\{ f_i(t - t_1) + \phi \right\} \right]$$

Burada  $m(t)$  hesaplanan parlaklık,  $c$  yıldızın ortalama parlaklığını gösteren sabittir.  $A_i$ ,  $f_i$  ve  $\phi_i$  ise " $i$ " inci sinüsoidal bileşenin sırasıyla genliği, frekansı ve evresidir.  $t_1$  ise gözlem verilerindeki ilk noktanın zamanıdır.

**Çizelge 1:** HR 8851'in gözlemleri.

Date	Obs. Interval (UT)	
	China	Turkey
1994		
Setp.21/22		19:15—26:45
Setp.22/23		18:30—26:30
Sept.23/24	15:50—20:55	19:00—26:30
Sept.24/25		19:30—26:00
Sept.25/26	12:00—17:05	
Sept.26/27	15:05—21:05	18:30—26:30
Sept.27/28	19:10—23:15	21:00—27:00
Sept.28/29		18:30—25:00
Sept.29/30		21:00—24:30
Sept.30/01		18:00—26:00
Oct. 01/02	11:40—19:55	18:15—26:30
Oct. 02/03	11:05—15:45	18:15—26:30
Oct. 03/04	12:35—21:00	18:30—26:00
Oct. 04/05	11:25—21:15	
Oct. 05/06	11:05—20:45	19:00—26:00
Oct. 06/07	11:15—20:00	18:15—20:40
Oct. 07/08		17:45—23:35



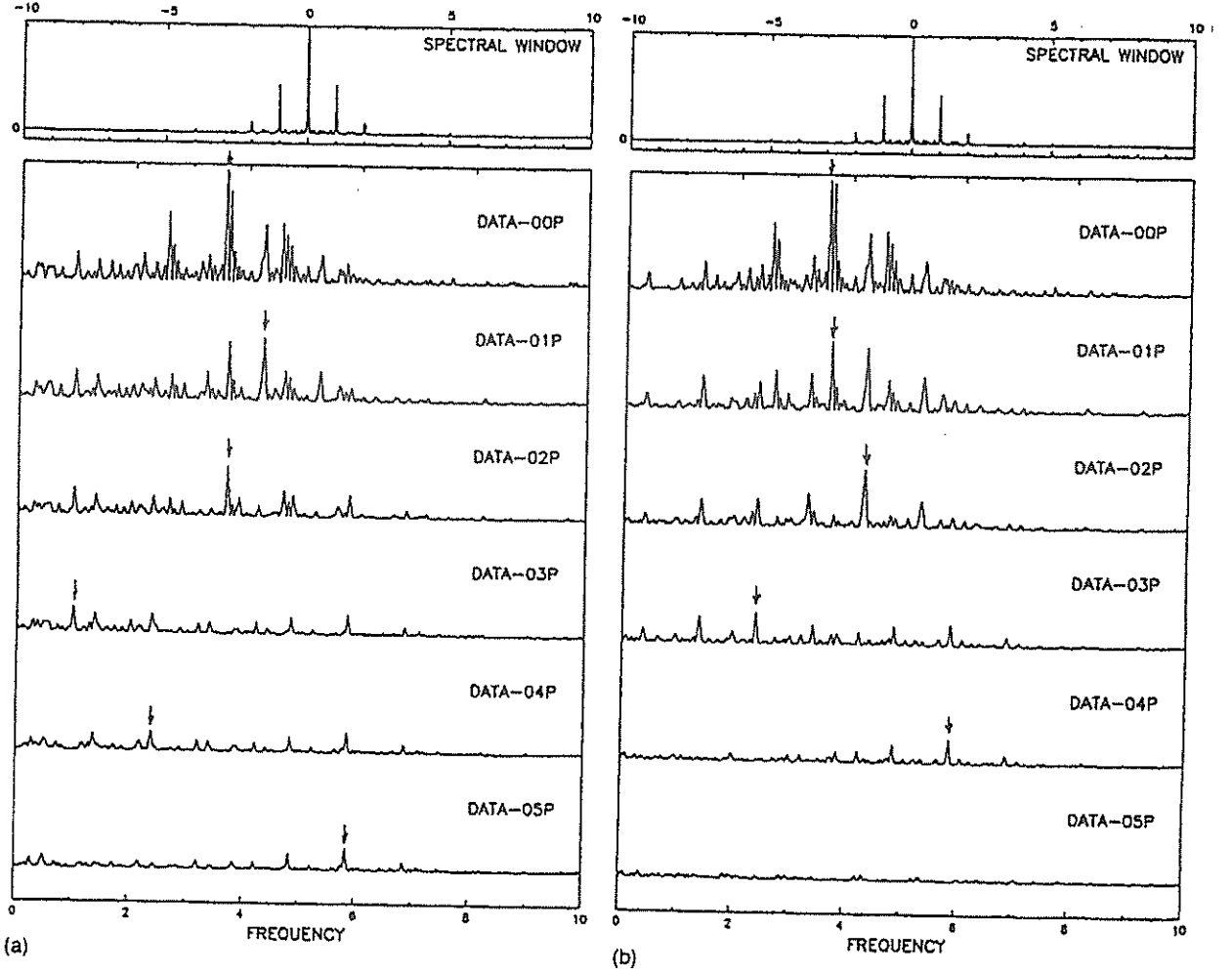
**Şekil 1:** Bir gecede her iki gözleminde elde edilen  $\Delta V$  gözlemleri. Xinglong ve Ege Gözlemevinde elde edilen gözlemler kare ve dairelerle gösterilmektedir. Bu şekilden görüldüğü gibi iki ayrı veri grubu arasındaki uyuma oldukça iyidir.

Çizelge 2'den de görülebileceği gibi V rengi için 6, B rengi için ise 5 tane frekans belirlenmiştir. V renginde belirlenen son frekans  $f=1c/d$  dir. Bu frekans B renginde ortaya çıkmamıştır ve genliği  $f_4$  ve  $f_5$  frekanslarının genliklerinden büyüktür. Yalnızca V renginde ortaya çıkan bu frekans 5. bölümde tartışılacaktır.

Gözlemler ve ayrıca Çizelge 2'de verilen parametrelerle elde edilen fit V ve B renkleri için sırasıyla Şekil 3(a) ve 3(b) de verilmiştir.

#### 4. Zonklama Modlarının Belirlenmesi

Birden fazla modla zonklayan yıldızlarda zonklama modlarının belirlenmesi kolay bir iş değildir. Yıldızda hangi mekanizmanın mod seçiminde belirleyici olduğu bilinmemektedir. Bir başka deyişle, yıldız olası yüzlerce mod arasından niçin yalnızca gözlediğimiz az sayıda modu seçerek zonklamaktadır? Güneş dışında her türden yıldız arasında yalnızca belirli gruplara giren beyaz cücelerin çok sayıda modla zonkladıkları bilinmektedir. Örneğin GD 358 beyaz cücesi 180 tane modla (Winget et al., 1994), PG1159-035 beyaz cücesi ise 125 tane modla (Winget et al., 1991) zonklamaktadır. Eğer iki ayrı renkte gözlem yapılmışsa (örneğin B ve V), renk eğrisi ve V rengindeki değişimlerden yararlanarak yıldızın sahip olduğu modların küresel harmonik derecesi ( $\ell$ ) belirlenebilir (Watson, 1988). Çizelge 2'den yararlanarak her bir frekans için  $\phi_{V-\phi}$



**Şekil 2:** Gözlemlere ilişkin "spectral window" ve "power spectra". (a) V gözlemleri için ve (b) B gözlemleri için. Farklı renkler için karşılaştırma yapıldığında genliklerdeki küçük farklar dışında "power spectrum"ların birbirine benzer olduğu görülmektedir.

evre farkları ve  $A_{B,V}/A_V$  genlik oranları hesaplanabilir. Hesaplanan  $\phi_{B,V}-\phi_V$  evre farkları ve  $A_{B,V}/A_V$  genlik oranları ile yine her bir frekansa ilişkin  $Q$  zonklama sabitleri Çizelge 3'te verilmiştir.  $T_{eff} = 7400K$ ,  $\log g = 3.5$ , ve  $Q = 0.03$  olan bir  $\delta$  Scuti yıldızı için,  $(\phi_{B,V}-\phi_V)-(A_{B,V}/A_V)$  diagramında  $\ell=0,1,2$  olan modlara ilişkin bölgeler Şekil 4'te verilmiştir. Bu şekilde ayrıca, yıldızın sahip olduğu beş frekansa ilişkin Çizelge 3'te verilen değerler de gösterilmiştir. Şekil 4'ten görüldüğü gibi beş frekansın hiç biri ilgili alanlardan biri içerisinde yer almamaktadır. Yalnızca  $f_1$  frekansının  $\ell=2$  bölgesine girme olasılığı az da olsa vardır. Bu durumun dört olası açıklaması olabilir:

a) Elde edilen frekansların tümünün yüksek  $\ell$  dereceli modlara ( $\ell \geq 4$ ) ilişkin olma olasılığı vardır.

b) Elde edilen beş frekanstan dördü yıldızın dönmesi nedeniyle tek bir modun yarılmalarıyla ortaya çıkabilir. Eğer yıldızın dönmesi yeterince hızlı ise  $m$ -yarılması sonucu ortaya çıkan bu frekansların ilişkin oldukları modları belirleme güçleşecektir.

Çizelge 2: HR 8851'in zonklama frekansları

	Frequency $f_i$ (c/d)	Amplitude $A_i$ (mmag)	Phase $\phi_i(2\pi\text{rad})$	rms residual (mmag)
V				
$f_1$	$3.614 \pm 0.004$	$11.7 \pm 1.4$	$0.75 \pm 0.03$	7.16
$f_2$	$3.658 \pm 0.005$	$9.3 \pm 1.4$	$0.88 \pm 0.04$	
$f_3$	$4.287 \pm 0.002$	$7.4 \pm 0.3$	$0.03 \pm 0.01$	
$f_4$	$2.381 \pm 0.003$	$4.1 \pm 0.3$	$0.94 \pm 0.02$	
$f_5$	$5.848 \pm 0.003$	$4.1 \pm 0.3$	$0.45 \pm 0.02$	
	$0.998 \pm 0.002$	$6.6 \pm 0.5$	$0.09 \pm 0.02$	
B				
$f_1$	$3.619 \pm 0.006$	$16.1 \pm 4.5$	$0.71 \pm 0.05$	8.34
$f_2$	$3.651 \pm 0.006$	$14.9 \pm 4.5$	$0.94 \pm 0.05$	
$f_3$	$4.286 \pm 0.002$	$8.6 \pm 0.4$	$0.04 \pm 0.01$	
$f_4$	$2.389 \pm 0.003$	$5.4 \pm 0.4$	$0.89 \pm 0.02$	
$f_5$	$5.847 \pm 0.003$	$4.7 \pm 0.4$	$0.47 \pm 0.02$	
U				
$f_1$	$3.60 \pm 0.02$	$6.7 \pm 2.0$	$0.59 \pm 0.10$	9.78
$f_2$	$3.66 \pm 0.01$	$9.9 \pm 2.2$	$0.72 \pm 0.07$	
$f_3$	$4.272 \pm 0.004$	$11.4 \pm 1.1$	$0.15 \pm 0.04$	
$f_4$	$2.35 \pm 0.02$	$3.9 \pm 1.0$	$0.68 \pm 0.11$	
$f_5$	$5.83 \pm 0.01$	$4.3 \pm 0.9$	$0.48 \pm 0.10$	

Çizelge 3: Dönem analizinin sonuçları

	$f$ (c/d)	$\omega$ (rad)	$\phi_{B-V} - \phi_V$ ( $2\pi\text{rad}$ )	$A_{B-V}/A_V$	$Q$ (day)
$f_1$	$3.617 \pm 0.005$	4.869	$-0.13 \pm 0.06$	$0.5 \pm 0.4$	0.024
$f_2$	$3.655 \pm 0.006$	4.926	$0.14 \pm 0.07$	$0.8 \pm 0.5$	0.023
$f_3$	$4.286 \pm 0.002$	5.705	$0.07 \pm 0.02$	$0.18 \pm 0.07$	0.020
$f_4$	$2.385 \pm 0.003$	3.211	$-0.16 \pm 0.03$	$0.48 \pm 0.12$	0.036
$f_5$	$5.848 \pm 0.003$	7.873	$0.13 \pm 0.03$	$0.20 \pm 0.12$	0.015

c) Yıldızın fiziksel yapısı kabul ettiğimiz modelle temsil edilemiyorsa.

d)  $(\phi_{B-V} - \phi_V)$  ve  $(A_{B-V}/A_V)$  değerlerindeki belirsizlik, modları belirleyemeyecek kadar büyük olabilir.

Eğer  $A_{B-V}/A_V$  değerleri güvenilir değilse modları belirlemek için yalnızca  $\phi_{B-V} - \phi_V$  değerlerini kullanmak durumundayız. Bu durumda Balona & Stobie (1980) tarafından verilen evre kaymalarına ( $\Delta\phi = \phi_V - \phi_{B-V}$ ) ilişkin çizelge kullanılabilir.  $f_2, f_3$ , ve  $f_5$  frekansları için  $\Delta\phi$  evre kaymaları negatiftir ve sözkonusu çizelgede negatif evre kaymaları  $\ell=0$  (radyal) olan modlara ilişkindir. O nedenle Balona & Stobie (1980) tarafından verilen çizelgeler kullanıldığında  $f_2, f_3$ , ve  $f_5$  frekanslarının radyal modlara ilişkin olduğu söylenebilir. Bu araştırmacılar tarafından verilen  $Q$  değerleri Fitch (1981) tarafından radyal modlar için verilen  $Q$  değerleriyle karşılaştırıldığında  $f_2, f_3$  ve  $f_5$  frekanslarının sırasıyla birinci, ikinci ve dördüncü harmonikler olması gerektiği ortaya çıkar.  $f_1$  ve  $f_4$  frekansları için  $\Delta\phi$  değerleri pozitifdir ve o nedenle bu frekanslara ilişkin modlar için  $\ell \geq 2$  olmalıdır. Yapılan incelemede  $\Delta\phi_{f_1} = 0.13 \pm 0.06$  olduğu bulunmuş ve ilgili frekansın  $\ell=2$  moduna karşılık gelmesi gerektiği ortaya çıkmıştır.  $f_4$  için elde edilen evre kayması ise bu frekansın  $\ell=4$  moduna karşılık gelmesi gerektiğini ortaya koymuştur.

Yalnızca yukarıda verilen yöntemlerle frekansların ilişkin oldukları modlar için kesin bir yargıya varmanın güçlüğü ortadadır. Diğer  $\delta$  Scuti yıldızları ile karşılaştırıldığında (örneğin birbirine çok yakın frekanslara sahip  $\theta^2$  Tauri; Breger et al., 1989) HR 8851 görelî olarak yavaş dönen bir yıldızdır. Ancak yine de içerdiği zonklama frekanslarıyla karşılaştırıldığında görelî olarak büyük bir  $v \sin i$  değerine sahip olan HR 8851 yıldızında frekansların önemli ölçüde "m-yarılmasına" uğramış olmaları olasıdır. O nedenle yukarıda sıralanan olasılıklardan (b) geçerli olmalıdır. Eğer frekanslar Saio (1981) tarafından verilen,

$$\sigma^{(m)} = \sigma_0 - m(1 - C_1)\Omega + (a + bm^2) \left( \frac{\Omega}{\sigma_0} \right)^2 \sigma_0 \quad (1)$$

denklemini sağlıyorsa bu yıldız için "m-yarılması" sözkonusudur. Burada  $\Omega$  yıldızın dönme frekansı,  $\sigma_0$  dönme olmaması durumunda frekansın değeri,  $\sigma^{(m)}$  ise dönme sonucu ortaya çıkan frekans değeridir (burada  $m$ ,  $-l$  ile  $+l$  arasında değerler alabilir).  $C_1$ ,  $a$  ve  $b$  modele bağlı sabitler olup:

$$a = X_1 + \left( 1 + \frac{3}{2} \frac{M_2}{M + M_2} \right) X_2 + Z \quad (2)$$

ve,

$$b = Y_1 + \left( 1 + \frac{3}{2} \frac{M_2}{M + M_2} \right) Y_2 \quad (3)$$

yazılabilir. Burada  $X_1$ ,  $X_2$ ,  $Y_1$ ,  $Y_2$  ve  $Z$  nonradyal zonklama modellerine göre hesaplanmış parametrelerdir.  $M$  ve  $M_2$  ise sırasıyla zonklayan yıldız ve yoldaşın kütleleridir.

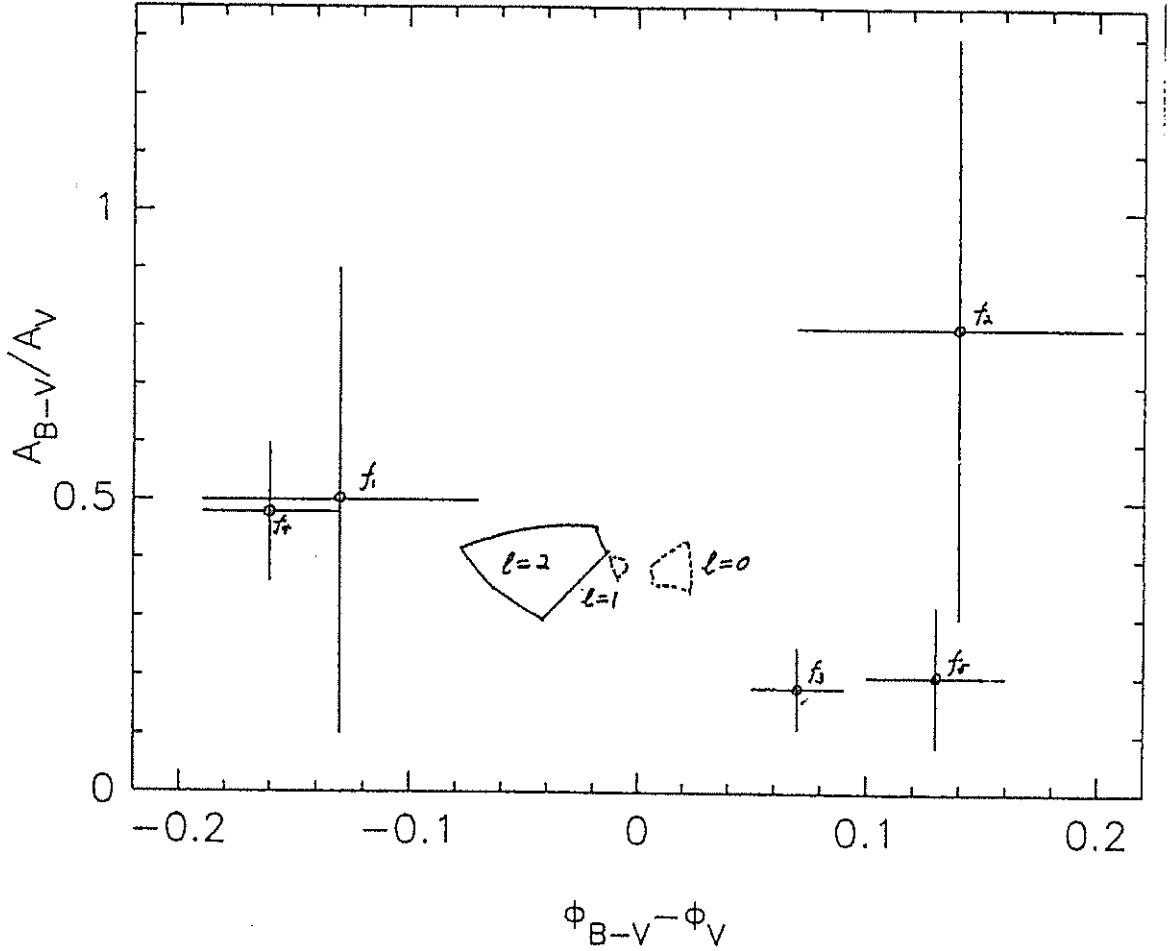
Aşağıdaki hesaplamalardan göreceğimiz gibi dört frekans gerçekte yıldızın dönmesinden dolayı bir frekansın yarılmasından ortaya çıkmıştır.

Karşılaşılan birçok durumda  $\Omega/\sigma$  oranı çok küçüktür ve o nedenle (1) denkleminde yalnızca lineer terim gözönüne alınır. Ancak HR 8851 için ikinci mertebeden terimi de gözönüne almak durumundayız. Önce yıldızın dönme frekansını hesaplamaya çalışalım. Yıldızın kütlesi, yüzeyindeki çekim ivmesi ve  $v \sin i$  değerleri için sırasıyla  $M=1.3M_\odot$ ,  $\log g=3.05$  ve  $v \sin i=140 \text{ km s}^{-1}$  değerlerini kabul edeceğiz (Hao & Huang, 1995). Buna göre yıldızın yarıçapı  $R=5.6R_\odot$  ve  $\Omega=3.1 \text{ rad/d}=0.49 \text{ c/d}$  olarak hesaplanır. İlk yaklaşım olarak  $\sigma_0$  değerini, gözlenen tüm  $\sigma^{(m)}$  değerlerinin ortalaması olarak kabul ederek:

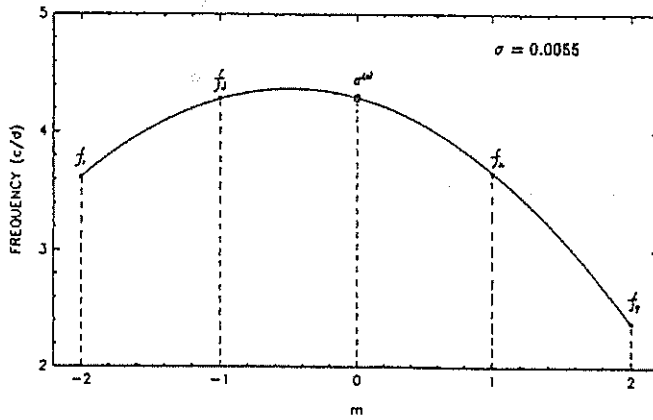
$$\sigma_0 = \frac{1}{4} (\sigma^{(-2)} + \sigma^{(-1)} + \sigma^{(1)} + \sigma^{(2)}) = 3.486$$

yazabiliriz. Gözlenen frekanslar arasındaki farkları incelersek  $f_1 - f_4 = 1.232 \pm 0.006$  ve  $f_3 - f_2 = 0.631 \pm 0.006$  olduğunu görürüz. Yanılgıları da gözönüne aldığımızda:

$$f_1 - f_4 = 2(f_3 - f_2)$$



**Şekil 3:** Beş frekans için gözlenen evre kaymaları ve genlik oranları.  $T_{\text{eff}}=7400\text{K}$ ,  $\log g=3.5$ ,  $Q=0.03$  için Watson (1988) tarafından verilen ilgili alanlar da gösterilmiştir.



**Şekil 4:** "m" zonklama kuantum sayısına göre frekanslar. Sürekli çizgi en küçük kareler yöntemiyle hesaplanmış ikinci dereceden bir polinomdur. Dört frekans, spesifik bir modun yıldızın dörmesinden dolayı bölünmesiyle ortaya çıkmıştır.  $\sigma^{(0)}$  frekansı da parabol üzerinde işaretlenmiştir ve değeri  $f_3$  ün ( $m=1$ ) değerine çok yakındır. Buna göre  $f_3$  büyük bir olasılıkla  $\sigma^{(-1)}$  ve  $\sigma^{(0)}$  frekanslarının bileşimi olmalıdır.



yazabileceğimizi görürüz. Buradan (1) denklemine göre  $f_1-f_4$  için  $\sigma^{(3)}-\sigma^{(2)}$  ve  $f_3-f_2$  için  $\sigma^{(1)}-\sigma^{(0)}$  olması gerektiğini söyleyebiliriz. Dört tane  $(m, f_i)$  değer takımına, yani,  $(-2, f_1)$ ,  $(-1, f_3)$ ,  $(1, f_2)$ ,  $(2, f_4)$  değerlerine en küçük kareler ile ikinci dereceden bir polinom fit yaptığımızda dört noktanın,

$$f = -0.3232m^2 - 0.3095m + 4.294$$

ile tanımlanan bir parabol üzerinde yer aldığını görürüz (Şekil 4). Artık  $C_1$ ,  $a$  ve  $b$  parametrelerinin değerlerini, (1) ve (4) denklemlerini karşılaştırarak gözlemsel olarak belirleyebiliriz. Buradan,

$$\begin{aligned} C_1 &= 0.368 \\ a &= -4.165\sigma_0^2 + 17.884\sigma_0 = 11.730 \\ b &= -1.346\sigma_0 = -4.692 \end{aligned}$$

elde edilir.

Saio (1981)'de verilen Çizelge 1 den yararlanarak  $C_1$ ,  $a$ , ve  $b$  parametrelerinin kuramsal değerlerini hesaplayabiliriz. Çizelge 3 de  $\omega_i^2 = f_i R^3 / GM$  bağıntısıyla hesaplanarak verilen beş boyutsuz frekansın ortalaması  $\langle \omega \rangle^2 = 21.88$  dir. Bu değer, sözkonusu Çizelgede (Saio, 1981)  $\ell=2$  için  $p_1$  ve  $p_2$  ye ilişkin olarak verilen  $\omega^2$  değerlerinin (15.26 ve 26.72) ortalamasına çok yakındır. Bu iki mod için verilen değerlerin ortalamalarını alarak  $X_1=0.885$ ,  $X_2=4.007$ ,  $Z=-10.307$ ,  $Y_1=0.231$ ,  $Y_2=-2.004$  ve  $C_1=0.118$  elde ederiz. Çift yıldız sistemi olmayan durumlar için  $M_2=0$  olduğundan (2) ve (3) denklemlerinden  $a=-5.415$  ve  $b=-1.773$  değerleri elde edilir. Bu kuramsal değerlerle yukarıda verilen gözlemsel değerler arasında farklar vardır. Ancak bu bir ölçüde doğal karşılanabilir çünkü bu parametrelerin hem gözlemsel hem de kuramsal olarak elde edilmelerinde birçok belirsizlikler vardır. Bu sorun da 5. Bölümde tartışılacaktır. İlk dört frekansın  $m$ 'e göre ikinci dereceden bir polinom ile temsil edilebilmesi bunların yıldızın dönmesi ile yarılmaya uğramış bir modun ( $\ell=2$ ),  $m = -2, 1, -1, 2$  olan bileşenleri olduğu görüşünü desteklemektedir.

## 5. Tartışma

Metal bolluğu henüz duyarlı olarak belirlenememiş olduğu için, daha önce de belirtildiği gibi (bkz. Hao & Huang, 1995), HR 8851 yıldızının  $uvby\beta$  kalibrasyonunda belirsizlikler vardır. O nedenle kütle ve yarıçap da duyarlı olarak elde edilememektedir. Mod belirlemede kullandığımız boyutsuz frekans  $\omega$  yıldızın kütle ve yarıçapına bağlıdır.  $a$  ve  $b$  parametrelerinin gözlemsel değerlerinin kuramsal değerlerle uyuşması ancak  $R^3/GM$  niceliğinin üç katı için sözkonusu olmaktadır.

HR 8851 "Bright Star Catalogue" da tayfsal bir çift yıldız olarak verilmekle birlikte bu çalışmada bu sınıflama ile ilgili hiç bir referansa rastlanılmamıştır. Eğer yıldız gerçekten bir çift yıldız sistemi üyesi ise (2) ve (3) denklemlerinde  $M_2 \neq 0$  olarak  $a$  ve  $b$  parametrelerinin gözlemsel değerlerinin kuramsal değerler ile daha iyi bir biçimde uyum göstermesi sağlanabilirdi. Fakat bazı belirsizlikleri ortadan kaldırmadan bu konunun da üzerinde fazla durulmamıştır. Çünkü  $M_2 \neq 0$  olarak alındığında bile  $a$  ve  $b$  parametrelerinin gözlemsel değerleri ile kuramsal değerleri arasında kabul edilebilir bir uyuşma sağlanamamıştır.

Bölüm 3'te V renginde elde edilen 1 c/d değerindeki frekansın yıldıza ilişkin olabileceği önerisinde bulunulmuştur. Böylesi küçük bir frekansı (uzun bir dönemi) yorumlayabilmek kolay değildir. Eğer yıldızın dönme frekansı 0.49 c/d ise (1 c/d değerinin yarısı) olası bir açıklama yıldızın dönmesinden kaynaklanan bir modülasyondur. Yıldızın yüzeyinde simetrik olarak konumlanmış farklı parlaklıkta iki ayrı leke varsa, ışık değişiminde dönme frekansının iki katına eşit (0.98 c/d) bir frekans gözlenecektir. Ancak yine de bu frekansın zonklama kökenli olması daha mantıklı görünmektedir.

Bölüm 4'te görüldüğü gibi, dönme nedeniyle yarılmaya uğramış  $\ell=2$  olan bir moda ilişkin dört frekans analiz sonucu elde edilebilirken  $\sigma^{(0)}$  olan merkez bileşen elde edilememiştir. Bu noktada sorulması gereken soru şudur: mod yarılmaması sonucu  $2\ell+1=5$  tane frekans elde edilmesi gerekirken neden  $\sigma^{(0)}$  olan merkez bileşen elde edilememiştir? (4) denkleminde  $\sigma^{(0)}=4.294$  değeri elde edilebilir ki bu da  $\sigma^{(-1)}=4.280$  değerine oldukça yakındır. Öte yandan bu çalışmada  $\sigma^{(-2)}=3.620$  ve  $\sigma^{(0)}=3.661$  olan birbirine yakın iki frekans birbirinden ayırdedilebilmiştir.  $\sigma^{(0)}$  ve  $\sigma^{(-1)}$  frekanslarının birbirinden ayırdedilememesinin iki nedeni olabilir:

a)  $\sigma^{(0)}$  ve  $\sigma^{(-1)}$  frekansları aynı değere sahiptir. Bu durumda  $f_3$ ,  $\sigma^{(0)}$  ve  $\sigma^{(-1)}$  frekanslarının bileşiminden oluşmuş bir frekanstır.

b)  $\sigma^{(0)}$  ve  $\sigma^{(-1)}$  frekansları arasında çok az da olsa bir fark vardır ancak elimizdeki gözlemlerin yayıldığı zaman aralığı birbirine bu denli yakın iki frekansı ayırdetme olanağı vermemektedir. Ancak, ileride yapılacak daha uzun süreli bir kampanya gözlemleri ile birbirine çok yakın bu iki frekansı ayırdedebilmek olası olabilecektir.

Zonklayan bir yıldız olduğunun anlaşılmasından bu yana geçen iki-üç yıl içerisinde yıldızın sahip olduğu zonklama dönemlerini duyarlı olarak elde edebilmek amacıyla birkaç fotometrik gözlem çalışması gerçekleştirilmiştir. Bu çalışmalar ve sonuçları bu makalede ve Hao & Huang (1995) te rapor edilmiştir. Şimdi de eldeki bulguların ışığı altında HR 8851 yıldızının asterosismolojik önemi üzerinde duralım.

a) HR 8851, Hertzsprung-Russell diagramında RR Lyr yıldızları ile  $\delta$  Scuti yıldızları arasındaki bölgede yer almaktadır. Bu özelliği ile yıldız, iki ayrı değişen yıldız grubu arasında bir geçiş durumundadır.

b) Aerts & Waelkens (1993)'e göre  $\Omega/\sigma$  nın boşlanamayacak denli büyük olması durumunda Coriolis kuvveti düzeltilmesi mutlaka gözönüne alınmalıdır. HR 8851 in görelisi olarak küçük zonklama frekansları ( $\sigma$ ) ve görelisi olarak büyük dönme frekansı ( $\Omega$ ) bize dönmenin zonklama frekansları üzerindeki etkisini çalışmak için iyi bir fırsat sunmaktadır.

c) Bu çalışmada elde edilen bulgular dönmeden kaynaklanan mod yarılmaması için kuvvetli bir kanıt oluşturduğuna göre, asterosismolojik yaklaşımla böylesi bir olayı çalışabilmek için yıldızın fiziksel yapısını iyi araştırmak gerekliliği vardır.

d) HR 8851 sahip olduğu görünür parlaklığı ( $m_v=5^m.56$ ) ve görelisi olarak uzun zonklama dönemleri ile ( $\approx 7$ saat) asterosismolojik çalışma bakımından uygun bir

yıldızdır. Bu özellikleri nedeniyle, fotoelektrik gözlemlere ek olarak yüksek kalitede tayfsal gözlemleri de kolaylıkla yürütülebilir.

## 6. Sonuçlar

Bu çalışma ile aşağıdaki sonuçlara ulaşılmıştır:

a) HR 8851 en az beş tane frekansla zonklayan bir yıldızdır. Bu frekanslar sırasıyla 3.617c/d, 3.655c/d, 4.286c/d, 2.385c/d ve 5.847c/d değerindedir.

b) İlk dört frekans,  $\ell=2$  olan bir modun dönmeden kaynaklanan yarılması ile açıklanabilir. Bunlar sırasıyla  $(m = -2, f_1)$ ,  $(m = -1, f_3)$ ,  $(m = 1, f_2)$ , ve  $(m = 2, f_4)$  tür.

## Kaynaklar:

- Aerts, C., Waelkens, C.: 1993, A&A, 273, 135.  
Balona, L.A., Stobie, R.S.: 1980, MNRAS, 190, 931.  
Breger, M., Garrido, R., Huang, L., Jiang, S., Guo, Z., Frueh, M., Paparo, M.: 1989, A&A, 214, 209.  
Fitch, W.S.: 1981, ApJ, 249, 218.  
Hao, J., Huang, L.: 1993, IBVS, 3832.  
Hao, J., Huang, L.: 1995, A&A, 297, 754.  
Saio, H.: 1981, ApJ, 244, 299.  
Watson, R.D.: 1988, Ap&SS, 140, 255.  
Winget et al. (32 yazarlı): 1991, Ap.J., 378, 326.  
Winget et al. (32 yazarlı): 1994, Ap.J., 430, 839.

## CUSP BÖLGESİ SINIRLARININ MAGNETİK AKTİFLİKLE DEĞİŞMESİ

Gülçin KANDEMİR

İstanbul Teknik Üniversitesi, Fizik Bölümü, İstanbul

**Özet.** Yerin magnetik alanının şiddeti güneş rüzgarı etkisiyle değişir. Cusp bölgesi yerin magnetik alan çizgilerinin zayıf olduğu ve güneş rüzgarı ile jeomagnetik alanın etkileştiği bölgedir. Uydular yoluyla topladığımız bilgiler arttıkça bu bölge daha iyi anlaşılabilir; fakat henüz çok iyi anlaşılmaş değildir. Bölgenin sınırları birçok defa araştırılmış ve cusp biçimi onaylanmıştır. Bu biçimin nelere bağlı olarak değiştiği de ayrıca araştırılmıştır. Bu araştırmada ise cusp bölgesi sınırlarının yerin magnetik etkinliği ile nasıl değiştiği incelenmektedir. Ariel 4 uydusu verilerinden seçilen sakin ve etkin ( $K_p$  indisi düşük ve yüksek) günler için elde edilen sınırlar karşılaştırılmıştır. Sonuçta, magnetik olarak etkin günlerde cusp'ın genişlediği, fakat genişlemenin yalnızca kutup tarafında olduğu görülmektedir. Ayrıca bu tek yönlü genişlemenin doğruluğu tartışılmaktadır.

*Anahtar kelimeler: Cusp, elektron yoğunluğu, magnetik etkinlik, güneş rüzgarı, iyonosfer.*

### MAGNETIC ACTIVITY DEPENDENCE OF THE CUSP BOUNDARIES

**Abstract.** The solar wind affects the magnetic field intensity of the earth. The geomagnetic field lines are weaker in the cusp area; here, the solar wind interacts with the geomagnetic field. This area is understood better as knowledge accumulate through the satellites; however, the present stage of understanding is far from being complete. The boundaries of this area have been investigated several times and the cusp shape has been verified. Variation of this shape due to different effects has also been investigated. In the present study, the dependence of the cusp boundaries upon the magnetic activity has been investigated. The boundaries of the cusp have been compared for the quiet and for the active days (while the  $K_p$  index is low and high) which are selected from Ariel 4 data. As a result, it has been observed that the cusp gets larger on the active days, but this enlargement is observed on the poleward side only. The one-sidedness of the enlargement is discussed.

*Key words: cusp, electron density, magnetic activity, solar wind, ionosphere.*

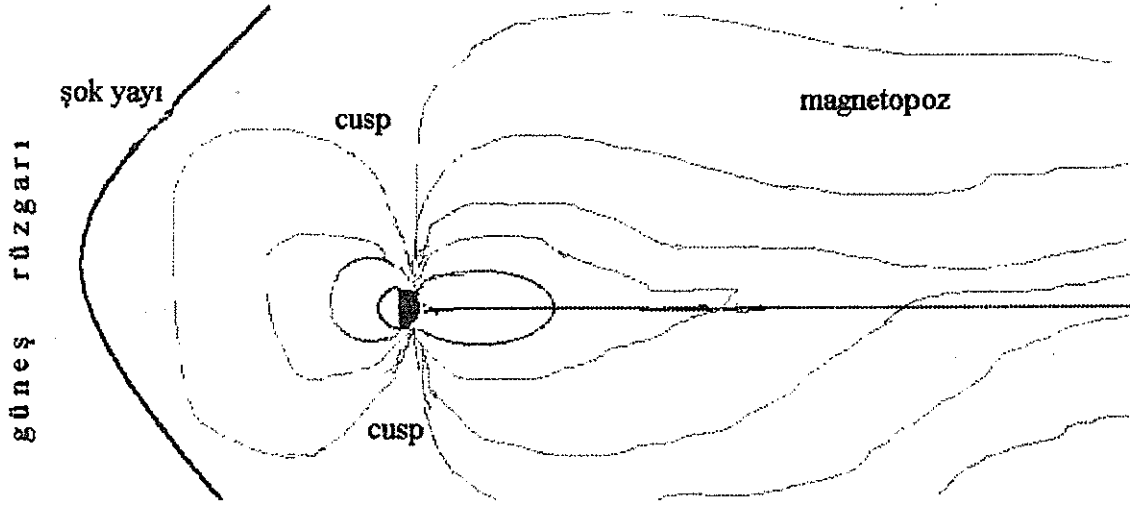
## I. GİRİŞ

Bu araştırmada yer magnetik alanının etkinliğinin cusp bölgesi sınırları ile bağıntısı tartışılmaktadır. Bölüm IIde, iyonosfer, magnetosfer ve cusp'tan sözedilmektedir. Bölüm IIIde, magnetik etkinlik indisi ile cusp sınırları arasındaki olası bağıntı tartışılmakta ve Bölüm IVde sonuçlar sunulmaktadır.

## II. İYONOSFER, MAGNETOSFER VE CUSP

Magnetik alan etkisinin yüklü parçacıkların hareketini etkileyen bütün etmenlerin etkisini aştığı bölge magnetosfer olarak tanımlanmaktadır. Burada magnetik alan enerjisi,  $B^2/2\mu_0$ , plazma enerji yoğunluğu,  $nkT$  yi aşar. Genellikle 1000 km ye kadar olan bölge iyonosfer olarak kabul edildiğinden iyonosferin üst kısımları magnetosferin içinde kalır. Yer magnetik alanının varlığı çok daha önceden bilinmekle birlikte "magnetosfer" kavramı ilk yapay uydu ile birlikte ortaya çıktı (Hultqvist, 1990).

Şimdiye kadar birçok araştırmacı tarafından farklı özellikleri incelenmiş bulunan cusp bölgesi ise magnetosfere güneş rüzgarı plazmasının girdiği bölge olarak kabul edilir. Cusp bölgesi yerin magnetik alan çizgilerinin zayıf olduğu ve güneş rüzgarı ile jeomagnetik alanın etkileştiği bölgedir (Şekil 1). Dolayısıyla, yer magnetik alanındaki değişimler bu bölgeyi etkileyecektir. Uydular yoluyla topladığımız bilgiler arttıkça bu bölge daha iyi anlaşılabilir; fakat henüz çok iyi anlaşılmiş değildir. Bölgenin sınırları ayrıntılı olarak ve farklı yöntemlerle birçok defa araştırılmış ve cusp biçimi onaylanmıştır (Yamauchi ve Lundin, 1994; Nilsson et al., 1996). Bu biçimin nelere bağlı olarak değiştiği de ayrıca araştırılmıştır (Öke ve Tulunay, 1990; Kandemir, 1994; Kandemir, 1996). Bu araştırmada ise cusp bölgesi sınırları ile yerin magnetik etkinliğinin ilişkisi incelenmektedir.

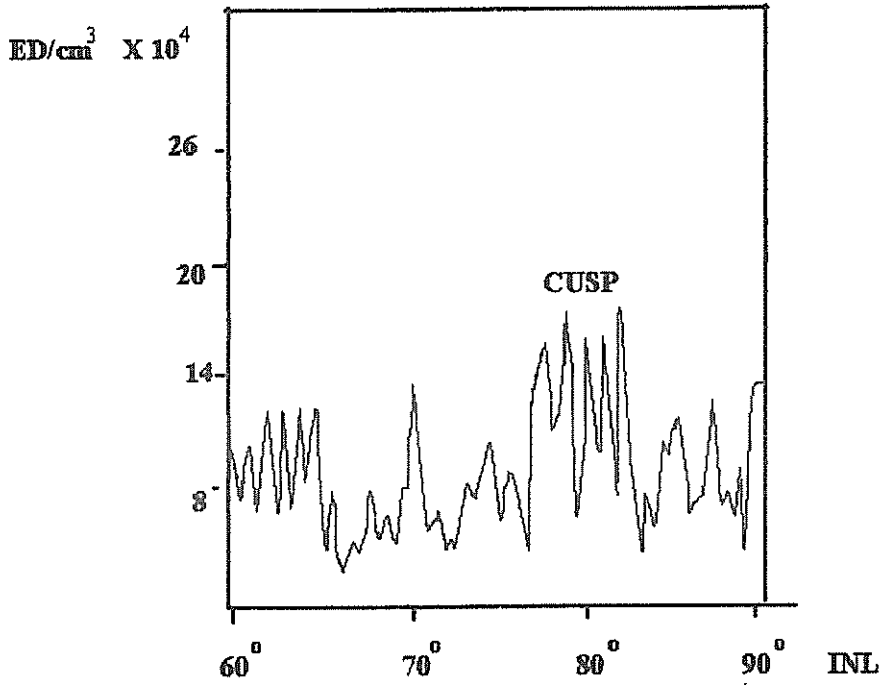


Şekil 1. Magnetosfer ve cusp.

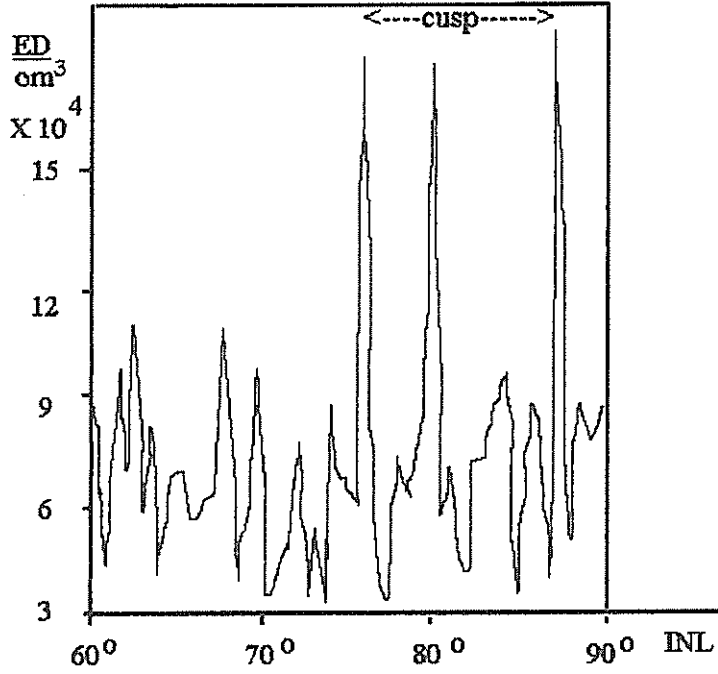
Yer magnetik alanı ile ilgili olayların tümünü kapsayan bir kuram henüz yapılamadığı gibi tek bir olayı da ayrıntılarıyla ve kesin bir biçimde açıklamaktan çok uzağız. Yerdeki güneş kaynaklı magnetik etkinliği açıklamak amacıyla çok sayıda model oluşturulmuştur. Modeller gezegenlerarası magnetik alan çizgilerinin, yer çevresinde oluşan akım sistemlerinin ve güneş aktifliğinin etkilerini kapsamaktadır (McPherron,1991). Cusp yapısını özel olarak ele alan ve gözlemlere dayanan ayrıntılı modeller de vardır (Yamauchi ve Lundin, 1994).

### III. MAGNETİK ETKİNLİK-CUSP SINIRI İLİŞKİSİ

Güneş ile yer magnetik alanı arasında bir ilişki olduğundan eminiz; fakat 150 yıldır araştırılmakta olan bu ilişkinin ayrıntıları henüz kesinleşmemiştir. Yapılan gözlemler sonucu, önce koronadan kütle atıldığını, bunu izleyen bir güneş alevinden sonra da jeomagnetik aktivitede fazlalaşma olduğunu bilmekteyiz.  $K_p$  indisi, yer magnetik alanının etkinliğini simgeleyen göstergelerden en çok kullanılanıdır. Cusp bölgesinde magnetik alan zayıf olmakla birlikte bu bölgenin yere güneş rüzgarı girişine açık olduğunu kabul edebiliyorsak  $K_p$  indisi ile bu bölge sınırlarının değişmesi gerekir. Magnetik etkinliği simgeleyen  $K_p$  indisinin bir birim artmasına karşın cusp sınırlarının kaç derece yer değiştirdiğinin araştırılması uygun olur. Bu bölümde böyle bir ilişki araştırılmaktadır. Ariel 4 uydusuyla alınan ilkbahar ekinoksu civarındaki 94 günlük veri kullanılarak, şekil 2,  $K_p$  indisinin küçük ( $\leq 2$ ) olduğu günler için çizilmiştir (Kandemir,1996).



Şekil 2. Jeomanyetik olarak sakin ( $K_p \leq 2$ ) günlerde ve öğlen saatlerinde elektron yoğunluğunun invaryant enleme değişimi (Kandemir, 1996)



Şekil 3. Jeomanyetik etkinliğin fazla olduğu ( $K_p = 5$ ) günlerde elektron yoğunluğunun enleme göre değişimi

Şekil 3 ise aynı veriler kullanılarak  $K_p=5$  olan "magnetik olarak etkin" günler için çizilmiştir. Sakin günler için çizilmiş bulunan Şekil 2de elektron yoğunluğundaki artma ile belirlenen cusp sınırlarının  $77^\circ-82^\circ$  INL arasında bulunduğu görülmektedir (Kandemir,1996). Halbuki Şekil 3de elektron yoğunluğunun  $77^\circ$  ile  $88^\circ$  invaryant enlemleri (INL) arasında çok yüksek değerlere ulaştığı görülmektedir. Dolayısıyla iki şekil karşılaştırıldığında ekvator tarafında cusp sınırının değişmediği görülmekte, kutup tarafındaki sınırdaki ise  $K_p$  indisindeki 5 birimlik artış için  $82^\circ$  INL den  $88^\circ$  INL ye varan bir genişleme gözlenmektedir. Böylece Ariel 4 uydusunun bulunduğu 500-600 km lik yüksekliklerde her bir birim  $K_p$  indisi için yaklaşık olarak  $1^\circ$ lik bir genişlemeden söz edilebilir. Buradan fırtınalı günlerde cusp sınırlarının genişlediği anlaşılmaktadır; bu beklenebilecek bir sonuçtur. Öte yandan bir sınırı sabit kalırken yalnızca kutup tarafındaki sınırın genişlediği görülmektedir. Jeomanyetik fırtınalar ancak çok şiddetli olduğu zaman ve nadiren aşağı enlemlere kadar inebilmektedir. Verilerin alındığı tarihlerde de  $K_p$  indisi ancak 5 olup orta enlemlerde iletişimi bozduğu kayıtlara geçecek kadar olağanüstü bir magnetik fırtına olmamıştır. Dolayısıyla genişlemenin ekvatora doğru tarafta bulunamayıp kutup yönünde oluşunun uygun bir sonuç olduğu söylenebilir. Cusp biçiminin kutup tarafında hemen hemen dik bir çizgiye yakın, ekvator tarafının ise yuvarlak biçimli magnetik kuvvet çizgilerine denk geldiği düşünülürse bu sonuç daha iyi yorumlanabilir. Kutup tarafında uydunun ölçtüğü her zaman dik inen parçacıklara ait sabit bir değer olurken ekvator tarafında ölçtüğü farklı kuvvet çizgilerine tutunan parçacıklardır. Başka deyişle, uydunun  $78^\circ$  INL yakınından her geçişinde farklı indüksiyon çizgileri boyunca inen parçacıklar ölçülmüş olur ve yapılan çalışmalarda bunların ortalaması alındığından, ekvator tarafındaki sınırın kutup tarafındaki gibi belirgin olamadığı söylenebilir.

#### IV. SONUÇLAR

- 1) Magnetik etkinliğin fazla olduğu günlerde Cusp plazmasındaki tedirgemelerin fazlalığı sonuçların yorumlanmasını güçleştirmektedir.
- 2) Magnetik olarak sakın ve etkin günler için cusp bölgesindeki elektron yoğunlukları karşılaştırılmıştır.  $K_p$  indislerinde 5 birimlik bir artmaya rağmen cuspın ekvator tarafındaki sınırında bir fark görülemezken kutba doğru tarafında sınır  $82^\circ$  INL den  $88^\circ$  INL ye kadar genişlemektedir. Dolayısıyla  $K_p$  indisindeki her birim artış için cusp'ın kutup tarafındaki sınırının yaklaşık  $1^\circ$ INL kadar genişlediği görülmektedir.
- 3) Genişlemenin ekvator tarafı yerine kutup tarafında bulunuşu şimdiye kadar yapılmış gözlemler ve bilgilerle uyumludur.



### Teşekkür

İ.T.Ü.de bulunduğu yıllarda aydınlattığı pek çok kimse gibi benim de konuya merak sarmama neden olan, yol gösteren ve verilerini kullanmama izin veren Prof. Dr. Yurdanur Tulunay'a teşekkür ederim.

### Kaynaklar

- Hultqvist,B.:1990, in: B. Hultqvist and C.G. Fälthammer (eds.) *Magnetospheric Physics*, Plenum Press, 21-39.
- Kandemir,G.:1994, *Astrophys.Space Sci.*, **211**, 93-97.
- Kandemir,G.:1996, *Astrophys.Space Sci.*, **235**, 69-73.
- McPherron,R.L.:1991, in:J.A.Jacobs (ed.), *Geomagnetism*,Vol.4,Academic Press, 593-739.
- Nilsson,H., Yamauchi,M., Eliasson,L. and Norberg,O.:1996, *J. Geophys. Res.*, **101**, 10,947-10,963.
- Öke,G. and Tulunay,Y.:1990, *J. Geomag. Geoelectr.*, **42**, 1333-1339.
- Yamauchi,M. and Lundin,R.:1994, in: J.Holtet and A. Egeland (eds.), *Physical Signatures of Magnetospheric Boundary Layer Processes*, Kluwer Academic Publishers, 99-109.

## OSMANLI TÜRKİYESİNDE "ALATURKA SAAT"TEN "ALAFRANGA SAAT"E GEÇİŞ

Ekmeleddin İhsanoğlu  
İstanbul Üniversitesi Edebiyat Fakültesi Bilim Tarihi Bölümü  
34459 Beyazıt, İstanbul, Türkiye

Feza Günergun  
İstanbul Üniversitesi Edebiyat Fakültesi Bilim Tarihi Bölümü  
34459 Beyazıt, İstanbul, Türkiye

### Özet

Türkiye ile Avrupa ülkeleri arasında kurulan haberleşme ve ulaştırma bağları, bazı sosyo-kültürel ve sosyo-ekonomik değişiklikleri de beraberinde taşıdığı gibi, devlet ve toplum düzeninde de yeni gelişmelere yol açmıştır. Bu arada, standardizasyon bakımından da Osmanlı Devleti'nin Avrupa ile bütünleşmesinin yeni bir safhasını başlatmıştır.

Ekonomik ihtiyaçlar ve modernleşme isteği neticesinde, kullanımı ondokuzuncu yüzyılın ortalarında Avrupa'da yaygınlaşmaya başlayan metre sistemi, 1869 yılında devletin resmi tartı ve ölçü sistemi olarak Osmanlı idarecileri tarafından kabul edilmiştir. Osmanlı Devleti'nin metroloji sahasında Avrupa ile bütünleşmesinin bir diğer safhası, yeni haberleşme ve ulaştırma tekniklerinin (demiryolları, telgraf, telefon) yaygınlaşmasının getirdiği ihtiyaçlar neticesinde Amerika Birleşik Devletleri ve bazı Avrupa devletleri tarafından ondokuzuncu yüzyılın son yıllarından itibaren tedrici olarak kullanılmaya başlanan "beynelmilel saat"i (Greenwich saati) benimsemesidir.

Ondokuzuncu yüzyılın ikinci yarısında, Avrupa ile artan temasları, Osmanlıların yüzyıllar boyu kullandıkları gurubi saat (alaturka saat) yanında vasati saati (alafranga saat) tanımalarını ve bu saatin Osmanlı ülkesine girişini de beraberinde getirmiştir. Yirminci yüzyılın başında ise, Osmanlı Devleti, 1913 yılında Paris'te toplanan milletlerarası kongreye katılarak "beynelmilel saat"e geçiş sürecini başlatmış ve Bureau International de l'Heure'ün (BIH) kuruluş mukavelesini imzalamıştır.

Bu bildiriye, Osmanlı Devleti'nin metroloji sahasında Avrupa ile bütünleşmesinin yeni bir safhasını teşkil eden "beynelmilel saat"i kabul ve uygulama süreci incelenecektir. Diğer bir ifade ile "alaturka saat"ten "alafranga saat"e geçiş süreci, Türkiye ile Avrupa arasındaki ekonomik ve teknolojik gelişmeler açısından ele alınacaktır.

**Anahtar Kelimeler:** saat, standartlaşma, metroloji, Osmanlı, Türkiye

### THE CHANGEOVER FROM "ALLA TURCA TIME" TO "ALLA FRANCA TIME" IN OTTOMAN TURKEY

### Summary

The establishment of communication and transportation links between Turkey and European countries brought about new developments in the affairs of the state, as well as causing socio-cultural and socio-economic changes in society. It was also the cause of integration between the Ottoman State and Europe from the viewpoint of standardization.

As a result of economic needs and attempts at modernization, the metric system which was used gradually by European countries from the middle of the 19th century, was accepted by the Ottoman administrators as the official system for weights and measures of the state with a law issued in 1869. As a second stage in the integration process with Western standards, the Ottoman State considered the adoption of the "universal time" which started to be used from the end of the 19th century in the United States and in some European countries as a result of urgent need to synchronize local and regional times which came along with the rapid development of the transportation and communication network. The Ottoman government participated to the international congress that convened in Paris in 1913 and signed the agreement for establishment of the Bureau International de L'Heure (BIH).

In this article, the work undertaken by the Ottoman State to adopt universal time will be examined from the viewpoint of economic and technological developments between Turkey and Europe.

**Key words:** time, standardization, metrology, Ottoman, Turkey

## Giriş

Ondokuzuncu yüzyıl, modern haberleşme ve ulaştırma tekniklerinin hızla geliştiği bir yüzyıl olmuştur. Demiryolu ve telgraf şebekesinin süratle genişlemesi, zamanı daha doğru ve dakik olarak öğrenme ihtiyacı yanında, zaman hesabında standartlaşmayı da beraberinde getirmiştir. Demiryolu ve telgraf hatlarının birbirlerine bağlanmasından sonra, trenlerin bir ülkeden diğerine geçişte saat değiştirmesinin getirdiği karışıklık ve mahzurlar, dünya ülkelerini tek bir boylam dairesine göre hesap edilecek standart zaman üzerinde anlaşmaya sevk etmiştir.

1884 yılında Washington'da toplanan Milletlerarası Meridyen Konferansı'nda (International Meridian Conference), İngiltere'deki Greenwich Rasathanesi'nin üzerinden geçen meridyen çizgisi "baş meridyen" olarak kabul edilmiş ve zamanı buna dayalı olarak hesaplayacak milletlerarası bir sistem kurulması kararlaştırılmıştır. Bu sisteme göre, yerküre 15 derecelik 24 boylam kuşağına bölünecek ve bütün ülkeler saatlerini Greenwich meridyenine göre ayarlayacaktır. Greenwich meridyeninin 7,5 derece doğusu ile 7,5 derece batısı arasındaki 15 derecelik zaman dilimi içinde kalan ülkeler Greenwich zamanını kullanacaklardır. Greenwich'in doğu ve batısındaki zaman dilimlerinde yer alan ülkelerin saati -zaman dilimi başına bir saat olmak üzere- Greenwich saatinden ileri veya geri olacaktır. Bu kongreden sonra, o zamana kadar "Greenwich Vasati Saati" (GMT: Greenwich Mean Time) olarak bilinen saat "Beynelmilel Saat" (UT: Universal Time) adını almıştır. Kongrenin bu kararından sonra, dünya ülkelerinin beynelmilel saati kabul süreci yavaş yavaş başlamıştır. Her ne kadar bazı ülkeler (mesela Fransa) beynelmilel saati hemen uygulamaya koymamışlar ise de, bu saat demiryolu şirketleri ve gemicilerin tarafından kullanılmaya başlanmıştır (1).

## Modern Haberleşme ve Ulaştırma Tekniklerinin Türkiye'ye Girişi

Ondokuzuncu yüzyılda Batı'da haberleşme ve ulaştırma sahalarında geliştirilen modern teknikler, yüzyılın ortasından itibaren Osmanlılar tarafından transfer edilerek, ilk demiryolu ve telgraf hatları kurulmaya başlanmıştır. Osmanlılarda, haberleşme sahasında Batı'dan teknoloji transferi yapılarak girilen ve geniş uygulama sahası bulan ilk yenilik telgraf olmuştur. 1855 yılında ilk telgraf hattının açılışından ve imparatorluk içine ve dışına ilk telgrafların çekilmesinden yaklaşık on yıl sonra, Osmanlı devleti, Asya ile Avrupa arasındaki iletişim şebekesinde yerini almıştır. Kendi imparatorluk toprakları üzerinde, hızlı, etkili ve güvenilir habereleşmeyi temin edecek olan yüzyılın bu en önemli icad ve teknolojik yeniliği, gerek Rumeli'ye gerek Anadolu'ya ve gerekse imparatorluğun Yemen, Trablusgarp, Mısır,

Bağdat gibi uzak eyaletlerine istisnasız - ulaştırılmıştır. İlk telgraf hattının inşasından yaklaşık 15 yıl sonra 1869'da toplam telgraf hat uzunluğu 25.137 km'ye 1904 yılında 36.640 km'ye ulaşmıştır (2).

Demiryolu hatlarına gelince, Rumeli'deki ilk Osmanlı Demiryolu hattı (Köstence-Çernova) 1860 yılında işletmeye açılmıştır. Bu hattı imparatorluğun Avrupa ile iktisadi ve ticari münasebetlerinin mühim merkezlerinde olan ve zengin kaynakları bakımından da yabancı sermayenin rahatlıkla girebileceği bir bölgede projelendirilen ve 1865 yılında bitirilen İzmir-Aydın demiryolu takib etmiştir. Aynı yıllarda, imparatorluğun Rumeli cihetinde kalan 2000 kilometrelik demiryolu şebekesini kurma imtiyazı verilmiş ve bu hattın yarısından fazlası 1875'te tamamlanmıştır. Ondokuzuncu yüzyılın son yıllarında, İstanbul-Bağdat ve Suriye demiryolları projesi başlatılmıştır. Yirminci yüzyılın başında, 1900-1908 yılları arasında tamamlanan "Hamidiye Hicaz Demiryolu" imparatorluğun merkezinde ve bütün eyaletlerindeki ticari, sınai, zirai ve kültürel gelişmede ve teknoloji kullanımının benimsenmesinde birinci derecede etkili olmuştur (3).

### "Vasati Saat" in Türkiye'ye Girişi

Ondokuzuncu yüzyılın ikinci yarısında Osmanlı topraklarında demiryolu hatlarının kurulması ve Avrupa'daki hatlara bağlanması, telgrafın yaygın kullanımı neticesinde Avrupa ülkeleri ile haberleşmenin artması, Osmanlı şehirlerinde Avrupalının ikamet etmesi, "gurubi saat"i kullanmakta olan Osmanlıları, Avrupalıların "vasati saat"i ile karşı karşıya getirmiştir.

"Gurubi saat" (alaturka saat, ezanî saat) sisteminde, günün başlangıcı güneşin batış vakti, yani gurub vakti kabul edilmiştir. Gündüz ve gece uzunlukları mevsimlere göre değiştiği için, bu sistemde ifade edilen saatler her zaman yaklaşıktır. Güneşin batışının mevsimlere göre değişken olması sebebiyle, "gurubi" sistemde günün başlangıcı oynaktır. Dolayısıyla, pratikte saatlerin her gün ayar edilmesi gerekmektedir. Bununla beraber, güneş ışığından azami istifade etmeyi sağlayan bu sistemin, milletlerarası ilişkiler yoğunlaşmadan önce, toplumların ihtiyacı için yeterli bir sistem olduğu aşikardır. Bu sisteme göre, gün iki kere oniki saate ayrılmaktadır. "Alaturka saat dört" ibaresi, güneş battıktan sonraki dördüncü saati ifade etmektedir. Türklerin kullanıldığı bu zamanlama sistemi yani "gurubi saat", yabancılar tarafından "alla turca" (alaturka) saat olarak adlandırılmıştır.

"Vasati saat" (ortalama güneş saati, mean solar time) ise, milletlerarası ticaretin, haberleşme ve ulaştırma hizmetlerinin gelişmesinin bir neticesi olarak, Kuzey-Batı Avrupa'da ve Amerika'da yaygın olarak ondokuzuncu yüzyılın ilk yarısında kullanılmaya başlanmıştır. Üniform harekete sahip olan saat - mekanizmalarının güneşin değişken hareketi -gerçek zaman- ile uyum gösterememesi, vasati saat uygulamasının başlatılmasında en önemli etken olmuştur. Bu sistemde gün, öğle vakti 12'de başlamakta ve 24 saate bölünmektedir. Günün başlangıcının gece yarısı 12.00 ve baş meridyenin Greenwich meridyeni olarak alınması (1884) ile vasati saat, "beynelmilel saat"e (universal time) dönüşmüştür. "Vasati saat" mahalli özellik gösterir ve her şehrin vasati saati birbirinden farklıdır (mesela Paris vasati saati, İstanbul vasati saati vs.) "Vasati saat" uygulamasının Avrupa'da yapılmakta olması ve Osmanlı şehirlerinde yaşayan Avrupalılar arasında rağbet görmesi, bu sistemin "alafranga saat", "Avrupa saati" veya, öğle vaktini esas aldığı için "zevali saat" olarak adlandırılmasına sebep olmuştur.

Ondokuzuncu yüzyılda Osmanlı ülkesinde yaygın olarak kullanılan saat "gurubi saat" olmakla beraber, başta İstanbul olmak üzere Avrupalıların yaşadığı Osmanlı şehirlerinde, "vasati saat" in de kullanıldığına dair bilgiler vardır: 1870'li yıllara ait İstanbul gazetelerinde Bahriye Nezareti veya Harbiye Nezareti tarafından verilen ilânlarda alaturka saat kullanılırken, İstanbul'daki Fransız Büyükelçiliği'nden, Avusturya Konsolosluğu'ndan veya yabancı

doktorların üye oldukları Soci t  Imp riale de M decine'den verilen ilanlarda ihale veya toplantı saatleri "vasati saat" ile verilmiştir (4). Diğer taraftan İstanbul'un Galata semtinde yaşayan hristiyanların "gerçek güneş saati"ni (gün, Güneş'in doğuşu ile başlar ve saatler güneşin doğuşundan itibaren sayılır. Günün başlangıcı oynak olup, saatlerin her gün ayarını gerektirir) kullandıkları anlaşılmaktadır. Yine aynı yıllarda, İstanbul'da hem "Türk" hem "Frenk" saatinin birlikte kullanılmasının getirdiği mahzurlara dikkat çekilerek İstanbul'da günlük hayatta "vasati saat" in tek başuna kullanılması teklif edilmiş ve bu konuda Rasathane-i Amire müdürü Coumbary'nin Osmanlı idarecilerini ikna edebileceği ifade edilmiştir (5).

Gurubi ve vasati saatlerin ayarlanmasına gelince, saat ayarı birkaç yoldan yapılabilmektedir. Tophane-i Amire'den, tam ögle vaktinde top atıldığı gibi, Rasathane-i Amire idaresi, 19 Kasım 1968'den itibaren her gün gazetelere verdiği "Temps Moyen de Constantinople" (İstanbul Vasati Saati) başlıklı ilanlarda, tam ögle vaktinde "vasati" ve "gurubi" saatleri bildirilmektedir. Ayrıca, Rasathane-i Amire'nin her yıl yayınladığı salnamedeki cetvellerde, senenin her günü için top atıldığı andaki "gurubi" saat kaydedilmektedir (6). Bu suretle, gerek gazete ilanlarından, gerek salname cetvellerinden faydalanılarak alafranga ve alaturka saatler top sedasına göre dakik olarak ayarlanabilmektedir. Gurubi saatleri ayrıca akşam ezanına göre ayarlamak da mümkündür.

Ondokuzuncu yüzyılda "Avrupa saati"ni kullanan bir diğer müessese, Avrupaki hatlar ile bağlantısı sebebiyle, "Rumeli-Őimendiferleri" Őirketi olmuştur. "Anadolu Őimendifer Kumpanyası" ise, tek Şebekeye sahip olduğu için önce gurubi saati kullanmayı tercih etmiş, daha sonra "İstanbul Saat-i Vasatisi"ni kullanmaya başlamıştır.

Yirminci yüzyılın başına gelindiğinde, "vasati saat" in Osmanlı ordusunda kısmen kullanılmakta olduğu görülür. Harbiye Nezareti, 1912 yılı Mayıs ayında yayınladığı bir tamimle, orduda kısmen "vasati saat" in, kısmen "gurubi saat" in kullanılmasının getirdiği mahzurlara işaret ederek, bundan böyle orduda yalnızca vasati saatin kullanılacağını bildirmektedir. Ayrıca, askeri ve mülki hizmetlerin daima birbiriyle münasebette bulunduğundan, mülki daireler, vilayetler ve müstakil livalar da "vasati saat" i kullanacaklardır. Aynı tamimde, vasati saati tanıtıcı açıklamalar yer almakta ve bunlar Harbiye Nezareti'nin isteği üzerine bütün devlet dairelerine bildirilmiştir. Bu açıklamalara göre gün 24 saate bölünecek ve günün başlangıcı, gece yarısı olarak kabul edilecektir. Gece yarısından ögle vaktine kadar " gleden evvel", ögle vaktinden gece yarısına kadar " gleden sonra" tabirleri kullanılacak ve bu tabirler, saat ve dakika bildirilirken, nümerik değerlerin yanında ifade edilecektir (7). Böylece a.m. (ante meridiem) ve p.m. (post meridiem) tabirlerinin karşılıkları olan ifadeler, saat belirtilirken kullanılmaya başlanmıştır. Böylece, "vasati saat" in Türkiye'deki devlet dairelerinde kullanılmasının 1912 yılında başlamasının kararlaştırıldığı ve aynı tarihte Osmanlı ordusunda münhasıran "vasati saat" e geçildiğini söyleyebiliriz.

### "Beynelmillel Saat" in (Greenwich Saati) Kabul 

Osmanlı ordusunda ve mülki dairelerinde vasati saatin kullanılmasının kararlaştırmasını takiben, Osmanlı h k meti, 1913 yılında Paris'te "tevhid-i saat" konusunda, yani dünya ülkelerinin saatlerinin tek bir meridyene -Greenwich meridyenine- göre ayarlanmasını sağlamak gayesiyle düzenlenen konferansa katılarak ve mukavelenamesini imzalayarak "beynelmillel saat" in Türkiye'de kullanılma sürecini resmen başlatmıştır. Türkiye'deki saatlerin Greenwich meridyenine göre ayarlanacağı anlamına gelen bu karar, aynı zamanda, Avrupa ile metroloji sahasında ondokuzuncu yüzyılın ikinci yarısında başlatılan bütünleşme süreci yeni bir safhasını teşkil etmektedir.

1913 konferansı, yukarıda bahsettiğimiz ve "Greenwich saati"ni günlük hayatın her kesiminde kullanılacak şekilde yaygınlaştırılması konusunda 1912 yılında yine Paris'te toplanmış olan konferansın devamıdır. 1912 konferansında alınan kararlar, 1913 konferansında, katılan devletler tarafından imzalanacak mukavelename ile kesinlik kazanacak ve "Beynelmilel Saat Dairesi"nin (Bureau International de l'Heure) kuruluşu gerçekleşecektir.

Sadaret, 1913 yılı baharında Maarif, Posta-Telgraf-Telefon ve Nafia Nezaretleri'ne başvurarak, 1912 Paris Konferansında tavsiye edilen Greenwich saatinin Osmanlı devleti tarafından kabul edilmesinin faydalı olup olmayacağını incelenmesini istemiştir. Bu nezaretlerin katkılarıyla kurulan encümen, beynelmilel saatin kullanılmasının faydalı bulunduğunu bildiren raporu, Meclis-i vükelada kabul edilerek Osmanlı devletinin Paris'teki kongrede temsil edilmesi kararlaştırılmıştır (8). Bu kararı müteakip, Maarif müsteşarı ve daha sonra Darülfünun Reisi olarak Türk bilimine değerli hizmetler verecek olan Salih Zeki Bey, Murahhas olarak konferansa katılmıştır (9). Kongrede, Paris'te kurulacak "Bureau International de l'Heure"ün kuruluş mukavelenamesi de imzalanmıştır. Bu mukavelenameyi imzalayan devletler, dairenin kuruluş ve diğer masraflarına ortak olacaktır. Osmanlı Hükümeti'nin hissesine de 2000 FF düşmüş olup, bu miktar 1914 yılı Nisan ayında Maarif Nezaretinin bütçesine ilave edilmiştir (10).

Osmanlı hükümetinin "beynelmilel saat"i ülke çapında uygulama kararını almasında, bu yeni saatin yurtiçi ve yurtdışı ile ulaşım ve haberleşmede sağlayacağı kolaylıkların birinci derecede etkili olmuştur. "Umumi saat" olarak da ifade edilen Greenwich saati kabul edildiğinde, Dersaadet'ten Bağdat'a kadar gerek demiryollarında, gerek telgraf hatlarında aynı saat kullanılacağından, bu durum kolaylığa sebep olacaktır. Bundan başka, Anadolu Şimendiferi, İzmir hatları ile bağlandığı gibi, Suriye hatları ile bağlanacağından Osmanlı toprakları üzerindeki bütün demiryolları üzerinde aynı saatin kullanılması temin edilmiş olacaktır. Diğer taraftan, demiryolu ve vapurlarla sevk edilen postaların hareket zamanları "umumi saat"e göre düzenleneceğinden, bu saatin kullanılması posta muameleleri için de faydalı olacaktır (11). Bu başlangıcın yanında, teknolojik transferlerin ve ekonomik gelişmelerin gerekli kıldığı bu transformasyonun gerçekleşmesinde ikinci bir faktör olarak Osmanlı ordusunun yenilikçi fonksiyonu da kendini göstermiştir.

### **Beynelmilel Saat Ayarının İlanı ve Vakit Küresinin Tesisi**

1912 Paris kongresinde ele alınan konulardan birisi, Beynelmilel (Greenwich) saati bildirmek için yayınlanacak zaman sinyallerinin yayınında uyulması gereken standartların belirlenmesi olmuştur. Aynı kongrede, Greenwich vasati saatini kullanacak ülkelere günde iki defa telsizle Eyfel kulesinden saat ayarı verilmesi teklif edilmiş ve bu karar 1913 kongresinde kesinleşmiştir (12).

Eyfel Kulesi'nden yayınlanacak zaman sinyallerinin Türkiye'den alınması sözkonusu olduğunda, bunların Okmeydanındaki telsiz telgraf merkezi tarafından kaydedilmesi ve Galata kulesine konulacak bir işaret vasıtasıyla bu sinyallerin muntazam olarak bildirilmesi düşünülmüştür. Bu iş için, Avrupa'dan bir "Vakit Küresi" (time-ball) getirilmiştir. Önce Galata kulesinin tepesine yerleştirilmesi düşünülen vakit küresi, Bahriye Hastahanesi'nin kulesine yerleştirilmiş ve Mayıs 1915'te işlemeye başlamıştır. Bu küre, her gün öğle vaktine 5 dakika kala kuledeki serene çekilecek ve tam öğle vaktinde serenden düşecektir. Kürenin serenden ayrıldığı anda saat, "Şarki Avrupa saati 12.00" olacaktır (Bu, Greenwich saati ile saat 12.00 demektir ve İstanbul vasati saatinden 2 saat 4 dakika 7 saniye ileridir. Bunun sebebi İstanbul'un Greenwich'e göre 29 derece 3 dakika doğu boylamında bulunmasıdır). Saatlerini ayar etmek isteyenler, bu kürenin düşmesini bekleyecektir. Düşmede bir hata olursa, kule

direğinin tepesine siyah-beyaz çizgili bir bayrak çekilecek ve ertesi gün öğle vaktine kadar başka işaret verilmeyecektir (13).

Dolayısıyla Mayıs 1915'ten itibaren Eyfel Kulesinden alınan zaman sinyalleri vasıtasıyla "Greenwich saati"nin (Beynelmilel Saat, Doğu Avrupa Saati) İstanbul'da ilan edilmeye başlandığını söyleyebiliriz. Kürenin Galata Kulesi yerine Bahriye Hastahanesi Kulesi'ne yerleştirilmesinde ise, limandaki yabancı gemilerin zaman ayarı ihtiyacının karşılanması muhtemelen etkili olmuştur. Ancak daha sonraki senelerde vakit küresinin Galata kulesinde hizmet verdiği bilinmektedir.

Greenwich zamanını her gün muntazam olarak ilan edilmesinin ve haberleşmede ve ulaştırma vasıtalarında kullanılmasının ardından, takibeden yıllarda, saatle ilgili Avrupa'daki bir diğer uygulama da -yaz saati uygulaması- Türkiye'de başlatılmıştır. İlk yaz saati uygulaması 9 Nisan 1335'i 10 Nisan 1335'e (9 Nisan 1919'u 10 Nisan 1919'a) bağlayan gece yapılmış ve saatler 1 saat ileri alınmıştır (14). Bu uygulamaya takibeden yıllarda da devam edilmiş ve kış saatine genellikle Kasım ayı başında (1 Teşrin-i Sani) geri dönmüştür. Saatlerin değiştirileceği günlerde Takvim-i Vekayi'de yayınlanan ilanlarla, mülki ve askeri daireler ile kara ve denizyolu şirketlerinin, özel ve resmi mekteplerin, fabrikaların ve herkesin yaz saatini kullanması, mesai saatlerini ve tarifelerini yeni saate göre tatbik etmeleri istenmiştir.

Ondokuzuncu yüzyılın ikinci yarısında Osmanlı Türkiye'sinde kısmî kullanımı bulunan vasatî saatin 1912'den itibaren Osmanlı ordusunda ve mülki dairelerinde kullanılmasını müteakip Osmanlı Hükümeti Greenwich saatini de 1913 yılında kabul etmiş ve bu saat Mayıs 1915'ten itibaren haberleşme ve ulaştırma vasıtalarında kullanılmaya başlanmıştır. Bu uygulamanın Cumhuriyet dönemindeki hukuki temeli 1926 yılında çıkarılan kanun ile atılmış ve beynelmilel saati toplumun her kesiminde kullanma mecburiyeti getirilmiştir. "Günün 24 Saate Taksimine Dair" 697 numaralı ve 26 Kanun-ı Evvel 1341 (1925) tarihli kanun ile Türkiye'de Cumhuriyeti'nde günün gece yarısından başlaması, saatlerin 0'dan 24'e kadar sayılması kabul edilerek İzmit civarından geçen ve Greenwich'e nazaran 30 derecede bulunan boylam dairesi bütün Türkiye saatleri için esas alınmıştır (15).

Kanunun neşrini müteakip İstanbul'da Cumhuriyet gazetesinde yayınlanan yazıda 24 saatlik uygulamanın halen memleketin bütün demiryollarında kullanılmakta olduğunu ve bundan böyle bu taksimatın "bütün hayat-ı umumiye"ye yayılacağını bildirmektedir. Diğer taraftan "gün 24 saat olduğu halde onu 2 defa 12'ye bölmenin "manasız" olduğu kaydedilmekte ve Avrupa'nın birçok yerinde olduğu gibi Türkiye'de de bu manasızlığın ortadan kalkacağı ifade edilmektedir (16).

Saat kanunu ile aynı tarihte çıkarılan "Takvim'de Tarih-i Mebdein Tebdili Hakkında Kanun" (Nr. 698) ile Rumi takvim ilga edilerek resmi devlet takvimi olarak "beynelmilel takvim" kabul edilmiştir. 31 Kanun-ı Evvel 1341'in ertesi günü 1 Ocak 1926 olarak kabul edilmiştir. Ayrıca bu kanun ile, hicri ve kameri ayların başlangıcını Rasathane'nin resmen tesbit etmesi hükme bağlanmıştır (17).

## Sonuç

Avrupa ile ondokuzuncu yüzyılda artan temaslar neticesi Türkiye'ye giren "vasatî saat" (mean solar time, alafranga saat) Osmanlı ülkesinde ikamet eden Avrupalılar ve demiryolu şirketleri tarafından sınırlı olarak kullanılmış ve yirminci yüzyılın başında, bu saatin Osmanlı ordusunda ve devlet dairelerinde uygulanması kabul edilmiştir. Ancak sivil hayatta "gurubi saat" (alaturka saat) yüzyıllar öncesinde olduğu gibi kullanılmaya devam etmiştir.

Vasati saat yukarıda belirtildiği gibi, ulaştırma ve haberleşme şirketleri dışında Osmanlı günlük hayatında da yerini almaya başlamıştır. Gazetelere verilen toplantı ilanlarında toplantı saatinin hem alaturka hem de alafranga saatle verilmiş olması her iki saatin beraberce kullanılmakta olduğuna işaret eder. Bu birliktelik, Osmanlı Devleti'nin metrik sistemi devletin resmi ölçü ve tartı sistemi olarak kabul etmesini takiben gözlenen durum ile paralellik göstermektedir. "Eski" ve "Yeni" ölçü ve tartılar gibi, "alaturka" ve "alafranga" saatler yirminci yüzyılın başında, özellikle İstanbul'da uzunca bir müddet yanyana yaşamıştır.

Ancak, eski ölçü ve tartı sisteminde yenisine geçişte karşılaşılan zorluklar, eski saat sisteminden yenisine geçiş sırasında yaşanmamış gibi gözükmektedir. Bunun muhtemel sebeplerinden birisi, saat sistemini değiştirmenin sadece referans noktasının değiştirilmesinden ibaret olması (gün, Güneş'in batışı ile değil geceyarısı başlıyor) ve insanlarda maddi zarara uğrayacağı endişesini (piyasada aldatılma olayı yok) yaratmamasıdır. Günlük işler aynı zamanlarda yapılmakta ancak bunlar başlangıcı farklı saat skalaları ile ifade edilmektedir.

Yirminci yüzyılın başında ise, Osmanlı Devleti, telgraf ve posta işlemlerinde, vapur ve demiryolu şirketleri tarafından kullanılmasının gerek yurtiçi, gerek Osmanlı'nın Avrupa ile olan münasebetlerini geliştirme bakımından faydalı görerek, "beynelmilel saat"i (Greenwich saati) ülke çapında uygulama sürecini başlatmıştır. Bu gelişmenin ekonomik ve teknolojik ihtiyaçları dışında, unutulmaması lazım gelen zorlayıcı bir - faktör olarak Osmanlı aydınlarının Avrupa medeniyeti ile bütünleşme hususunda gösterdikleri kuvvetli arzunun yattığını ifade etmek gerek.

Dönemin resmi belgelerinde de ifade edildiği gibi, yeni saatin kullanılması medeniyet icabı olarak görülmekte ve gurubi saatin, "muamelat-ı medeniye"ce bazı karışıklıklara ve zorluklara sebep olduğu için "Avrupa milel-i mütemeddine"si tarafından terk edildiği bildirilmektedir. Ayrıca, İstanbul limanına gelen gemilere her gün "beynelmilel saat"in bildirilmesi de bir "mecburiyet-i medeniye" olarak telakki edilmektedir.

---

## Kaynaklar

- (1) James Jespersen & Jane Fitz-Randolph, *From Sundials to Atomic Clocks*, New York 1982, p.72, 89.
- (2) Mustafa Kaçar, "Osmanlı Telgraf İşletmesi", *Çağın Yakalayan Osmanlı, Osmanlı Devleti'nde Modern Haberleşme ve Ulaştırma Teknikleri*, (Yay. Haz. E.İhsanoğlu & M.Kaçar), IRCICA Yay. İstanbul 1995, s.45-120.
- (3) Ekmeleddin İhsanoğlu, "Osmanlı İmparatorluğu'nun Teknoloji Çağın Yakalama Gayretleri", *Çağın Yakalayan Osmanlı, Osmanlı Devleti'nde Modern Haberleşme ve Ulaştırma Teknikleri*, (Yay. Haz. E.İhsanoğlu & M.Kaçar), IRCICA Yay. İstanbul 1995, s.VII-XVI.
- (4) *La Turquie*, 12 Temmuz 1870, s.3, st.3-4; 15 Temmuz 1870, s.3, st.3;
- (5) *The Levant Herald Constantinople*, 6 Ağustos 1870, s.2, st.2-3.
- (6) *Rasadhane-i Amirenin Salnamesi*, Midhat Efendi Matbaası, İstanbul 1288 (1871), 98 s. Salname 1289 (1872) senesine ait cetvelleri ihtiva etmektedir. Rasathane müdürü Coumbary tarafından Fransızca olarak hazırlanan salname metni, Fenn-i Hikmet-i Tabiiye Muallimi Yüzbaşı Said Efendi tarafından Türkçe'ye çevrilmiştir.
- (7) *Takvim-i Vekayi*, Sayı 1124, 24 Cemaziyelevvel 1330 H./11 Mayıs 1912, s.2, st.1-2.



- (8) Başbakanlık Osmanlı Arşivi (BOA), 19 B 1331 /24 Haziran 1913 tarihli Meclis-i Vükela kararı, Meclis-i Vükela Mazbataları (MVM) Nr.4094, Dosya Nr.178, Göm.Nr.37).
- (9) BOA, İrade 1310, Meclis-i Mahsus Nr.2.
- (10) BOA, 30 CA 1332 /26 Nisan 1914 tarihli Meclis-i Vükela -kararı, MVM, Sıra Nr.282, Dosya Nr.187, Göm.Nr.80).
- (11) BOA, BEO Nr.313958, 31 Mayıs 1913 tarihli mazbata.
- (12) *From Sundials to Atomic Clocks*, s.73.
- (13) *Takvim-I Vekayi*, Sayı 2186, 15.Receb 1333 H./29 Mayıs 1915, s.1, st.1.
- (14) *Takvim-I Vekayi*, Sayı 3517, 7 Receb 1337 /8 Nisan 1919, s.4, st.2.
- (15) *Düstur*, 3.Tertib, c.7, Türk Ocakları Merkezi Heyeti Matbaası, Ankara 1341, s.317).
- (16) "Saatlerimiz İşe Yaramayacak Diye Gam Yemeyiniz", *Cumhuriyet*, 31 Kanun-ı Evvel 1341, s.1, st.2-3. Bu yazıda 1'den 12'ye kadar işaretli saatlerden istifade edebilmek için eski rakamların altına 13'ten 24'e kadar sayıların farklı renklerde yazdırılması tavsiye edilmektedir.
- (17) *Düstur*, 3.Tertib, c.7, Ankara Türk Ocakları Merkezi Heyeti Matbaası 1341, s.318.

# ASTRONOMİ TARİHİNDE BİR TÜRK: NASİRÜDDİN TÛSÎ ve MERAĞA RASATHANESİ

**Lütfi Göker**

Gazi Üniversitesi, Gazi Eğitim Fakültesi  
Matematik Eğitimi Bölümü  
06500 Teknikokullar - ANKARA

**Özet:** NASİRÜDDİN TÛSÎ , hakkında Batı'da en çok makale yazılan bir Türk bilimcidir. Özellikle uygulamalı (tecrübi) astronomi, geometri ve trigonometri konularında araştırmaları ile üne kavuşmuştur.

NASİRÜDDİN TÛSÎ hakkında bu kadar çok makale yazılmasına sebep, Merağa Rasathanesi'ndeki çalışmaları, Euclides Geometrisi'ne yazdığı şerh ve zamanı için yeni olan trigonometri bilgileridir.

NASİRÜDDİN TÛSÎ'nin Grek bilgini EUCLIDES'in (M.Ö. 330-275) matematik ile ilgili eserlerine yazdığı şerh ve trigonometrik yönü bu araştırmamızın konusu değildir. Ancak bu konuda bilinen gerçek şudur.

NASİRÜDDİN TÛSÎ, EUCLIDES'in "*Elamanlar*" adlı eserine yazdığı şerh ile matematik tarihinde "*Türk Euclides'i*" unvanını kazanmıştır.

NASİRÜDDİN TÛSÎ, Türk-İslam dünyasının en önemli bilim kurumlarından olan Merağa Rasathanesi'ni kurmuştur. Bu rasathanede ortaya konan bilim ürünleri, Batı'da pek çok astronomun çalışmalarına rehberlik etmiştir.

Bu çalışma iki bölüm halinde hazırlandı.

Birinci bölümde, NASİRÜDDİN TÛSÎ (Tus 1201- Bağdat 1274) hakkında kısa biyografik bilgi ve bilimsel kişiliği açıklandı. İkinci bölümde, Merağa Rasathanesi'nin kuruluşu, bilimsel atmosferi, rasathanede ortaya konan bilim ürünleri, kullanılan rasat aletleri, hazırlanan eserler ile bu rasathanenin astronomi tarihindeki yeri ve önemi belirtildi.

## A TURK IN THE HISTORY OF ASTRONOMY: NASIRUDDIN TÛSÎ and MERAĞA OBSERVATORY

**Summary:** NASİRÜDDİN TÛSÎ, is a Turkish scientist about whom most of articles have been written in the West. He has been famous for his researches particularly in the fields of applied (experimental) astronomy, geometry and trigonometry.

The reasons why so many articles have been written about NASİRÜDDİN TÛSÎ are his studies at the Merağa Observatory, the annotation which he had written down in the Euclides Geometry, and his knowledge on trigonometry that was new for that time.

The annotation that NASİRÜDDİN TÛSÎ had written down in the Works of Greek Scientist EUCLIDES (B.C. 330-275) on Mathematics and its trigonometric aspect do not

constitute the subject of our research. However, the well-known fact on this subject (issue) is as follows:

NASİRÜDDİN TÛSÎ has carries off the title of “*Turkish Euclides*” in the history of Mathematics through the Annotation that he had written down in EUCLIDES’s work called “*The Elements*”.

NASİRÜDDİN TÛSÎ founded the “*Merağa Observatory*” which was one of the most important scientific institutions in the Turkish-Islamic World. The scientific knowledge produced at this observatory has guided many astronomers in the West in their studies.

This study was prepared in two chapters:

In the first chapter, a brief biography of NASİRÜDDİN TÛSÎ (Tus 1201-Baghdad 1274) was given and his scientific personality was explained. In the second chapter, the establishment of the Merağa Observatory, its scientific atmosphere, scientific products received at the observatory, observatory apparatuses used there, works prepared there, and the place and importance of this observatory in the history of astronomy were pointed out.

## GİRİŞ

Tam adı Nasirüddin Muhammed İbn-i Muhammed al-Tûsî’dir. Bu ad çoğu kaynaklarda Nasirüddin-i Tûsî veya NASİRÜDDİN TÛSÎ olarak belirtilir.

NASİRÜDDİN TÛSÎ, hakkında Batı’da en çok makale yazılan bir Türk bilginidir. Özellikle uygulamalı astronomi, geometri ve trigonometri konularında araştırmaları ile üne kavuşmuştur.

NASİRÜDDİN TÛSÎ hakkında bu kadar çok makale yazılmasına sebep, Merağa Rasathanesi’ndeki çalışmaları, Euclides Geometrisi’ne yazdığı şerh ve zamanı için yeni olan trigonometri bilgileridir.

Nasirüddin Tûsî’nin Antik Dönem Grek bilgini EUCLIDES’in (M.Ö. 330-275) matematik ile ilgili eserlerine yazdığı şerh ve trigonometrik yönü bu araştırmamızın konusu değildir. Ancak bu konuda bilinen gerçek şudur.

NASİRÜDDİN TÛSÎ, EUCLIDES’in “*Elamanlar*” adlı eserine yazdığı şerh ile matematik tarihinde “*Türk Euclides*’i” unvanını kazanmıştır.

NASİRÜDDİN TÛSÎ, Türk-İslam dünyasının en önemli bilim kurumlarından olan Merağa Rasathanesi’ni kurmuştur. Bu rasathanede ortaya konan bilim ürünleri, Batı’da pek çok astronomun çalışmalarına rehberlik etmiş ve hız kazandırmıştır.

Bu çalışma iki bölüm halinde hazırlandı.

Birinci bölümde, NASİRÜDDİN TÛSÎ (Tus 1201- Bağdat 1274) hakkında kısa biyografik bilgi ve bilimsel kişiliği açıklandı. İkinci bölümde, Merağa Rasathanesi’nin kuruluşu, bilimsel atmosferi, rasathanede ortaya konan bilim ürünleri, kullanılan rasat aletleri, hazırlanan eserler ile bu rasathanenin astronomi tarihindeki yeri ve önemi belirtildi.

## Birinci Bölüm

### NASİRÜDDİN TÛSÎ KİMDİR ?

#### HAYATI

NASİRÜDDİN TÛSÎ'yi gençlik yıllarında Kùhistan Valisi ve İmamiye mezhebinin önderi NASİRÜDDİN EBU'L FETH'in sarayında görüyoruz. NASİRÜDDİN TÛSÎ, Abbasi Halifesi MUTASİM'i övücü nitelikte şiir yazdığı için önce Kazvin'de Alamut Kalesi'ne, sonra da Meymun Daye Kalesi'ne sürgün olarak gönderildi. Bu sürgün ve tutukluluk hali 22 yıl sürerek 1247 yılına kadar devam etti. CENGİZ HAN'ın (TİMUÇİN HAN) (1167-1227) torunu Moğollardan İlhanlı Hükümdarı HÛLAGU HAN'ın (1217-1265) bu yöreleri ele geçirmesiyle sürgün ve tutukluluk hali sona erdi.

Bilginleri himaye eden ve yakın çevresinde toplamakla HÛLAGU HAN, bilimsel şöhreti ülkeye yayılmış olan NASİRÜDDİN TÛSÎ'yi Merağa'ya davet eder (1259).

HÛLAGU HAN, NASİRÜDDİN TÛSÎ'ye ilk olarak saray nazırı ve saray danışmanı görevini verir (1259). HÛLAGU HAN'ın ölümünden sonra oğlu ABAKA HAN da, NASİRÜDDİN TÛSÎ'yi aynı görevde bıraktı. NASİRÜDDİN TÛSÎ bu dönemde kendini tamamen bilimsel araştırmalara verdi.

NASİRÜDDİN TÛSÎ saray nazırı olduğu tarihte Türk-İslam dünyasının en önemli bilim kurumlarından olan Merağa Rasathanesi'ni kurdu (1261) ve ömrünün sonuna kadar bu rasathanede müdürlük yaptı.

NASİRÜDDİN TÛSÎ, Horasan'da Tus şehrinde 21 Şubat 1201 tarihinde doğdu, 12 Haziran 1274 tarihinde Bağdat'ta vefat etti. Vasiyeti üzerine cenazesi imam Musa Kazım Türbesi civarına defnedildi. (Nasirüddin Tûsî hakkında geniş biyografik bilgi için bakınız: Kaynak 6, sahife 208-227).

#### BİLİMSEL KİŞİLİĞİ

Filozof, matematik ve astronomi bilginidir. Kalam ve felsefe konularında da çalışmıştır. Zamanın ünlü bilginlerinden KEMALETTİN İBN-İ YUNUS ve MUİNÜDDİN SALİM'den matematik öğrendi. Hadis bilgini HEMEDANİ'den hadis okudu. FERÜDDİN NİŞABURİ ile İBN-İ SİNA'nın (Aşfena 980-Hemedan 1037) "*İşarat*" (Belirtiler) adlı eseri üzerinde çalıştı.

Grek dilini çok iyi bilmesi sayesinde Grek bilginlerine ait birçok matematik ve astronomi eserini Arapça olarak şerh etti.

Eserlerini didantik ve günümüz bilimsel yöntemleri çerçevesinde yazmıştır. Kendisinden önceki bilgilerin kime ait olduğunu belirtmiştir. Yazma ve çeviri eserlerinde objektif kalmıştır.

İlhani-Ziyc-i ve Euclides Şerhi adlı eserleri, Türk-İslam ülkelerinde olduğu gibi, Batı'da birçok astronomi ve matematik bilginini etkiledi. Öyle ki bu etki, özellikle Batı'da matematik ve astronomi konularındaki çalışmalara hem rehberlik etmiş ve hem de hızlandırmıştır.

NASİRÜDDİN TÛSÎ'nin bilimsel kişiliğini açıklayabilmek için:

- A) Astronomi
- B) Matematik
- C) Coğrafya
- Ç) Felsefe

yönlerini ayrı ayrı belirtmek uygun olacaktır. Ancak, konumuz astronomi olduğu için, bu çalışmada sadece astronomi yönü belirtilecek.

## İkinci Bölüm

### NASİRÜDDİN TÛSÎ ve MERAĞA RASATHANESİ

#### RASATHANENİN KURULUŞU

NASİRÜDDİN TÛSÎ, saray nazırı ve saray danışmanı olduğu günlerde bir rasathane yapılması gerekliliğini ve bu hususta hemen teşebbüse geçilmesinin zorunlu olduğunu belirterek hazırladığı rasathane projesini HÛLAGU HAN'a takdim eder. HÛLAGU HAN, NASİRÜDDİN TÛSÎ'nin bu teklifini kabul eder. Aynı zamanda NASİRÜDDİN TÛSÎ'yi rasathane müdürü olarak görevlendirir ve bir ziyec hazırlanması dileğini belirtir.

Kaynaklardan bazılarında rasathane kurulması konusundaki bilgi şudur. "HÛLAGU HAN bir rasathane kurulması ve bir ziyec hazırlanması görevini NASİRÜDDİN TÛSÎ'ye verir".

HÛLAGU HAN bu sırada bütün İslam vakıflarının idaresi görevini de NASİRÜDDİN TÛSÎ'ye verecek, yapılacak rasathane için gerekli bütün harcamaların buradan yapılmasını emreder. Bu karar üzerine Batı İran'da Urmiye Gölü yakınında bulunan Merağa şehrinin doğu tarafında uygun bir tepe üzerinde rasathanenin yapımına 1259 (h.657) yılında başlanır ve 1260 yılında tamamlanır.

HÛLAGU HAN bu rasathanenin yanında bir kütüphane ve bir de medrese kurdu muştur.

Böylece Türk-İslam dünyasının en önemli bilim kurumlarından biri olan, yanında bir kütüphanesi ve medresesi ile birlikte Meraga Rasathanesi kurulmuş olur.

#### RASATHANE BİLİM KADROSUNUN KURULMASI

Rasathanenin yapımı devam ettiği sırada, NASİRÜDDİN TÛSÎ'nin isteği üzerine HÛLAGU HAN Endülüs, Türkistan, Şam, Tiflis, Musul ve Çin'den şöhreti bilinen astronomi ve matematik bilginleri Merağa'ya davet etti. Bunlardan:

Şam'dan MÜEYYİD-ÜD BİN URDÎ, Kazvin'den REMEDD-ÜN KATİP, Musul'dan FAHR-ÜD BİN MERAĞÎ, Tiflis'ten FAHR AHLATÎ, Halep'ten MUHİDDİN MIĞRUBÎ, ÇİN'den SİNG-SİNG (Türkçe karşılığı: Arif adam) olarak bilinen FAO MUN-Çİ. Bunlardan MÜEYYİD -ÜD BİN URDÎ Suriyeli mimar ve mühendis olup, Şam'ın su tesislerini yapmış Halife AL-MANSUR için rasat aletleri imal etmiş rasat aletleri yapım uzmanı olarak karşımıza çıkmaktadır.

Rasathanedeki çalışmalara burada adlarını belirttiğimiz altı bilginde başka aşağıdaki bilginler de iştirak etmişlerdir. Bunlar:

YAHYA BİN MUHAMMED BİN EBU ŞÜKR (ölümü, 1271, h.670), KUTBİDDİN ŞİRAZÎ (ölümü, 1311, h.710), ŞEMS-ÜS-BİN ŞİRVANÎ, ŞEYH KAMİL-İ HÛSA-UDDİN ŞAMÎ, Damgalı HAKİM ALÎ BİN MAHMUD NECM-ÜR EL-KATİP.

Merağa Rasathanesi için, Bağdat, Suriye ve Mezopotamya kütüphanelerinde bulunan (İsmaililerden kalma) kitaplardan meydana gelmiş çok zengin bir kütüphane de oluşturuldu. Kaynaklar bu kütüphanedeki kitap ve risale sayısını 400.000 olarak belirtir (Kaynak:15).

Merağa rasathanesi için önceki yıllarda Doğu ve Batı'da yazılmış Arapça ve Farsça dışındaki ziyec ve şerhlerin Arapçaya tercümeleleri de yapıldı. Ayrıca rasat aletleri ile donatıldı.

## RASATHANEDE YAPILAN BİLİMSEL ÇALIŞMALAR

Merağa Rasathanesi'nde NASİRÜDDİN TÛSÎ'nin başkanlığında, yukarıda adlarını belirttiğimiz astronomlardan meydana gelmiş bilim kurulu 12 yıl sürekli rasat çalışmaları yapmıştır.

Merağa Rasathanesi bir araştırma merkezi, bilhassa donatıldığı geliştirilmiş rasat aletleri ve zamanın ünlü astronomlarının varlığı düşünülürse gerçek bir anlamda bilimsel bir araştırma kurumu olduğu tahmin edilebilir.

Günümüz rasathanelerinde kollokyum, sempozyum, kongre, seminer adı verilen çalışmaların ilk örnekleri 736 yıl kadar önce Merağa Rasathanesi'nde uygulanmakta idi.

Merağa Rasathanesi Türk-İslam dünyasının en önemli rasathanesi olarak vasıflandırılabilir. Bilim adamları birbirlerini tamamlayan kimselerdi. Türk-İslam dünyasında bilinen ihtisaslaşmaya doğru eğilimin ilk örneklerinin bu rasathanede mevcut olduğunu görüyoruz. Öyle ki, zamanımızın ünlü rasathanelerinde mevcut teşkilatlanma, bilimsel çalışma düzeni ve yönetim biçiminin en güzel örneği bu rasathanede görülmektedir.

Bağdat ve Kahire astronomları Çin'e bu merkez vasıtasıyla gitmişlerdir.

## RASATHANEDE ORTAYA KONAN BİLİM ÜRÜNLERİ

### A) Astronomi Bilgileri

Merağa Rasathane'sinde uygulamalı astronominin ilk çalışmaları yapılmıştır. NASİRÜDDİN TÛSÎ, Antik Çağ Grek dönemi bilgini BATLAMYOS'un (85-165) Almagesti adlı eserindeki temelsiz ve aldatıcı Yerküre merkezli Güneş sistemi görüşünde (modelinde) tutarsızlık olduğunu fark etmiştir. Bu görüşü kabul etmemiştir.

Bu sebepten Merağa Rasathanesi astronomları Almagesti'deki rasatların yeniden yapılması gerektiğini anlamışlar. Bu maksatla dönemin daha hassas rasat aletlerini yapmışlar. Bu yeni aletler ile Almagesti'deki gezegen ve yıldız rasatlarını yeniden yapmışlar. Neticede, BATLAMYOS'un rasat değerleri arasında bir tutarsızlık olduğunu tespit etmişlerdir. Bu gerçek çerçevesinde BATLAMYOS'un modeli dışında yeni bir model ortaya koymak için araştırmalar yapmışlardır.

Amaçları BATLAMYOS'un Yerküre merkezli görüşü dışında daha tutarlı bir görüş ortaya koymaktır.

BATLAMYOS'un Yerküre merkezli görüşünü kabullenmemişler, yanlıştır da diyememişlerdir. NASİRÜDDİN TÛSÎ, BATLAMYOS'un görüşünün doğruluğuna inanmayan ilk bilim adamıdır.

NASİRÜDDİN TÛSÎ, kendi yaptığı gözlem ve hesaplamalar sonucu, Yerküre'ye ait yıllık presesyon değerini 51" olarak buldu. Bugün modern rasat aletleri ve değişik hesaplama yöntemleri ile bu değer 50".2 dir. Bu durumda Merağa Rasathanesi'nde uygulanan rasat ve hesaplama yöntemlerinin önemi, aynı zamanda rasathanede görevli bilim adamlarının etkinliği ve astronomi tarihindeki gerçek yeri ortaya çıkar.

### B) Rasat Aletleri

Merağa Rasathane'sinde çalışan bilim adamlarının sayısı ve seçkinliği ile kullanılan rasat aletleri ayrı bir önem taşır. Bu rasathane zamanı için en mükemmel rasat aletleri ile donatıldı. Bu aletler arasında meridyen, ekvator, ekliptik ve eqinox noktalarına ait bakır dairelerden yapılmış usturlablar bulunuyordu.

Yıldızların deklination (yükselem) azimuth (açıklık) değerlerini ölçmek için, azimuth aleti imal edilmiştir. Bu rasat aletlerinden bazıları ilk defa bazıları da geliştirilerek NASİRÜDDİN TÛSÎ imal etmiştir.

Merağa Rasathane'sinde ilk defa kullanılan rasat aletlerinin bazıları şunlardır.

#### **Zat-ür-rub-eyn :**

Türk-İslam dünyasında bu aletin yaygın olarak bilinen adı duvar kadranıdır. Bunun küçüğüne *rub*, büyüğüne *libne* denir. Güneş rasatı için kullanılanlara *gnomon* denir.

Bu konuda inceleyebildiğimiz kaynaklardaki bilgiler aşağıdaki şekilde özetlenebilir.

Bu alet gökcisimlerinin yükseklik açılarını ölçmek için kullanıldı. Batıda ilk defa azimuth kadranı adı ile TYCHO BRAHE tarafından Uraniborg Rasathane'sinde kullanılmıştır. Avrupa'da bu aletin TYCHO BRAHE'ye aidiyetini belirtmek için *Tyconios* adı verilmiştir. (Batlamyos da bu aletin son derece basitini kullanmıştır).

Gerçekte duvar kadranı ile ilgili ilk eser Harezmi Türkü HAREZMÎ (Harezmi 780-Bağdat 859) yazmıştır.

NASİRÜDDİN TÛSÎ bu alete *hedefe* ekleyerek geliştirmiş ve BRAHE'den 350 yıl kadar önce Merağa Rasathanesi'nde kullanılmıştır (Kaynak 16, sahife 318).

Dürbünün keşfine kadar (1610) hiçbir alette bu kadar dakik sonuç verme imkanı yoktur.

#### **Zat'ul Semt ve'l İrtifa**

Teodolitin ilk örneğidir. Jeodezik amaçlı kullanılmıştır. Zamanla gelişmiştir. Batı'da Türk rasat aleti (Turquet, turguetrum) şeklinde belirten kaynaklar vardır.

NASİRÜDDİN TÛSÎ'nin diğer rasat aletleri ile bu aletlerin astronomideki önemi hakkındaki kaynak 8, 16, 17, ve 20'de geniş bilgi vardır.

Merağa Rasathanesi'nde kullanılan rasat aletlerinin astronomi tarihindeki önemi aşağıdaki şekilde özetlenebilir

Merağa Rasathanesi'nde kullanılan rasat aletleri Avrupa'da Tycho Brahe'ye kadar mükemmeliyetine erişilmemiştir (kaynak 16, sh.301), "Merağa Rasathanesi'nde kullanılan rasat aletlerinin bir kısmını Nasirüddin Tûsi icat etmiştir" (kaynak 6, sh. 222), Merağa Rasathanesi'nin şöhreti Doğu Roma'dan Avrupa'ya geçip yayılmıştır.' (kaynak 16, sh. 266), 'Azimuth ve yükseklik değeri için kullanılan rasat aletleri Nasirüddin Tûsi'nin icadıdır.' (kaynak 16, sh.300).

#### **ESERLERİ**

George SARTON, Bilim Tarihine Giriş adlı eserinde NASİRÜDDİN TÛSÎ'nin eser sayısını 64 olarak belirtir. Bu eserler konuları itibariyle astronomi, geometri, aritmetik, trigonometri, optik, mineroloji, coğrafya, tıp, lojik, felsefe, ahlak, müzik ve edebiyattır.

#### **ASTRONOMİ İLE İLGİLİ ESERLER**

Merağa Rasathanesi'nde yapılan çalışmalar sonucu hazırlanan astronomi eserlerinden bazıları ve konuları aşağıdaki şekilde özetlenebilir. Bunlardan:

#### **İlhani Ziy-i (Ziy-i İlhani):**

Önceki yıllarda hazırlanmış Almagesti, Kaşıyar, Fahir, Ala-ı... gibi ziyelerde bulunan astronomi bilginlerinin hatalı olanları düzeltilmiş, yeni yıldızlar eklenmiştir. Hazırlanan İlhani ziyi adlı eser hükümdar namına telif edilmiştir.

İlhani Ziy-i Batı'da KEPLER'in Tables Rodolpiane adlı astronomi cetvelleri yayımına kadar 350 yıl kaynak olarak kullanıldı.

Bu eser yakın zamanlara kadar astronomide önemli bir kaynak oldu. Batı'da başta KEPLER olmak üzere birçok astronom ve matematikçiyi etkiledi ve çalışmalarına hız kazandırdı.

İlhani Ziy-i'ndeki astronomi bilgileri dört bölüm halinde yazılmıştır. Bunlar:

A) Çin, Grek ve Türk-İslam astronomisi.

B) Gezegenlerin hareketleri

C) Ephemecides

Ç) Astrolojik bilgiler

İlhani Ziy-i, TUSİ'nin oğlu ASİLETTİN tarafından istinsah edilmiştir. Bu nüshalardan biri Paris Biblioteque National'de diğeri de Boğaziçi Üniversitesi Kandilli Rasathanesi'ndedir.

Tahlil'ül Macesti (Magesti'nin Yorumu)

Tezkere-i Fi'l Ilm-i Hey'e (Astronomi Teorileri)

Ziy-i Şah-i

Zübde-tül İdrak fi'l Hey'et'ül Eflak (Gökyüzünü anlamının özeti).

## TUSİ ile BATLAMYUS, KOPERNİK, BRAHE ve KEPLER

Merağa Rasathanesi'ndeki astronomlar yaptıkları rasatlar ve hesaplamalar sonucu, BATLAMYUS'un (85-165) Yerküre merkezli evren modelini kabullenememişlerdir... BATLAMYUS'un evren modeline ilk bilimsel darbeyi vurmak için çaba göstermişlerdir. Bu durum itibariyle NASİRÜDDİN TUSİ BATLAMYUS'un Yerküre merkezli evren modeline inanmayan ilk bilim adamıdır. Bu durumda:

NASİRÜDDİN TUSİ, Merağa Rasathanesi'nde yaptığı rasat ve hesaplamalar ile KOPERNİK'in (1473-1543) Gök cisimlerin Hareketleri Üzerine adlı eserinde açıkladığı Güneş merkezli evren modeline KOPERNİK'ten 170 yıl önce ilk bilimsel darbeyi vurmak için çalışmıştır.

KOPERNİK'in, Ay'ın öteleme hareketi ile ilgili BATLAMYUS'un görüşünü yanlış bularak bir düzeltme yapmak gerektiğini açıklar. KOPERNİK adı geçen eserinde bu maksat için Endülüs astronomu İBN-İ ŞATIR'ın (ölümü, 1379) kullandığı tertibatın aynısını kullandığını, NASİRÜDDİN TUSİ'nin keşfi olan iki daireden oluşan bir tertip yardımıyla temsil ettiğini açıklamıştır (Kaynak 13, sahife 74 ve 75).

KOPERNİK'ten sonra rasat aletlerini ve yöntemlerini islah eden ve bu konuda astronomiye yeni ufuklar açan TYCHO BRAHE'nin (1546-1601) Hven Adası'nda kurduğu Uraniborg Rasathanesi'nde kullandığı rasat aletlerinden daha hassas ve mükemmeline erişilemeyen rasat aletleri Merağa Rasathanesi'nde kullanılmıştır. Bunlardan BRAHE'nin kullandığı duvar kadranı, BRAHE'den 350 yıl önce ilk defe Merağa Rasathanesi'nde kullanılmıştır.

BRAHE'nin NASİRÜDDİN TUSİ'nin eserlerinden direkt olarak etkilendiği gerçeği kesin olarak bilinmemektedir. Ancak bu konuda bilinen iki gerçek şudur.

### Birinci Gerçek:

BRAHE'nin TAKİYÜDDİN ER RASID'tan (Kahire 1521-İstanbul 1585) etkilendiği bir gerçektir. TAKİYÜDDİN ER RASID'ın da NASİRÜDDİN TUSİ'den etkilendiği gerçektir. Bu durumda, BRAHE'nin dolaylı yoldan da olsa NASİRÜDDİN TUSİ'den etkilenmiş olabileceği gerçeği ortaya çıkar.

### İkinci Gerçek:

BRAHE'nin yaşadığı ve daha önceki yüzyıllarda Türk-İslam bilginlerine ait eserlerin Batı'ya geçtiği ve Latince tercümelerinin yapıldığı bilinmektedir.



İki gerçek çerçevesinde BRAHE'nin NASİRÜDDİN TUSİ'den dolayı yoldan da olsa etkilenmiş olabileceği sonucu ortaya çıkar.

Kaynaklardan her ne kadar KEPLER'in (1570-1630) keşiflerini sağlama şerefine BRAHE'ye aidiyetini belirtirse de, KEPLER'in 1627 de yayınlanan Rudolphin Tabulane adlı eserinin hazırlanmasında Merağa Rasathanesi'nde 350 yıl önce kullanılan rasat aletleri ve hazırlanan eserlerden yararlandığı bilinmektedir.

Bu durumda, KEPLER'e ait olduğu belirtilen bu şeref payının gölgesinde, BRAHE'nin dışında NASİRÜDDİN TUSİ, ULUĞ BEY (Sultaniye 1394-Semerkant 1449) ve TAKİYÜDDİN ER RASID'in (Kahire 1521-İstanbul 1585) bulunduğu gerçeğini de kabul etmek gerekir.

NASİRÜDDİN TUSİ'nin matematik ve trigonometri yönü çalışmamızın dışında olduğundan bilgi veremiyoruz.

## SONUÇ

Bu çalışmada, NASİRÜDDİN TUSİ'nin astronomi tarihindeki yeri ve önemi açıklanmaya çalışıldı. Bu çerçevede:

NASİRÜDDİN TUSİ'nin yaptığı rasat ve hesaplamalar sonucu BATLAMYUS'un Yerküre merkezli evren modelini kabul etmeyip, KOPERNİK'ten 170 yıl önce ilk bilimsel darbeyi vurmaya çalıştığı belirtildi.

Merağa Rasathanesi'nde kullanılan rasat aletlerinin bir kısmını kendisinin icat ettiğini, bir kısmını da daha hassas sonuçlar elde etmek için geliştirdiği ifade edildi.

KOPERNİK'in Gök cisimlerinin Hareketleri Üzerine adlı eserinde NASİRÜDDİN TUSİ'nin eserlerindeki bilgilerden yararlandığını ifade ettiği belirtildi.

Uluslararası Astronomi Birliği'nin Ay yüzey şekillerinden olan kraterlerin adlandırmasında, Batlmyus Krateri, Kopernik Kreteri, Kepler Kreteri, Galileo Krateri... şeklindeki adlandırmanın yanında NASİRÜDDİN TUSİ Kriteri şeklinde adlandırması ile NASİRÜDDİN TUSİ'nin evrensel üne sahip bir Türk astronomu olduğu gerçeği göstermeye çalışıldı.

Hemen belirtmek gerekir ki, NASİRÜDDİN TUSİ'nin ortaya koyduğu bilgiler ve icat ettiği rasat aletleri bugün için eskimiş olabilir. Ancak her icat ve keşif ile her bilgi ve belgeyi zamanı içerisinde değerlendirmek gerekir.

NASİRÜDDİN TUSİ'nin hem müslüman Türk olarak bizlerin ve hem de dünya müslümanlarının övünebileceği insanlığın yüzüğü evrensel bir astronomi bilginidir.

Bilim tarihinin ortaya koyduğu bu gerçek, NASİRÜDDİN TUSİ'nin astronomi tarihindeki yerini ne unutturabilir ne de gölgelendirebilir.

## KAYNAKLAR

1. Bayrakdar, Mehmet, İslam'da Bilim ve Teknoloji Tarihi, Türkiye Diyanet Vakfı, Güven Yayıncılık, Ankara, 1985.
2. Demircan, Osman, Ankara Üniv., Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 1995-1996 Öğretim yılı ders notları.
3. Dilgan, Hamit, Büyük Türk Alimi Nasireddin Tusi, İstanbul Teknik Üniversitesi, Mimarlık Fakültesi, İstanbul Teknik Üniversite Matbaası, İstanbul, 1956.
4. Göker, Lütfi, Türk-İslam Astronomi Bilginleri ve Gökyüzü Bilgileri, Milli Eğitim Bakanlığı, Araştırma-İnceleme Dizisi 71, Milli Eğitim Basımevi, İstanbul, 1995.
5. Göker, Lütfi, Fen Bilimleri Tarihi ve Türk-İslam Bilginlerinin Yeri, Milli Eğitim Bakanlığı,

- Araştırma-İnceleme Dizisi, Milli Eğitim Basımevi, İstanbul, 1995.
6. Köprülü, M. Fuad, XIII. Asırda Merağa Rasathanesi Hakkında Bazı Notlar, Belleten Dergisi, Türk Tarih Kurumu, Türk Tarih Kurumu Basımevi, Ankara, 1942, cilt VI, sayı 23-24.
  7. Nallino, C.A., İslam Ansiklopedisi, Milli Eğitim Bakanlığı, Milli Eğitim Basımevi, İstanbul, 1965, cilt 1, sahife 686.
  8. Sarton, George, Introduction to the History of Science, cilt I, 1927; cilt II, 1931; cilt III, 1947, Washington.
  9. Sayılı, Aydın, Mısırlılarda ve Mezopotamyalılarda Matematik, Astronomi ve Tıp, Türk Tarih Kurumu, VII. seri, sayı 52, Türk Tarih Kurumu Basımevi, Ankara, 1966.
  10. Sayılı, Aydın, The Observatory in Islam, Türk Tarih Kurumu, Türk Tarih Kurumu Basımevi, Ankara, 1960.
  11. Sayılı, Aydın, Nasir-ud-Did-i -Tusi ve Merağa Rasathanesi, Ankara Üniversitesi Dil ve Tarih-Coğrafya Fakültesi Dergisi, XIV. cilt 1-2. sayıdan ayrı basım, mart-nisan 1956, Türk Tarih Kurumu Basımevi, Ankara, 1956.
  12. Sayılı, Aydın, Copernicus and his Monumental Work, Unesco Türkiye Milli Komisyonu, Türk Tarih Kurumu Basımevi, Ankara, 1973.
  13. Aydın, Sayılı, Nikola Kopernik, Unesco Türkiye Milli Komisyonu, Başnur Matbaası, Ankara, 1973, sh. 27-131.
  14. Spuler, Berthold, İran Moğolları Siyaset, İdare ve Kültür, İlhanlılar Devri, tercüme: Köprülü, Cemal, Türk Tarih Kurumu, IV. seri, no 4, Türk Tarih Kurumu Basımevi, Ankara, 1957.
  15. Tekeli, Sevim, Modern Bilimin Doğuşunda Bizans'ın Etkisi, Kalite Matbaası, Ankara, 1975.
  16. Tekeli, Sevim, Nasirüddin, Takiyüddin ve Tycho Brahe'nin Rasat Aletlerinin Mukayesesi, Ankara Üniversitesi, Dil ve Tarih-Coğrafya Fakültesi Dergisi, cilt XVI, sayı 3-4, Eylül-Aralık, Türk Tarih Kurumu Basımevi, Ankara, 1958, sh. 301-393.
  17. Tekeli, Sevim, Al-Urdi'nin "Risalet-ün fi Keyfiyet-İl-Ersad" Adlı Makalesi, Araştırma VIII. 1970'den ayrı basım, Ankara Üniversitesi Basımevi, Ankara, 1972.
  18. Ülken, Hilmi Ziya, Türk Tefekkür Tarihi, Matbaası Ebüzziye, cilt I-II, İstanbul, 1933.
  19. Ünver, A. Süheyl, İstanbul Rasathanesi, Türk Tarih Kurumu, VII. seri, sayı 54, Ankara, 1959, sh. IX (Aydın Sayılı'nın eseri takdim yazısı).
  20. Varcent, Pervis, Merağa Rasathanesi'nin Bütün İlmi ve Tarihi Keşifleri, tercüme: Ali Genceli, Tahran, 1977.

## OSMANLILAR DEVRİNDE ASTRONOMİ

Prof.Dr. Ramazan Şeşen

Osmanlılardaki astronomi, İslam dünyasında daha önce var olan astronominin devamıdır. İlmî anlamda, İslam astronomi tarihi Abbâsilerin başlarında 800 yılına doğru Sanskritçe'den tercüme edilen *Sindhanta*, Yunanca'dan tercüme edilen Ptolemeos'un *el-Mecastî*'si ile başlamıştır. Memun zamanında (819-833) Rasathanelerin kurulmasıyla gözlemler yapılmaya başlanmış, astronomi sahasında orijinal eserler ortaya konmuştur. Gözlem yapan âlimler arasında cebir ilminin kurucusu el-Harezmi (ölm. 850 civarı) ile Habeş el-Hâsib (ölm. 840 civarı) vardır. Bundan sonra, el-Bettânî (ölm. 920) zamanında, Büveyhilerde, Fâtımîler'de, Selçuklular'da, Endülüs Emevileri'nde, İlhanlılar ve Timurlular zamanlarında çeşitli rasathaneler kurulup gözlemler yapılmış, astronomi ilmi devamlı gelişerek yeni kitaplar yazılmıştır.

Yalnız, tıp, matematik, fizik konularında olduğu gibi, İslâm âlimleri astronomi ilminin yönünü değiştirecek teoriler ortaya atamamışlardır. Çalışmaları daha çok pratik ağırlıklı olmuştur. İlme hizmetlerini bu konularda yapmışlardır. Genel astronomi yanında, astronomi âletlerine, vakitlerin tayinine dâir eser çok yazılmıştır. Bunda dînî bir kaygı da vardı. Pratik astronomiye dînî muhitler sempatiyle bakıyorlardı. Diğer taraftan İslâm dünyasında astronomi ile uğraşanlar Psagor ve Eflatun'un güneş merkezli sistemini benimsememişler, Aristo ve Batlamyus'un Dünya merkezli sistemini benimsemişlerdir. Matematik ilmini ve gözlemleri astronomide daha çok kullanmışlardır. Cisimlerin birbirini çekmesi konusunda İslam âlimlerinden İbn el-Fakîh, İbn Sîna, İdrîsî, İbn Zünbül bazı Yunan düşünürlerinin fikirlerini tekrarlamışlardır.

Osmanlı Devleti kurulduğu sırada, İlhanlılar devrinde kurulan Merağa Astoronomi Ekolü'nün tesiri zirvedeydi. Nasîruddîn el-Tûsî (ölm. 1274) ve etrafındaki astronomlar gözlemler yapıp *Zic-i İlhanî*'yi hazırlamışlar, astronomi ile ilgili çok sayıda kitap yazmışlardı. Diğer taraftan XIV. yüzyılda Şam bölgesinde yaşayan İbn el-Şâtîr (ölm. 1375) ve arkadaşlarının temsil ettiği başka bir ekol de vardı. Bu ekol el-Mizzî (ölm. 1349), İbn el-Mecdî (ölm. 1447), Abdülazîz el-Vefâî (ölm. 1469), Sibt el-Mardîni (ölm. 1506), Muhammed b. Ebi'l-Feth el-Sûfî (ölm. 1536) gibi âlimlerle Osmanlılar'ın Şam ve Mısır'ı ele geçirmelerine kadar devam edecektir.

Osmanlılar devrinde astronomi ile uğraşan ilk âlimler XV. yüzyılın başlarında yaşamışlardır. Bunlar doğu astronomisinin temsilcileridir. Avrupa astronomisinin ilk etkileri ise ancak XVI. yüzyılın ortalarında hissedilmeye başlar XV. yüzyıl başında Ahmed-i Dâî (1421'de sağ), Nasîruddin el-Tûsî'nin takvimle ilgili iki risâlesini Türkçe'ye çevirmiştir. Bunlardan *Sî fasl* tercümesine kendi de bazı ilâveler yapmıştır. Aynı sıralarda Abdülvâcid el-Kütâhî ise *Sî fasl*'a arapça şerh yazmıştır. Hasan b. Ali el-Komanafî (ölm. 1429 civarı) *el-Buzcânî Zici*'ni şerhetmiştir. Bu zamanda yaşayan en büyük Osmanlı-Türk astronomu ise Kadı-zâde el-Rûmî (ölm. 1532 civarı)'dır. Bu zat Bursa'da doğmuş, tahsilini tamamlamak için doğuya gitmiş, Semerkand'ta Uluğbey ile tanışmış, onun kurduğu medresede ders vermiştir. Uluğbey Semerkand Rasathanesi'ni kurunca bu müessesede çalışan astronomlar arasında Kadı-zâde (ölm. 1435 civarı) de vardı. Rasathane'nin birinci müdürü Gıyâseddin Cemşid el-Kâşî ölünce, onun yerine rasathane müdürlüğüne getirilmiştir. *Uluğbey Zici* tamamlanmadan Kadı-zâde dahi ölmüş, rasathane müdürlüğüne Ali Kuşçu (ölm. 1474) getirilmiştir. Ali Kuşçu zamanında rasatlar tamamlanmış, *Uluğbey Zici*'ne son şekli verilmiştir. Bundan sonra *Uluğbey Zici*'nin etkisi hızla yayılmıştır. Takvim çıkarmada bu zic kullanılmaya başlanmıştır. Kadı-zâde *el-Mecastî*, *el-Mülehhas fiyl-hey'e*, *el-Tezkiret el-nasîriyye* adlı astronomi kitaplarını şerhetmiştir. Çağmîni (ölm. 1220

civarı)'nin *el-Mūlahhas fiyl-hey'e*'si üzerine yazdığı şerh Osmanlılar devrinde en çok okunan astronomi kitaplarından.

Uluğbey'in 1453 yılında öldürülmesinden sonra Ali Kuşçu önce Tebriz'e Uzun Hasan'ın yanına gitti. 1570 yılı civarında ise Fâtih'in daveti üzerine İstanbul'a geldi. 1574 yılında İstanbul'da öldü. *Uluğbey Zici*'ni hazırlayanlar arasında bulunan Ali Kuşçu, aynı zamanda bu zici şerhetti. Çok yönlü bir âlimdi. Astronomi ve matematik konularında başka kitaplar yazdı. Bunlar arasında *Risâle der ilm-i hey'et* ile *el-Fethiye* önemlidir. Bu iki eser Osmanlılar devrinde en çok okunan astronomi kitaplarından. Ali Kuşçu'nun pek çok talebesi vardır. Bunlar arasında torunu Mirim Çelebi (ölm. 1525) ile Fethullah el-Şîrvânî (ölm. 1486) en meşhurlarıdır. Mirim Çelebi astronomiye dâir çok sayıda kitap yazmıştır. Bu arada astronomi ile uğraşan pek çok kişi çıkmış, çeşitli kitaplar yazmışlardır.

Yavuz Sultan Selim Şam ve Mısır bölgelerini 1517 yılında fethedince bu bölgelerde yaşayan astronomlar da Osmanlı sahasına girmişlerdir. Bundan sonra, Merağa Ekolü yanında Şam-Mısır Ekolü'nün ağırlığı da hissedilmeye başlanmıştır. Osmanlı Devleti'nde astronomi ilminin merkezleri İstanbul ve Kahire olmuştur. Meşhur astronom Takiyüddin el-Râsîd (ölm. 1585) Şamlıdır. İstanbul'a gelmeden önce Şam ve Mısır'da tahsilini tamamlamış, çeşitli görevlerde bulunmuştur. En meşhur hocası Muhammed b. Ebiyl-Feth el-Sûfî'dir. Takiyüddin gençliğinde babasıyla İstanbul'a gelmiş, buradaki çeşitli âlimlerle tanışmış, Semiz Ali Paşa'nın saat koleksiyonundan faydalanmıştır. Daha sonra mekanik saatler üzerine önemli bir eser yazmıştır. İstanbul'dan Şam'a dönen Takiyüddin Filistin'de, Mısır'da kadılık ve müderrislik görevlerinde bulunduktan sonra, 1570 yılı civarında tekrar İstanbul'a gelmiştir. Bu sırada Münecimbaşı olan Mustafa b. Ali el-Muvakkıt'in 1571 yılında ölmesi üzerine Münecimbaşı tâyin edilmiştir. Sadrazam Sokullu Mehmed Paşa ve Hoca Sadeddin Efendi'nin desteğiyle rasad (gözlem)'lar yapmaya karar vermiştir. Önce Galata'da geçici bir yerde başlayan bu çalışmalar III. Murad devrinde 1575 yılı civarında Dar el-Rasad el-Cedid el-Sultânî'nin yapılmasıyla düzenli hale getirilmiştir. Bu gözlemlerden maksat *Uluğbey Zici*'ndeki hataları düzelterek yeni bir zic hazırlamaktır. Takiyüddin'in yanında İranlı, İstanbullu astronomlar da bulunmaktaydı. O zamana göre gelişmiş gözlem âletleri yapılmıştı. Belki bu âletleri yaparken Avrupa'daki örneklerinden de faydalanılmıştır. Bu âletler arasında zât el-halak (armila zodiak), kadran (müral kadran), zât el-semt veyl-irtifâ (azimuthal semicircle), zât el-şu\_beteyn (triquetrum), rub\_-i mistar, zat el-sükbeteyn (diposta), zâtül evtar el-müşebbehe biyl-menâtik (sextant), astrolab, rub el-müceyyeb, rub\_ el-mukantarar bulunmaktaydı. Fakat onun bu gözlemleri ancak birkaç yıl devam etmiş, çekemeyenlerin ve ilmin değerini anlamayan cahillerin aleyhte propagandaları sebebiyle 1587 yılında, uğursuzluk getireceği düşüncesiyle, rasathanenin topa tutularak yıkılmasıyla sona ermiştir. Osmanlı Devleti'nde bundan sonra rasathane ancak 300 yıl sonra Rasadhane-i Amire adıyla Beyoğlu'nda 1867 yılında kurulmuş, müdürlüğüne Aristede Coumnbary (ölm. 1895) getirilmiştir. Daha sonra, rasathanenin müdürlüğüne Salih Zeki (ölm. 1921) ve Fatim Gökmen (ölm. 1955) getirilmiştir. Fatim Gökmen zamanında Kandilli Rasathanesi kurulmuştur.

Takiyüddin el-Râsîd çalışmalarını *Cerîdet el-dürer ve harîdet el-fiker*, *Sidretü münteha'l-efkar*, *el-Zic el-şehinşâhî* adlı eserlerinde ortaya koymuştur. Fakat, onun bu zicleri astronomlar ve takvim yapanlar tarafından fazla kullanılmamıştır. Yine *Uluğbey Zici*'ne göre takvimler yapılmaya devam edilmiştir. XX. yüzyılın ikinci yarısında Takiyüddin el-Râsîd ve eserleri üzerinde çalışmalar çoğalmıştır. Bilhassa, Sevim Tekeli ve Aydın Sayılı (ölm. 1993)'nın çalışmalarıyla onun ilmi faaliyetinin orijinalliği ve değeri ortaya konmuştur. Kitaplarının metinlerinin büyük kısmı neşredilmeyi beklemektedir. Takiyüddin'in soyu hakkında çok şeyler söylenmiştir. Hatta,

yahudilerle ilişkisi olduğu dahi ortaya atılmıştır. Bir kitabında kendisi tarafından verilen soy kütüğüne dayanarak yaptığımız bir araştırmada Türk soyundan geldiği kesin olarak ortaya konmuştur (*Erdem Dergisi*, cilt 4, sayfa 10, Ankara 1988, s. 165-180). Nisbelerinden birinin Sahyûnî olması ise uzak atalarından Nâsıruddin Menkûpars'ın Sahyun Kalesi sahibi olması ve dedelerinin bu kalede oturması dolayısıyladır. Takiyüddin zamanında Mısır'da ve İstanbul'da başka önemli astronomi alimleri de yetişmiş ve önemli kitaplar yazmışlardır. Astronomi sahasında XVII. yüzyılda kitap yazarların en önemlisi Bahâeddin el-Âmilî (ölm. 1622)'dir. Bu zat matematik ve astronomi sahalarda yazdığı iki ders kitabıyla, o zamana kadar islam dünyasında var olan astronomi ve matematik bilgilerini özetlemiştir. Aslen Lübnan'daki Cebel-i Âmile'den olan bu âlim ömrünün büyük kısmını İran'da Safavîlerin yanında geçirmiştir. Matematik sahasında *Hulâsat el-hisab*, astronomi sahasında *Teşrih el-eflak* adlı eserlerini yazmıştır. Bu iki kitap bundan sonra medreselerde temel kitap olmuş, üzerlerinde çok sayıda çalışma yapılmıştır. Ancak, XVIII. yüzyıl sonunda modern ilme geçilmeye başlanmasıyla bu kitaplar üzerinde çalışma azalmıştır.

Bu arada, rubÿ el-müceyyeb, rubÿ el-mukantarât, usturlab konularında pek çok eser yazılmıştır. Ziclere ve bu âletlere önem verilmesi takvim çıkarmaya yaradıkları içindir. Bayramların, ramazan imsakiyesinin, namaz ve hac vakitlerinin tâyini dinî bakımdan çok önemliydi. Din âlimleri astronomiye bu açıdan bakıyorlardı. Câmilerde muvakkithaneler (vakit tâyini yapılan yerler) vardı. Astronomi ile uğraşanlar genellikle buralarda çalışıyorlardı. Ve müneccimbaşıya bağlıydılar. Müneccimbaşının görevlerinden biri de yıldızlara bakıp uğurlu ve uğursuz zamanları tâyin edip padişaha ve devlet adamlarına bildirmektir. Bunun için takvim, astroloji konularında pek çok kitap yazılmıştır. Bunların ilmî değerleri pek yoktur. Yalnız osmanlılar zamanında vakit tâyini için hesap cetvelleri gibi kolay metodlar ortaya koymuşlardır. XVII-XVIII. asırlarda Mısır'da ve İstanbul'da astronomi ile uğraşan âlimler çıkmaya devam etmiş, değerli eserler yazmışlardır. Bunlar arasında Rıdvan el-Felekî, Hasan el-Cebertî, Sâlih el-Mimârî, Cınârî İsmâil Efendi'nin adlarını burada zikretmek gerekir. Bu arada, *Uluğbey Zici* birkaç defa Türkçe'ye ve arapçaya tercüme edilmiştir. Türkçe'ye iki tercümesi vardır. Biri XVII. yüzyıl ortalarında adı bilinmeyen biri tarafından yapılmıştır. İkincisi yine aynı asır sonlarında, Kahire Azaplar Ocağı Ağası Hasan Efendi'nin teşvikiyle Abdurrahman b. Osman tarafından yapılmıştır. Bu tercümede sarayda II. Beyazıt koleksiyonunda bulunan orijinal nüsha kullanılmıştır. Meşhur tabiblerden Abbas Vesim Efendi (ölm. 1760) bu eseri şerhetmiştir.

Diğer bir önemli nokta ise XVI. yüzyıl başından itibaren astronomi ile ilgili Türkçe kitapların çoğalmaya başlamasıdır. Meselâ, bu asırda yaşayan Muhammed b. Kâtib Sinan'ın 13 eserinden 6'sı, Mustafa b. Ali el-Muvakkıt'ın 22 eserinden 19'u, Seydi Ali Reis'in 6 eserinin hepsi Türkçe'dir. Bundan sonra Türkçe eser sayısı hızla artacaktır.

Bu arada folklorik ve dinî bilgilerden faydalanılarak birkaç astronomi kitabı yazılmıştır. Bunlar İbrâhim el-Karamânî (ölm. 1664)'nin *Risâle fiyl-heyje alâ tariki Ehl el-sünne veyl-cemâa* adlı eseri, bunun Nazmî-zâde Murtaza (ölm. 1723) tarafından yapılan Türkçe tercümesi ve İbrahim Hakkı Erzurûmî'nin *Marifetnâme*'sine aldığı bilgilerdir. Bunlar hadislere, folkloraya dayanır, ilmî değerleri yoktur.

Bu arada geleneksel astronomi sahasında eserler yazarken Osmanlı âlimleri XVI. yüzyıldan itibaren az da olsa Batı'daki gelişmelerden haberdar olmaya başlamışlardır. Pîrî Reis coğrafya ve harita bilgilerinde, Takiyüddin mekanik saatler konusunda Batı'daki gelişmelerden büyük miktarda faydalanmışlardır. XVII. yüzyılda ise Kâtib Çelebi tarafından *Atlas Minor*, Ebû Bekr b. Behram tarafından *Atlas Major* tercüme edilmişlerdir. Bu arada, Batı'da astronomi sahasında devrim

yapan Kopernik, Galileo, Kepler ve Newton'un çalışmaları Osmanlı astronomlarının dikkatini çekmemiştir. Buna karşılık pratik astronomi ile ilgili çalışmalar daha çok ilgi uyandırmıştır. Bu sebeple, Noel Duret (ölm. 1650 civarı)'ın *Astronomik tabloları* (zici) Zigetvarlı Tezkireci Köse İbrahim tarafından 1670'li yıllarda adabtasiyon şeklinde Türkçe'ye tercüme edilmiştir. Bu eserin mukaddimesinde Avrupa'daki astronomi çalışmalarından, bu arada Kopernik'ten bahsedilmekte, fakat sisteminden hiç söz edilmemektedir. Öyle anlaşılıyor ki, *Duret zici* tercümesi hiç bir yankı uyandırmamıştır. Yine *Uluğbey Zici*'ne göre takvim yapılmaya devam edilmiştir. XVIII. yüzyıl başında İbrahim Müteferrika, Hollandalı astronom Andreas Cellarius'un *Atlas Coelestis* adlı kitabını *Mecmûat el-heyjet el-kadîme veyl-cedîde* adıyla Türkçe'ye çevirmiştir. Bu eserde ve *Cihannüma*'ya yazdığı *zeyl*'de Müteferrika yeni astronomiden kısaca bahseder. 1760 yılı civarında Belgrad tercümanı Osman b. Abdülmennan, Köprülü Hafız Ahmed Paşa'nın teşvikiyle Bernhard Varenius (ölm. 1676)'un *Coğrafya*'sını adabtasiyon şeklinde tercüme etmiştir. Bu eserde Kopernik sisteminin bir şeması verilmekte, "Akla daha uygun olmasına rağmen, bu sistemin dinî kitaplarla uymadığı, dînî kitaplardaki bilginin tercih edildiği" söylenmektedir.

Bundan biraz sonra Halife-zâde Çınarî İsmail Efendi (ölm. 1790) Alexis-Claude Clairant (ölm. 1765) ile Jacques Cassini (ölm. 1756)'nin astronomik tablolarını 1767, 1772 yıllarında Türkçe'ye tercüme etti. Bunlardan *Tuhfe-i behîc-i rasînî tercüme-i Zic-i Kasinî* adını taşıyan *Cassini Zici* önemlidir. Çınarî İsmail Efendi bu tercümenin giriş kısmında Logaritma cetvellerini de tercüme etmiştir. Astronomi hesaplarını kolaylaştırmıştır. *Cassini zici* tercümesi büyük rağbet görmüş, 1800 yılında III. Selim'in emriyle takvimler bu zice göre tertibedilmeye başlanmış, *Uluğbey zici* terkedilmiştir. *Cassini zici* arapçaya da tercüme edilmiştir. Ardından 1829 yılında jerôme Lalande (ölm. 1807)'in *Tables astronomiques* adlı eseri (zici) müneccimbaşı yardımcısı Hüseyin Hüsnü (ölm. 1829) tarafından 1826 yılında Türkçe'ye çevrildi. Bu zic, *Cassini zici*'nden daha doğrudur. Hekimbaşı Mustafa Behçet ile Hüseyin Hüsnü, *Cassini Zici*'nde hatalar olduğuna, *Lalande zici*'nin daha doğru olduğuna dâir bir rapor hazırlayıp II. Mahmud'a sundular. Padişah'ın emriyle takvimler 1829 yılından itibaren *Lalande zici*'ne göre yapılmaya başlandı. Aynı sıralarda Hoca İshak Efendi (ölm. 1836) *Mecmua-i ulûm-i riyaziye* adlı eserinde Kopernik sistemini, yeni astronomiyi detaylarıyla açıklıyordu. XIX. asrın ilk yarısının sonlarında eski astronomi ihmal ediliyor, yeni astronomi kabul ediliyordu. Bununla beraber, XX. yüzyıl başına kadar eski astronomi konusunda kitaplar yazılacaktır. Bundan sonraki çalışmalar ise bilim tarihi şeklindedir.

Sonuç olarak diyebiliriz ki, Osmanlılar her zaman astronomi sahasında âlimler çıkarmışlar, dünyadaki gelişmelerle az çok ilgilenmişlerdir. Bütün bilimler ve edebi alanlarda olduğu gibi, Osmanlılar devrinde astronomi sahasında koyu karanlık bir devir yaşanmamıştır. Bilimsel gelenek devam etmiştir. Cumhuriyet devrine girerken her konuda olduğu gibi, modern gelişmelerin çoğu benimsenmiş, astronomi sahasında Salih Zeki, Fatih Gökmen gibi dünyadaki gelişmeleri takibedebilecek şahsiyetler yetişmiştir.

## Ahmed Cevdet Paşa'nın Önerdiği Yeni Bir Takvim

Yrd. Doç. Dr. Remzi Demir  
Ankara Üniversitesi  
Dil ve Tarih Coğrafya Fakültesi  
Bilim Tarihi Anabilim Dalı

Araş. Gör. Yavuz Unat  
Ankara Üniversitesi  
Dil ve Tarih Coğrafya Fakültesi  
Bilim Tarihi Anabilim Dalı

Bu bildirimizde, önde gelen tarihçilerimizden ve devlet adamlarımızdan Ahmed Cevdet Paşa'nın *Takvîmü'l-Edvâr* adlı eserini tanıtarak, bu eserde önerilen ve şemsî seneyle dayanan yeni takvimin Türk astronomi tarihindeki yerini ve önemini göstermeye çalışacağız.

### I

Ahmed Cevdet Paşa (1823-1895), bugün Bulgaristan'ın sınırları içinde kalan Lofça'da doğmuş ve Arabî ilimlere ilişkin ilk derslerini memleketinde aldıktan sonra, 1839 yılı başlarında daha geniş bir öğrenim görmek amacıyla İstanbul'a gelmiştir. İstanbul'da bir yandan dönemin önemli bilginleri olan Hâfız Seyyid Efendi, Doyranlı Mehmed Efendi, Vidinli Mustafa Efendi, Kara Halil Efendi ve Birgivi Hoca Şâkir Efendi'nin naklî ilimlere ilişkin derslerini izlerken, diğer yandan da Miralay Nuri Bey ve Münecimbaşı Osman Sâbit Efendi'den aritmetik, cebir ve geometri gibi aklî ilimlere ilişkin dersler almıştır. Mantık ilmini konu edinen *Mi'yâr-ı Sedâd* (1876) ve bu bildirinin konusu olan *Takvîmü'l-Edvâr* incelendiğinde, Ahmed Cevdet Paşa'nın bilimsel donanımının oldukça derin ve kapsamlı olduğu ve tarih ilminin yanısıra birkaç aklî ilmi de içine aldığı derhal anlaşılmaktadır.

1844 yılında Rumeli Kazaskerliği'ne bağlı Premedi kazası kadılığı ile devlet hizmetine giren Ahmed Cevdet Paşa, Meclis-i Maârif üyeliği, Dârü'l-Muallimîn müdürlüğü, Dârü'l-Fünûn'da okutulacak kitapların hazırlanması amacıyla 18 Temmuz 1851 yılında kurulan ve ilk Türk akademisi olarak görülen Encümen-i Dâniş üyeliği, vakanüvislik, Halep valiliği ve adliye nazırlığı gibi çeşitli görevlerde bulundu. 1890'da memuriyet hayatından çekilerek ilmî çalışmalarına döndü ve 1895 yılında İstanbul'da vefat etti.

Ahmed Cevdet Paşa'nın kaleme almış olduğu eserlerin büyük bir kısmı tarih ve dil konularıyla ilgilidir ve bunlardan en önemli olanları Küçük Kaynarca Antlaşması'ndan (1774) Vakay-i Hayriyye'ye (1825) kadar Osmanlı Devleti'nin tarihini anlatan ve 12 ciltten oluşan *Târih-i Cevdet*, vakanüvisliği zamanında (1855-1865) önemli olaylara ilişkin tutmuş olduğu notlardan oluşan *Tezâkir-i Cevdet*, 1839-1876 yılları arasındaki siyasî olayları konu edinen *Ma'ruzât*, *Kisâs-ı Enbiyâ* ve *Tevârih-i Hulefâ*, *Kırım ve Kafkas Tarihçesi* ile *Medhal-i Kavâid*, *Kavâid-i Osmâniyye*, *Belâgât-ı Osmâniyye* ve *Âdâb-ı Sedâd fî İlmi'l-Âdâb*'dir; ayrıca Ahmed Cevdet Paşa başkanlığında bir kurul tarafından hazırlanan ve ilk medenî kanunumuz olan *Mecelle-i Ahkâm-ı Adliyye* de Osmanlı hukuk tarihinin çok değerli belgelerinden biridir.

## II

Bildirimizin konusu olan *Takvîmü'l-Edvâr* ise, küçük bir yapıt olup (I. baskısı elli üç sayfadır), 1870 ve 1882 yıllarında iki kez basılmıştır. Ebu'z-Ziyâ tarafından hazırlanan ikinci baskıya, yeni bir takvim oluşturmak için kurulan komisyonun gerekçeli kararı ile buna ilişkin 1871 tarihli ferman da eklenmiştir; ayrıca genişletilmiş olan bu ikinci baskıda (II. baskısı seksen sayfadır), Ebu'z-Ziyâ'nın çok sayıda dipnot düştüğü görülmektedir.

Türk astronomi tarihindeki ve Türk maliye tarihindeki yerinin ve öneminin belirlenebilmesi için, bu yapıt, 1996 yılında, Remzi Demir ve Yavuz Unat tarafından sadeleştirilerek yeniden yayımlanmıştır<sup>1</sup>.

Ahmed Cevdet Paşa, *Takvîmü'l-Edvâr*'ın yazılış gerekçesini *Tezâkir*'inde ayrıntılı olarak bildirmiştir<sup>2</sup>. Buna göre, Âli Paşa zamanında, Fransa'da kullanılmakta olan uzunluk ve ağırlık ölçütlerinin Osmanlı ülkelerinde de kullanılması Devlet Şura'sında müzâkere edilirken, takvim sorunu da gündeme getirilmiş ve yapılan tartışmalar sonucunda şemsî senenin tercih edilmesi uygun görülmüştür; ancak maliye tarafından kullanılmakta olan şemsî senenin, geleneksel kamerî seneye uygun bir biçimde uzlaştırılmadığı görülünce, Hicrî Takvim'i bırakmaksızın yeni bir şemsî senenin oluşturulup oluşturulamayacağı araştırılmış ve bu arada Ahmed Cevdet Paşa'nın da görüşü sorulmuştur. Ahmed Cevdet Paşa sorunu inceledikten sonra, en uygun takvimin şemsî ve hicrî sene esasına dayanması gerektiğine karar vererek, inceleme sonuçlarını *Takvîmü'l-Edvâr* adlı yapıtıyla ilgililere duyurmuştur.

Ahmed Cevdet Paşa'ya göre, *Takvîmü'l-Edvâr*'ın yazılış gerekçelerinden birisi de, yeni bir şemsî sene düzenlenmediği takdirde, "siviş senesi"nin yaklaşması nedeniyle mâlî senemizin alışlageldiği biçimde düzeltilmesinin gerekli olduğu konusunda uyarıda bulunmaktır. Çünkü bugüne değin, mâlî senemizin ayları şemsî ve seneleri ise kamerî olduğundan, her otuz üç senede bir sene atlanarak düzeltme yoluna gidilmiş ve buna maliyeciler tarafından "siviş senesi" denilmiştir. Meselâ Sultan Abdülmecid Hân'ın cülûsu siviş senesine rastlamış ve o dönemde bir sene atlanmış. 1288 (1871-1872) senesi de siviş senesi olacağından bu yolla düzeltilmesi gerekmektedir<sup>3</sup>.

Ayrıca Ahmed Cevdet Paşa, Türkçe'ye karşı da çok duyarlıdır ve *Takvîmü'l-Edvâr*'ı Türkçe yazarak Türk dilinin bilim dili olamayacağını savunanların yanıldığını da göstermek istemektedir. Bu konuda *Tezâkir*'de şunları söylemiştir:

"Binâen-aleyh bir sene-i şemsiyye-i hicriyye ittihâzının münâsib olacağına dâir lisânımızda zebân-zed olan ta'birât ile herkesin anlayacağı sûrette bir risâle yazıp *Takvîmü'l-Edvâr* tesmiye ettim ve lisân-ı türki ilim lisânı olamaz diyenlere lisânımızın her şey'e kaabil olduğunu ve bu lisân ile her fenden güzel eserler yazılabileceğini tasdik ettirdim."<sup>4</sup>

<sup>1</sup> Ahmed Cevdet Paşa, *Takvîmü'l-Edvâr (Takvimler)*, Hazırlayanlar : Remzi Demir ve Yavuz Unat, Ankara 1996. Bu bildiriadaki alıntılarda, bu sadeleştirme kullanılacaktır.

<sup>2</sup> Ahmed Cevdet Paşa, *Tezâkir*, Yayınlayan : Câvid Baysun, Cilt 4, Ankara 1986, s.109-110.

<sup>3</sup> Ahmed Cevdet Paşa, *Tezâkir*, s.110.

<sup>4</sup> Ahmed Cevdet Paşa, *Tezâkir*, s.110.



### III

*Takvîmü'l-Edvâr* bir metin ile bir ekten oluşmuştur; metinde, İslâmiyetten önce ve sonra muhtelif milletler tarafından kullanılmış olan takvimler ayrıntılı bir biçimde tanıtılmış ve bunlar arasında gerçeğe en yakın ve astronomi bilimine en uygun takvimin, Selçuklu Sultanı Celâleddin Melikşah döneminde, Ömer Hayyâm'ın başkanlığını yürüttüğü bir bilginler kurulunca düzenlenmiş olan Celâlî Takvimi olduğu sonucuna varılmıştır; öyleyse Osmanlı maliyesinde karşılaşılan sorunları çözebilmek için şemsî seneye göre düzenlenen Celâlî Takvimi kullanılmalı, fakat takvim başlangıcı, Celâlî Takvimi'nin icat edildiği sene (15 Mart 1079) değil, Hz. Muhammed'in Mekke'den Medine'ye hicret ettiği sene (20 Eylül 622) olmalıdır; çünkü geleneksel kamerî takvimin başlangıcı da hicret senesidir. Metnin arkasında bulunan ekte ise, Batlamyus'un Yermerkezli gök sistemi ile Kopernik'in Güneşmerkezli gök sistemi tanıtılmış ve sistem farklılığının, takvim hesabını etkilemeyeceğine temas edilmiştir. Aslında Ahmed Cevdet Paşa'nın,

*"Gördüğü şeylerde (meşhûdât) böyle ihtilâfa düşen insanın, düşündüğü şeylerde (makûlât) ne kadar ihtilafa düşeceği biraz düşünmekle anlaşılır. İşte bunun içindir ki hikemî konuların çoğunda akıl sahiplerinin görüşleri birbirlerine karşıt, bir adamın bir zamandaki görüşü, diğer zamandaki görüşüne ters olur. Her fende bu gibi ihtilaflar çoktur. Fakat açıklandığı üzere, eski ve yeni astronomi ihtilafının zic ve takvim ilmi hesaplarına tesiri yoktur. Zira devreden gerek Güneş olsun ve gerekse Yer olsun, iki durumda dahi günlük hareketin miktarı birdir. Şu kadar ki Güneş'in bir günlük dolanımı denilecek yerde, Güneş'in etrafında Yer'in bir günlük dolanımı denilmesi lazım gelip, gerçek durum malum olduktan sonra, böyle bazı ibarelerin değiştirilmesiyle, ibareler arasındaki ihtilafın düzeltilmesi kolay bir şey olduğundan, yukarıda görülen zic ve takvim meselelerinin yeni astronomi hükümlerine zıt düşmeyeceği açık bir şeydir."*<sup>5</sup>

diyerek eski ve yeni astronomi sistemleri arasındaki farkın, zic ve takvim hesabını etkilemeyeceğini bildirmek mecburiyetinde kalışı çok ilginçtir. Çünkü bu yaklaşım, Osmanlı bilginler topluluğunun, XIX. yüzyılın ikinci yarısında bile, Güneşmerkezli Kopernik sistemine kuşkuyla baktıklarını ve henüz tam manasıyla benimsemediklerini göstermektedir.

### IV

Şimdi *Takvîmü'l-Edvâr*'ı biraz daha yakından tanyalım. Ahmed Cevdet Paşa, yapının başlarında, eski milletlerden Nabatîler ile Keldânîlerin takvim konusundaki çalışmalarını, muhtelif İslâmî kaynaklara dayanarak tanıttıktan sonra, takvim hesaplarının kuramsal yönünü anlatmaya girişir. Sene ve ayların kolayca gözlemlenebilen Güneş ve Ay'ın dolanımlarına göre belirlendiğini söyleyerek, şemsî sene, kamerî sene, şemsî ay, kamerî ay gibi terimleri tanımlar ve bir şemsî sene (365 ¼ gün) ile bir kamerî sene (354 ⅓ gün) arasındaki fark yaklaşık 11 gün olduğundan, 65 şemsî senenin 67 kamerî seneye eşit olduğunu belirtir<sup>6</sup>. Gerek şemsî ve gerekse kamerî olsun, sene ve ayların hakikî ve istilâhî olmak üzere iki kısma ayrıldığını, şayet Güneş ve Ay'ın dolanımlarına itibar olunursa, senelerin ve ayların hakikî, günlerin sayısına itibar olunursa, istilâhî olacağını söyler<sup>7</sup>; daha

<sup>5</sup> Ahmed Cevdet Paşa, *Takvîmü'l-Edvâr*, s.87-88.

<sup>6</sup> Ahmed Cevdet Paşa, s.36.

<sup>7</sup> Ahmed Cevdet Paşa, s.37.

sonra da bir takvim için gerekli olan diğer kuramsal bilgileri verir. Burada oldukça ayrıntıya indiği görülür.

Kuramsal bilgileri düzenli bir biçimde aktardıktan sonra, Ahmed Cevdet Paşa, muhtelif dönemlerde muhtelif milletler tarafından kullanılmış olan takvimleri tanıtmaya başlar ve İbrânî, Eski Fars, Eski Yunan, Rûmî, Kıptî ve Frenk takvimlerinin ilkeleri ve gelişim süreçleri hakkında ayrıntılı bilgiler verir. Bu tarihî değerlendirme göz önünde bulundurularak, takvimlerin hakikî sene ve aylara göre düzenlenmesi gerektiği, günlerin sayısına göre düzenlenmiş olan takvimlerin yanlışlardan kurtarılmasının olanaksız olduğu sonucuna ulaşılır<sup>8</sup>.

Burada, Ahmed Cevdet Paşa'nın modern bir yaklaşım içerisinde olduğu ve önündeki sorunun çözümünü ararken, tarihî perspektifin sağlayacağı olanaklardan yararlanma yoluna gittiği görülür. Mükemmel bir takvimin ilkelerini belirlerken, tarih boyunca tasarlanmış ve kullanılmış olan takvimlerin performansından ilham alma yoluna gitmesinin en önemli nedeni, kuşkusuz, iyi bir tarihçi olmasıdır.

Daha sonra Ahmed Cevdet Paşa, Müslümanlar tarafından bugün de kullanılmakta olan kamerî ve hicrî takvimi tarihsel ve kuramsal açıdan tanıtır; kamerî sene ve aylara dayalı olan takvimlerin mâlî yönden bir takım sakıncalar doğurduğunu belirterek, Abbasîler döneminde yaşanan sıkıntıları hatırlatır. Ona göre, bilimlerin tanınması ve yayılması için önemli girişimlerde bulunan Abbasî halifeleri, başlangıçta kamerî seneyi benimseyerek, şemsî senelerin hesabını tutmamışlardı. Masraflar kamerî seneye göre yapılırken, araziden alınan öşür ve haraç gibi gelirler, doğal olarak, şemsî seneye göre toplandığından, yaklaşık her otuz senede, bir senelik masraf karşılıksız kalıyordu. Bu yüzden Hicrî 363 (Milâdî 973-974) yılında halife olan Tâyi'ullah (929-1003) döneminde hazinede bir tek akçe kalmadığı halde masraf kapılarının kapanmadığı görülünce, bu dengesizliğin giderilmesi için Halife alimlere ve fakihlere danışmış ve sonuçta kebise itibarının gerekli olduğu anlaşılmıştır; her ne kadar dinî işlerde aylarca kebise itibarı yasak ise de, devlet işlerini yoluna sokmak için, kaba ve yaklaşık bir hesapla her 31 kamerî sene, 30 şemsî seneye eşlenmiştir<sup>9</sup>.

Sonra bu sorun, Selçuklu Sultanı Melikşah döneminde kapsamlı bir biçimde ele alındığında, şemsî seneye dayalı yeni bir takvim düzenlemenin daha uygun olduğu görülmüştür. Hicrî 465 (Milâdî 1072-1073) tarihinde Selçuklu tahtına oturan Celâleddin Melikşah'ın (1055-1092) meşhur veziri Nizâmülmülk (1018-1092), Hicrî 467 (Milâdî 1074-1075) senesinde dönemin önde gelen astronomlarını toplayarak takvim sorununu görüşmüş ve bu görüşmenin sonucunda, Güneş'in Koç burcuna girdiği gün, "Nevrûz" (yani *yenigün*) ve Hicrî 468 (Milâdî 1075-1076) senesi nevruzu ise yeni takvimin başlangıcı olarak benimsenmiştir. Ancak takvimin diğer ilkelerinin belirlenebilmesi düzenli gözlemlerin yapılmasını gerektirdiği için, bir kurul oluşturularak başına meşhur bilginlerden ve şairlerden Ömer Hayyam getirilmiş ve yapılan gözlemlerin ardından Hicrî 471 (Milâdî 1079) senesi Ramazan ayının onuncu gününden itibaren geçerli olmak üzere yeni bir şemsî takvim icat edilip, Celâleddin Melikşâh'ın adına ithafen "Celâlî Takvimi" diye adlandırılmıştır<sup>10</sup>.

<sup>8</sup> Ahmed Cevdet Paşa, s.63.

<sup>9</sup> Ahmed Cevdet Paşa, s.74.

<sup>10</sup> Ahmed Cevdet Paşa, s.75-76.

Seneleri hakikî ve şemsî olan bu takvimin ilk üç senesi 365 gün ve dördüncü senesi ise (yani kebase senesi ise) 366 gün olarak kabul edilmiş, fakat 130 senede oluşan bir günlük farkı yedirmek için, her yedinci kebase, beşinci seneye ertelenmiştir; böylece 130 senede oluşan 32 kebase 31 kebaseye düşürülmüş olmaktadır. Celâlî Takvimi'nin aylarına gelince, Ahmed Cevdet Paşa'nın da bildirdiği gibi, bunlar, hakikî ve şemsî olabilecekleri gibi, ıstılâhî ve şemsî de olabilirler<sup>11</sup>.

Osmanlı mâliyecileri de, Abbâsîler döneminde olduğu gibi, kamerî sene ile şemsî sene farkından kaynaklanan sıkıntıları yaşamamak ve gelir-gider dengesini sağlayarak hazinenin açık vermesini engellemek amacıyla, Suriye'de kullanılan ve Rûmî Takvim olarak tanınan şemsî takvimi kullanmaya başlamışlar, ama ne hikmetse, şemsî ayları şemsî senenin kısımları olarak benimseyecekleri yerde, kamerî senenin kısımları olarak benimsemişlerdir. Daha önceki çağlarda seneleri şemsî ayları ise kamerî olarak kabul edenler görülmüştü; Ahmed Cevdet Paşa'ya göre, böyle bir kabul, arşını, ondan küçük olan endâzenin kısım ve kesirleri ile takdir ve tayin anlamına geleceği için makûl bir işmiş gibi görünse de, kesirlerin paydaları uyumadığından, hesap sırasında büyük bir güçlüğü doğmasına neden olmuştur. Ancak seneleri kamerî ve ayları ise şemsî olan bir takvimin kabulü, endâzeyi ondan büyük olan arşının kısım ve kesirleriyle takdir ve tayin anlamına geldiği için makul bir iş değildir ve bu nedenle geçmiş milletlerden hiçbirinde, Osmanlıların düşmüş oldukları bu hataya düşen ve böyle bir takvim tutan olmamıştır<sup>12</sup>.

Ahmed Cevdet Paşa, böyle tuhaf bir şemsî takvimin benimsenmesinden sonra, karşılaşılan sorunlara iki güzel örnek verir :

1) 1287 senesinin Mart'ı, Zilhicce'nin 21'ine tesadüf edeceğinden, yalnız 9 günü 1287'nin içinde kalacağı halde, diğer günleriyle ayları 1288 senesine gireceği için, mesela 1287 senesi Nisan ayı denildiğinde, acaba 1287 senesinde giren Nisan ayı mı, yoksa 9 günü 1287'de kalıp, gerisi 1288'e giren senenin Nisan ayı mı kastedilmiş olacaktır? Anlaşılamaz.

2) 1255 senesinde olduğu gibi, 1288 senesinde de Mart ayı asla girmeyeceğinden, 1288 senesi Mart ayı diye yazılan senetin hiçbir hükmü olmayacaktır<sup>13</sup>.

Ahmed Cevdet Paşa'ya göre, bu gibi sorunların giderilebilmesi için Osmanlıların kullanmış oldukları Rûmî Takvim'in terkedilerek, yerine akıl ve hikmete daha uygun olan başka bir şemsî takvimin, yani Celâlî Takvimi'nin benimsenmesi gerekmektedir. Ancak XI. yüzyıldan beri Müslümanlar tarafından kullanılmakta olan bu takvimin sene ve aylarının nitelik ve niceliğine ilişkin özellikleri korunmalı, senebaşı ve takvim başlangıcı ise Osmanlı Devleti'nin gereksinimleri doğrultusunda değiştirilmelidir. Böylece ortaya çıkacak yeni şemsî takvimin ilkeleri şunlar olacaktır :

1) Seneleri hakikî olmalıdır. Ayları ise hakikî veya ıstılâhî olabilir.

<sup>11</sup> Ahmed Cevdet Paşa, s.76-77.

<sup>12</sup> Ahmed Cevdet Paşa, s.79-80.

<sup>13</sup> Ahmed Cevdet Paşa, s.80.

2) Senebaşı, Koç burcunun birinci derecesi olan İlbahar ılımı yerine Terazi burcunun birinci derecesi olan Sonbahar ılımı olmalıdır; çünkü hazinenin bir senelik gelir ve giderleri ancak sonbahara doğru anlaşılmaktadır.

3) Takvim başlangıcı, Hz. Muhammed'in Mekke'den Medine'ye hicret ettiği sene olmalıdır. Böylece geleneksel hicrî-kamerî takvimin başlangıcı ile yeni şemsî takvimin başlangıcı birleştirilmiş olacaktır. Ayrıca, Müneccimbaşı Tâhir Efendi'nin yapmış olduğu araştırmalar, hicret hadisesinin sonbahar ılımına tesadüf ettiğini gösterdiği için, böyle bir kabul sonucunda senebaşı ile takvim başlangıcı da örtüşecektir.

## V

Acaba Osmanlı maliyesinin gereksinimleri doğrultusunda tasarlanmış olan bu yeni hicrî ve şemsî takvimin âkıbeti ne olmuştur? Ahmed Cevdet Paşa'nın *Tezâkir*'de bildirdiğine göre, *Takvîmü'l-Edvâr*, konudan anlayanlarca takdir edilmiş olduğu halde, Mâliye Nezâreti'nce çok fazla önemsenmemiştir; oysa Hazine'de, Sultan Abdülmecid Hân'ın cülûsunda maliye senesinin düzeltilmesi için çalışan, ketebeden yetişme muhasebeciler mevcuttur<sup>14</sup>.

Ahmed Cevdet Paşa'ya göre, 1087 (1676-1677) senesindeki *tedâhül*den, yani şemsî aylardan bir kısmının içinde bulunulan kamerî senede geriye kalan kısmının ise sonraki kamerî senede bulunması nedeniyle oluşan karışıklıktan gaflet olunarak yanlış senetler verildiği ve durumun anlaşılmasından sonra bunların düzeltildiği Hâzine tarafından kaydedildiği halde ve ayrıca 1288 (1871-1872) senesi *tedâhülü* de *Takvîmü'l-Edvâr* ile önceden bildirildiği halde, gerekli düzeltmeler yapılmamıştır. Ancak durum önde gelen bazı valiler tarafından Bâbîâlfî'ye bildirilince ve defterlerin nasıl tutulacağı konusunda bilgi istenince, Ahmed Cevdet Paşa'nın başkanlığı altında, Müneccimbaşı Tâhir Efendi, Divân-ı Ahkâm-ı Adliyye üyelerinden Vartan Bey, Mekteb-i Harbiyye-i Şâhâne hocalarından olup matematikteki derin bilgisiyile tanınmış Miralay Vidinli Tefvik Bey ve Rassâd Kombari ile Divân-ı Ahkâm-ı Adliyye memurlarından Şehbazyan Efendi'den oluşan bir komisyon kurulmuştur. Komisyonunda *Takvîmü'l-Edvâr* ile Müneccimbaşı Tâhir Efendi tarafından düzenlenen zic cetvelleri, yani almanak tabloları göz önünde bulundurularak yapılan müzâkerelerin sonucunu kapsayan bir mazbata kaleme alınmış ve Sadaret'e takdim edilmiştir<sup>15</sup>. Bu mazbatada, maliyede eski şemsî takvimden kaynaklanan aksaklıkların giderilebilmesi için *Takvîmü'l-Edvâr*'da ayrıntılı bir biçimde tanıtılan hicrî ve şemsî takvimin kullanılmasının önerildiği görülmektedir<sup>16</sup>.

Ahmed Cevdet Paşa'nın söylediğine göre, bu mazbata uzun bir süre ortada dolaşmış ama kullanıma sokulmamıştır. Bir aralık İslâhât Komisyonu'na da uğramış olduğu halde, maaş indirimleriyle ilgili olmadığı için hiçbir şey yapılmamıştır. Böylece yeni bir hicrî ve şemsî sene düzenlenmediği gibi, Abbâsîlerden miras alınan ve her otuz üç senede bir kere düzeltilen mâlî senemiz yanlış olarak yürümüş ve mâliyemizi mahvetmiştir<sup>17</sup>. Uzun bir süre

<sup>14</sup> Ahmed Cevdet Paşa, *Tezâkir*, s.110.

<sup>15</sup> Ahmed Cevdet Paşa, *Tezâkir*, s.111-112.

<sup>16</sup> Mazbatanın tam metni için bkz., Ahmed Cevdet Paşa, *Tezâkir*, s.112-117.

<sup>17</sup> Ahmed Cevdet Paşa, *Tezâkir*, s.117.

sonra, Mekâtib-i Harbiyye Askerî Meclisi'nde, bu yeni takvimin ilmî ve fennî alanlarda kullanılması düşünülmüş ama bundan da bir sonuç çıkmamıştır.

## VI

Bu bildiriye sunmuş olduğumuz bilgiler doğrultusunda, kısa bir süre içerisinde unutulmuş olan *Takvîmü'l-Edvâr*'ın ve burada önerilen yeni hicrî ve şemsî takvimin Türk astronomi tarihinde ve dolayısıyla Türk bilim tarihinde önemli bir yeri olduğu söylenebilir. Her ne kadar Mâlîye Nezâreti tarafından uygulamaya sokulmamışsa da, yeni takvimin eskiden kullanılan şemsî ve kamerî takvimlere nisbetle ilmî ve mâlî yönden çok daha üstün olduğu anlaşılmaktadır.

Türk astronomi tarihi açısından bakıldığında, Ahmed Cevdet Paşa'nın *Takvîmü'l-Edvâr*'ının üç bakımdan önemli ve değerli olduğunu vurgulamamız gerekir:

1) *Takvîmü'l-Edvâr*'da yeni hicrî ve şemsî takvim tanıtılmadan önce muhtelif milletlerin kullanmış oldukları takvimler ayrıntılı bir biçimde anlatılmış ve astronomi bilimi açısından üstün olan ve olmayan yönlerine temas edilerek ideal bir takvimin oluşturulabilmesi için gerekli olan ilkeler aydınlatılmaya çalışılmıştır. Esasen Müslüman astronomlar tarafından daha önceki çağlarda hazırlanmış olan orta ve büyük ölçekli ziclerde, gözlem tablolarının yanında, daha önce kullanılmış olan takvimlere ilişkin bilgiler de verilmiştir ve Ahmed Cevdet Paşa, yapıtını hazırlarken büyük bir olasılıkla bunlardan da yararlanmış olmalıdır; ancak *Takvîmü'l-Edvâr*, sadece takvim konusuna tahsis edilmiş olduğu için, çok daha ayrıntıya inilmiş ve astronomların yanında, mesela maliye memurları gibi genel okuyucuların da konuyu kolaylıkla anlayabilmeleri için gerekli olan bilgilerin verilmesine özen gösterilmiştir. Sorunun, tarihî bir yöntemle incelenmiş olması ilginçtir; böylece araştırma sonucunda ulaşılabilecek çözümün doğruluğu büyük ölçüde garantiye alınmış olmaktadır.

2) *Takvîmü'l-Edvâr*'da mâliyeciler tarafından kullanılan şemsî takvimden kaynaklanan sorunların çözülebilmesi için, Celâlî Takvimi'nden yararlanmanın daha doğru olacağı bildirilmektedir. Ancak burada önerilen Celâlî Takvimi'nin senebaşı sonbahar ılımlı, takvim başlangıcı ise hicret senesidir.

Uzun bir suskunluk döneminden sonra, XIX. yüzyılın ikinci yarısında toplumsal gereksinimleri karşılamak için yeniden bilimden yararlanma yoluna gidilmesi, Türk Dünyası için önemli bir gelişmedir. Gerçi bu örnekte, bilimsel araştırmayı pragmatik kaygıların yönlendirmiş olduğu görülmektedir ama bunu büyük bir yanlışlık veya eksiklik olarak algılamamak gerekir; çünkü bilimi geliştiren kaygılardan birisi, kişisel merakı karşılamak ise, diğeri de toplumsal gereksinimleri karşılamaktır ve bilim tarihini bu iki kaygı yönlendirmişken, birine olumlu ve diğeri ise olumsuz değerler atfetmenin fazlaca bir yararı yoktur. Önemli olan bilimin yapılmasıdır; hangi kaygılarla yapıldığı sorunu, daha çok bilim felsefecilerini, bilim psikologlarını ve bilim sosyologlarını ilgilendiren ikincil bir sorundur. Bu nedenle, yeni bir takvim düzenlemek maksadıyla bilimsel araştırmalara girilmesi, bilimin değerinin, eski mutlu günlerde olduğu gibi, yeniden takdir edilmeye başlandığının göstergelerinden birisi olarak algılanmalıdır.

Ancak, yukarda söylenenlerden de anlaşılacağı üzere, yeni hicrî ve şemsî takvim, yöneticiler tarafından uygulamaya konulmamıştır veya konulamamıştır; bu gösterge ise, bizi hükümlerimizde daha temkinli olmaya davet etmektedir. Bir ülkede bilimin değerini anlayanlar ve bilimsel bilgi üretiminin önemini kavrayanlar bulunabilir; ama yöneticiler anlamadıktan sonra, bilginlerin çabaları önemli sonuçlar doğurmayacaktır.

3) *Takvîmü'l-Edvâr*'ın burada hatırlatılması gereken diğer önemli bir yönü ise ilmf eserlerin Türk diliyle yazılabileceğini, Türkçe'nin böyle bir niyeti gerçekleştirmek için yeterli donanıma sahip olduğunu kanıtlamaya çalışmasıdır.

## FİZİK NESNELERİN TEK TEK VARLIKLAR OLARAK VEYA BİR SÜREÇ İÇİNDE KAVRANILMASI

Şafak Ural

(İstanbul Üniversitesi, Edebiyat Fakültesi, Felsefe Bölümü)

Fizik nesne denilince, ağaç, insan, kalem gibi doğrudan veya evren, atom gibi dolaylı olarak algılanan varlıkları düşüneceğiz. Doğrudan algıladığımız fizik nesnelere hakkındaki bilgilerimiz, görme, duyma gibi beş duyumuz vasıtasıyla olur. Dolaylı olarak algılanan fizik nesnelere ise, birtakım aletler kullanarak hakkında bilgi elde edilen nesnelere.

Fakat sadece dolaylı olarak algılanan fizik nesnelere değil, doğrudan algılanan fizik nesnelere hakkındaki bilgilerimiz de hep aynı kalmaz. Bu bilgiler, zamana ve toplumlara göre değişirler. Gerçi renk, ses gibi duyu verileri her insan için ayndır; fakat doğrudan algılanmış bile olsa ağaç, insan, su, çiçek gibi fizik nesnelere anlamı, bu gibi nesnelere ilişkin bilgilerimizin çağlara, toplumlara, kültür ortamlarına göre sürekli değiştiği de bir gerçektir.

Amacımız, gerek doğrudan gerekse dolaylı olarak algıladığımız fizik nesnelere ilişkin bilgilerimizin bazı özellikleri üzerinde durmaktır. Bu amaçla bilimsel bilgiler ve bilimin nesnelere yorumlayışı bir referans noktası olarak alınacaktır.

Bugünkü anlamda bilimsel bilgi denilince genellikle Kopernik'le başlayan Newton'la doruk noktasına çıkmış olan çalışmalar düşünülür. Bu çalışmalar sonunda ortaya çıkmış olan tablo içinde fizik nesnelere yorumlanması, bir önceki dönemden, yani Aristo sistemine bağlı fizik nesne anlayışından büyük ölçüde farklı olduğu bilinmektedir. Fizik nesnelere ilgili görüşlerde diğer köklü bir değişiklik ise kuantum fiziğindeki çalışmalara bağlı olarak gerçekleşmiştir.

Newton fiziğinden kuantum fiziğine geçişte bizi ilgilendiren nokta, fizik nesnelere kavranılmasındaki değişiklik olacaktır. Çünkü, fizik bilimin üzerine kurulmuş olan dünya görüşü köklü bir değişime uğramıştır.

Dünya görüşü, çok kısa olarak, olup biten hadiselere, nesnelere bakış tarzımız olarak açıklanabilir. Bir dünya görüşünün oluşmasında, çeşitli bilimlerin önemli bir katkısı söz konusudur.

Fakat öte yandan olaylara, nesnelere bakışımızı belirleyen etkenler sadece sistemli ve bilimsel bilgilerle sınırlı değildir. Nitekim toplumsal, kültürel, dini değerler, tarihi değerler, alışkanlıklar, sosyal şartlar da bakışımızı belirleyen çeşitli etkenlerden bazılarıdır. İşte bu ve benzeri etkenleri guruplandırmak, yani bu gibi etkenleri genel birtakım kavramlar içinde düşünmek mümkündür. Bu kavramlar, dünya görüşüne ilave olarak *felsefe, bilim ve dünya kavrayışıdır*. Bu dört kavram birlikte bir paradigma oluştururlar.

Dünya görüşü ile diğer sözkonusu alanlar arasındaki ilişki karşılıklıdır. Yani dünya görüşü, felsefe, bilim ve dünya kavrayışını etkilerken, aynı zamanda kendisi de her üçünden etkilenir. Tipik

bir örnek olarak *evrim teorisini* dikkate alalım. Darwin'in evrim görüşü sadece canlıları ilgilendiren bir teori olarak ortaya çıkmakla birlikte sosyal hadiselerle bakışta, ahlaki ve dini değerlerle ilgi içinde, çeşitli kültür olaylarının açıklanmasında kullanılabilir. Yani kısaca bir dünya kavrayışı, giderek bir dünya görüşü haline almıştır.

*Dünya kavrayışı* (Weltauffassung/world outlook) ile *dünya görüşü* (Weltanschauung/world view) arasındaki fark, birincisinin daha dar alanı ilgilendirmesi ve sınırları belirli kavramlar üzerine kurulmasıdır. Dünya görüşünü oluşturan kavramlar günlük yaşamımızda kullandığımız değerler ile ilgi içinde olduğu için, daha geniş bir alanı ilgilendirmektedir. Bu durumun doğal sonucu, dünya kavrayışı ile kıyaslandığında, dünya görüşünün oluşmasına etki edebilecek kavramlar daha geniş, daha zengin ve sayıca daha çok olma özelliklerine sahiptirler. Nitekim toplumsal değerler ve dolayısıyla bireylerin özellikle günlük yaşantısına yön veren değerler, dünya görüşü içinde düşünülebilir. Dolayısıyla o toplumun tarihi, sosyal, dini, kültürel değerleri, yani kısaca bireyin olaylara bakışını, onları yorumlayışını tayin eden değerler hep dünya görüşü içinde düşünülebilir.

Dünya kavrayışı ise daha dar bir alanda, yani belirli tür olaylar için sözkonusudur. Dolayısıyla başta bilimler olmak üzere sistemli birtakım bilgilerle yakın ilgi içinde oluşurlar.

Fakat buna karşılık dünya görüşünün kapsamı daha geniştir; mesela bir toplumda mevcut hukuk sisteminin arkasında bir dünya görüşü yatar. Bir hukuk sistemi kanun olarak vaz'edilirken bu dünya görüşü belirleyici bir rol üstlenir. Benzeri bir şekilde, mesela fizik kanunlarının determinist yorumu, bir dünya görüşü olarak, toplum olaylarının yorumunda kullanılabilir. Dolayısıyla sadece dünya kavrayışı değil, dünya görüşü de bilimle etkileşim içindedir. Daha yerinde bir ifadeyle, bir toplumda geçerli olan paradigmayı belirleyen dört temel eleman, birbiriyle etkileşim içinde ortaya çıkar.

Nitekim Rönesansla birlikte Avrupa'da kabul edilmiş olan hukuk sisteminin, Yeniçağ biliminin Avrupa'da ortaya çıkmasında son derece önemli bir yeri olduğu inancı vardır (Huff, T.E., *The Rise of Early Modern Science*, Cambridge U.P., 1993). Avrupa Rönesansı'nın ortaya çıkmasında ise, bilindiği gibi bazı düşünürlere göre, felsefe önemli bir rol oynamıştır. Dolayısıyla olaylara ve nesnelere bakışımız, onları yorumlayışımız, dünya görüşü, dünya kavrayışı, felsefe ve bilim arasındaki etkileşim sonunda ortaya çıkmış olan paradigma çerçevesinde oluşur.

Bu durumda, ne sadece bilim ne felsefe ne de diğer alanlarda tek başına bir başarıdan sözedilebilir. Bu alanların birisindeki başarı ancak diğerleriyle birlikte sözkonusu olabilir. Gerçi felsefi görüşler, bir dünya görüşü veya dünya kavrayışı bilimsel ilerlemeye önemli katkı yapma özelliğine sahip olmakla birlikte bazen engelleyici bir etki de yapabilmektedir. Nitekim bir dünya kavrayışı olarak katı ideolojilerin hakim olduğu bazı toplumlarda, mesela bilimsel alanda, ilerlemenin olmadığını tarih bize göstermektedir. Aynı engelleme felsefe ve dünya görüşü için de söylenebilir. Böyle bir çıkmaz sokaktan kurtulabilmenin yolu, toplumun başta felsefe olmak üzere değişik alanlardan elde edilecek veriler çerçevesinde tartışmaya açık olmasıdır. Bu sayede bilimsel çalışmalarda bile hiç değilse bazı güçlüklerin aşılmasında, başta felsefe olmak üzere dünya görüşü ve dünya kavrayışının uzun veya kısa vadede, doğrudan veya dolaylı katkısı olabilmektedir.

Eğer geniş bir açıdan ele alınırsa paradigmada meydana gelen en köklü değişikliklerden birisi, yukarıda da işaret edildiği gibi Avrupa'da Rönesansla başlayan ve Newton fiziği ile tamamlanan değişikliktir. Bu değişiklikler içinde bizi ilgilendirecek olan husus, bilimsel çalışmalar ile birlikte fizik nesne anlayışında ortaya çıkmış olan görüşlerdir.



Çok kısa olarak ifade etmek gerekirse, Newton sistemiyle iyice şekillenmiş olan dünya görüşünün temel özellikleri, mekanist ve determinist olmasıdır. Aristo sistemi ile ilgi içinde olan dünya görüşünün özelliği ise finalist ve organisist olmasıdır. Yani fizik dünya olup biten hadiseler, Aristo sistemine göre, belli bir gayeye yönelmiştir ve bütün olaylar arasında organik bir bağ vardır. Organist anlayışın özelliklerinden birisi, hertürlü nesnenin ve hadisenin birbiriyle bağıntı içinde olduğunu varsaymasıdır. Bu anlayışın karşısında R.Descartes'in (1596-1650) varlık dünyasını Res Extensa ve Res Cogitans olarak ayırması, Yeniçağ bilim ve felsefe çalışmalarında önemli bir yet tutar. Galilei'nin çağdaşı olan Descartes'in bu ayrımı aynı zamanda, fizik dünya ile psikolojik yaşantıların da birbirinden ayrı düşünülmesine sebep olmuştur. Bir dünya görüşü olarak bu ayrımın en önemli sonuçlarından birisi, fizik dünyanın ayrı ve kendine has kanunları olduğunu ve bu kanunların akıl yoluyla anlaşılabilirliğinin kabul edilmesidir. İşte bu kabul, Newton sisteminin ortaya çıkmasında, daha genel bir ifadeyle bilimlerin gelişiminde gerekli olan altyapıyı hazırlamıştır.

F.Bacon, Descartes, Galileo, Newton gibi filozof ve bilim adamlarının görüşleri dolayısıyla oluşan dünya görüşünün, mekanist dünya görüşünün fizik nesnelere açısından diğer önemli tarafı, hareket kavramıyla ilgilidir. Aristo sistemine göre fizik cisimlerin hareketi, kaynağı bu cisimlerin dışında yeralan gerekçelerle açıklanmaya çalışılmıştır. Halbuki Yeniçağ'da ortaya çıkan anlayışa göre hareketin kaynağı, yine fizik cisimlerin kendisidir. Bu anlayış da yine Yeniçağ mekanizminin önemli özelliklerinden sadece birisidir.

Yeniçağ mekanizminin, daha genel ifadesiyle Yeniçağ fiziğinin diğer temel özellikleri arasında objektiflik, ölçülebilirlik ve yerellik (locality) sayılabilir. Objektiflik, gözlenen fizik nesnelere gözleyenden bağımsız olarak varolması; ölçülebilirlik, bu nesne ve olayların objektif olarak ölçülebilir niteliklere sahip olmasıdır.

Çok kısa olarak ve sadece bizi ilgilendiren yönlerini dile getirmeye çalıştığımız bu dünya görüşünün adeta doğal sonucu, *fizik nesnelere tek tek varlıklar* olarak kavranılması, düşünülmesi, kabul edilmesi olmuştur. Bu dünya görüşü çerçevesinde, tek tek nesnelere veya bir fizik sisteminin hareket kanunları tespit ve ifade edilmiştir. Bu anlayışın istisnası, evrim kanunu ve kozmolojidir. Çünkü her ikisinde de fizik bir varlığın gelişim sürecinin incelenmesi sözkonusudur.

Fizik nesnelere tek tek varlıklar olarak kavranılması, mesela düşen bir cismin, bir gök cisminin veya bir galaksinin hareketinin ya da canlı bir cismin biyolojik, fizyolojik veya benzeri özelliklerinin diğer cisimlerden bağımsız olarak ele alınabilmesidir. Genel kanunlar, mesela gravitasyon kanunu, düşme kanunu veya benzeri kanunlar bize tek tek cisimlerin hareketlerini anlama, ifade etme, öndeyide bulunma olanağı sağlarlar. Bu kanunlar aynı zamanda, insanoğlunun fizik dünyayı objektif olarak kavrayıp anlayabileceği inancını da beraberinde getirmiştir. Fakat kuantum fiziği ile birlikte bu inanç da değişmiştir.

Kuantum fiziği ile ortaya çıkan dünya görüşü, yepyeni bir fizik nesne anlayışının doğmasına sebep olmuştur. Fizik nesnelere artık gözleyenden bağımsız olarak tasarlamak sözkonusu olmadığı gibi klasik anlamda objektiflik ve süjeden bağımsız ölçülebilirlik de bilimin genel geçerli bir özelliği olmaktan çıkmıştır. Bunlara Heisenberg'in "belirsizlik ilkesi" ve indeterminizm de eklenmektedir. Bütün bunlar, dikkat edilirse klasik fiziğin dünya görüşüyle adeta taban tabana zıttır. Çünkü bir yanda objektiflik diğer yanda sübjektiflik; bir yanda objektif ölçme, diğer yanda süjeye bağlı ölçme; bir yanda determinizm öte yanda indeterminizm; bir yanda kesinlik öte yanda

belirsizlik; bir yanda tek yönlü ve tersinemez bir zaman anlayışı, öte yanda (teorik olarak) gelecekte geçmişe gitmenin mümkün olduğu ve tersinebilir bir zaman anlayışı sözkonusudur.

Klasik mekaniğin içinde yaşadığımız fizik nesnelere dünyası için geçerli olmasına karşılık, kuantum fiziğinin atom-altı dünya için geçerli olması, aralarında kavramsal bir uzlaşmazlığın, hatta bir zıtlığın olmadığı anlamına gelmemektedir. Gerçi kuantum fiziği kanunları ile klasik fiziğin kanunları arasında bir çelişki veya uzlaşmazlık bulunmamaktadır. Dolayısıyla klasik fizik ve kuantum fiziği veya relativist fizik arasında da bir çelişki veya uzlaşmazlık sözkonusu değildir. Gerçi kuantum fiziğinde EPR paradoksu, ışığın dalgacık ve parçacık karakteri göstermesi veya kuvar gibi bazı elementer taneciklerin mevcudiyetine ilişkin konularda bazı teknik problemler mevcuttur. Bu gibi problemler, Newton fiziğine ve dolayısıyla bu fiziğe bağlı bilim anlayışına yabancıdır; fakat yine de sözkonusu fizik sistemlerinden birisi diğerini dışta bırakmamakta ve geçersiz kılmamaktadır. Buna rağmen sözkonusu fizik sistemler arasında kavramsal bir farklılıktan, uzlaşmazlıktan söz etmek yerinde olacaktır.

Öte yandan kuantum fiziğinin, rölativist fiziğin veya Newton fiziğinin konu olarak aldığı nesnelere farklı özellikte ve farklı boyutta olması, fizik varlığın birbirinden bağımsız ve kopuk olması anlamına da gelmemektedir. Çünkü tek bir fizik alem sözkonusudur. Kuantum fiziğinin konusunu oluşturan fizik nesnelere mahiyeti (bizim için) diğerlerinden farklı da olsa problemin ontolojik nitelikte olduğunu söylemek (tek bir fizik alem sözkonusu olduğu için) herhalde doğru olmayacaktır.

Fakat öte yandan bu iki farklı boyuttaki fizik nesnelere ilişkin bilgilerimiz arasında objektiflik, ölçülebilirlik, determinizm ve benzeri özellikleri açısından apaçık bir uzlaşmazlık, bir bağdaşmazlık sözkonusudur. Dolayısıyla problem fizik nesnelere bilgisine ilişkindir; yani problemin epistemolojik mahiyette olduğunu söylemek herhalde daha uygun olacaktır.

Problemin, yukarıda işaret edilen çerçevede, ontolojik kaynaklı olmaması şaşırtıcı gelmemelidir. Gerçi kuantum fiziğinin ve Newton fiziğinin konusunu oluşturan fizik nesnelere birbirinden çok farklı özellikte olması dikkate alınmak istenebilir; fakat bu farklılığa en azından yukarıda kullanıldığı anlamda ontolojik bir anlam yüklemek, yani tek bir fizik alem sözkonusu olduğu için, herhalde önemli bir ayırımın gözden kaçırılması demek olacaktır.

Asıl problem, kuantum fiziğine bağlı olarak ortaya çıkan kavramlarla ve bu kavramların yorumuyla, dolayısıyla bu kavramlara bağlı olarak ortaya çıkan dünya kavrayışıyla ilgilidir. Yani problem bizim bilgilerimizin özelliğiyle ve dolayısıyla epistemolojik bir özellik taşımaktadır. Amacımız bu epistemolojik problemleri ele almak değildir. Burada bizi ilgilendiren nokta, sözkonusu kavramlarla ilgi içinde oluşan dünya görüşünün ve özellikle dünya kavrayışının dolayısıyla paradigmanın değişen yönleridir.

Sonuçta, kuantum fiziğine bağlı olarak ortaya çıkmış olan dünya kavrayışı, klasik fiziğe bağlı dünya kavrayışının bazı temel kavramlarını değiştirmiştir. İşte bu değişikliklerden birisi, fizik nesnelere tek tek varlıklar olarak değil, bir süreç, daha genel bir ifadeyle bir bütünlük içinde kavranılması anlamına gelmektedir.

Yukarıda da işaret edildiği gibi, kuantum fiziğine bağlı olarak ortaya çıkan dünya kavrayışının özelliklerinden birisi, fizik realitenin artık objektif, bilenden bağımsız olarak düşünülmemesidir. Bu sonuç aynı zamanda Descartes ile ortaya çıkmış olan nesne ve bilinç ayırımının da ortadan kalması anlamına gelmektedir. Nitekim günümüzde bazı düşünürler (mesela

Stapp, Henry P., *Mind, Matter, and Quantum Mechanics*, Springer Verlag, 1993) akıl (mind) ve bilinç (consciousness) gibi kavramları kuantum fiziğinin kavramlarıyla açıklamaya çalışmaktadır. Antropomorfizm de bunun başka bir versiyonu olarak düşünülebilir. Dolayısıyla hem dünya kavrayışında hem de dünya görüşünde köklü bir değişiklik söz konusudur.

Bu değişikliklerden birisinin, fizik nesnelere tek tek varlıklar olarak değil, bir **bütünlük ve süreç** içinde kavranılmasına sebep olduğu ileri sürülebilir. Burada sözkonusu olan bütünlük, yukarıda işaret edilmiş olan Aristocu bir organik tabiat anlayışı anlamına gelmemektedir. Çünkü burada sözkonusu edilmek istenilen bütünlük, nesnelere arasında organik bir bağ öngörmemektedir. Buradaki bütünlük, insanın nesnelere bakışının arkasında yatan sübjektiflikten, insanın nesnelere bir süreç ve bütünlük içinde kavrama eğilimi ve düşüncesinden kaynaklanmaktadır. Bu anlayışı, kuantum fiziğine bağlı olarak ortaya çıkan dünya kavrayışına bağlamak mümkün gibi görünmektedir.

Nesnelerin tek tek kavranılması, Newton fiziğinin bir sonucudur. Bu görüşün arkasında mekanizm, objektiflik, yerellik ve ölçülebilirlik gibi kavramları yatmaktadır. Fizik nesnelere bir süreç içinde kavranılmasının arkasında ise sübjektiflik, fizik nesnelere bilenden bağımsız olmaması gibi kavramlar bulunmaktadır. Diğer bir deyişle, kuantum fiziğinin bazı temel kavramlarının genişletilip, yorumlanarak içinde yaşadığımız fizik dünyaya, sosyal olaylara ve insana uygulanması sonucunda fizik nesnelere bir süreç ve bütünlük içinde kavranılması sözkonusu olmaktadır.

Fizik nesnelere tek tek varlıklar olarak ya da bir süreç ve bütünlük içinde kavranılmasına basit bir örnek olarak, mesela bir elma hakkındaki bilgilerimizi dikkate alalım. Elma denilince, fizik özellikler açısından, renk, şekil, ağırlık vs dikkate alınır. Fakat elmanın oluşumu ve fizik özellikleri dışında, yetiştiriliş amacıyla ilgili, şairlerin ve edebiyatçıların bir sembol olarak kullandığı yönleri de sözkonusudur. Bu yönler objektiflik kadar sübjektifliği de kapsamaktadır. İşte elma nedir dediğimizde bu tarafları da yani onun bütünlüğünü de dikkate almamız gerekecektir. Bu ise elmanın bir süreç ve bütünlük içinde düşünülmesi demektir. Bu süreç sadece elmanın tarihi gelişimi demek değildir; bu süreç aynı zamanda bizim psikolojik yaşantımızı da dile getiren zihinsel bir işlemdir. Böylece elmanın zihnimizde objeleştirilmesi ve böylece onu her yönüyle ele alıp bir bütünlük içinde kavranılması sözkonusu olur.

Felsefi açıdan bakıldığında bazı fizikçiler, kuantum fiziğini, herşeyi bir uyum içinde gören Taoizm, Konfüçsüculük ile ilgi içinde düşünmektedirler. Bu tür felsefi anlayışa göre, kısaca ifade etmek gerekirse, ben ve ben-olmayan, fizik nesne ile onun dışındaki nesnelere arasında bir karşıtlık sözkonusu değildir; herşey birbiriyle uyum içindedir. Fakat bizim yukarıda sözünü ettiğimiz "nesnelere bir süreç ve bütünlük içinde kavranılması", bu gibi felsefi yorumların bir sonucu olmadığı gibi onlarla ilgi içinde düşünmek de gerekli değildir. Yukarıda ele alınmaya çalışılan görüş, kuantum fiziğine bağlı olarak ortaya çıkan kavramların bir dünya kavrayışı ve dünya görüşü olarak genişletilmeye çalışılmasıdır.

Öte yandan sözkonusu dünya görüşü, klasik fiziğin dünya görüşünün çürütülmesi anlamına da gelmemektedir. Çünkü neticede klasik fizik halen kullanılmakta olup, onun kavramları üzerine kurulmuş dünya görüşü de bir kenara atılmış değildir. Fakat öte yandan klasik fizik ve ona bağlı dünya görüşüne bağlı olarak ortaya çıkan tablo, tam ve eksiksiz değildir.

Nitekim bir gezegenin hareketi incelendiğinde, veya en basitinden "insan nedir? canlı nedir?, elma nedir?, kalem nedir?" şeklinde sorular sorulduğunda, bu nesnelere ilişkin bilimsel bilgiler

sonderece önemli olmakla birlikte yeterli olmayacaktır; çünkü mesela insanın, sadece sosyolojinin, biyolojinin, psikolojinin, fizyolojinin verilerinden hareketle kavranılması sözkonusu değildir. Hatta insan, bu gibi bilimsel verilerin toplamından da ibaret değildir. Çünkü bütün bu gibi bilimler objektif, herkesi aynı sonuçlara götüren bir takım ölçümleri kullanmak durumundadır. Halbuki insan için herhangi bir nesne, sübjektif, ölçülebilir olmayan, bir süreç içinde değişen özelliklere de sahiptir. İşte fiziksel nesnelerin kavranılması, onların bu özelliklerinin de dikkate alınması ve aynı zamanda bu yönden kavranılması anlamına gelmektedir. Şüphesiz tek tek fizik nesneler hakkında güvenilir, objektif, ölçülebilir ve dolayısıyla üzerinde harkezin uşlaşabileceği bilgiler, bu nesnelerin tek tek varlıklar olarak düşünülmesini gerektirmektedir. Fakat öte yandan fizik nesneler aynı zamanda bizim için taşıdıkları psikolojik, kültürel, sübjektif özellikleriyle de kavranmak ve anlamlandırılmak durumundadırlar. Fizik nesnelerin her iki yönüyle ele alınması, onların bir bütünlük ve dolayısıyla bir süreç içinde kavranılması olarak adlandırılabilir.

## BİLGİSAYAR DESTEKLİ GENEL ASTRONOMİ

Melek Hamzaoğlu - Esat Hamzaoğlu

Marmara Üniversitesi, Atatürk Eğitim Fakültesi  
Fizik Eğitimi Bölümü  
81040 Göztepe-İstanbul

Kişisel Bilgisayarlar son 13 yılda çok büyük gelişme göstermişlerdir. 1983 yılında kişisel bilgisayarların mimari yapısı 8086 serisi bilgisayarlardı. Bunların hızı 4.77 MHz , işlem yapılan hafızaları 512 Kb idi. Doğal olarak çok yavaş çalışmaktaydılar. Örneğin detaylı 2 boyutlu grafiğin oluşturulma süresi takriben 15 - 20 veya 30 dakika mertebesindeydi. Hafızanın küçük olmasından dolayı, bilgisayarlarda kullanılan yazılım (software) paketlerini üreten firmalarda bir çok yönden sınırlandırılmışlardı. Örneğin bugün birçok eğitim veya araştırma kurumları tarafından kullanılan grafik paketleri (Grapher, Surfer vs.) 512 Kb'de çalışmıyorlardı ve hafıza yetersizliği probleminin üstesinden gelmek için zahiri hafıza (Virtual Hard Disk) denen bir kartın (1 veya 2 MB) bilgisayara takılması gerekmekteydi. Ancak zahiri hafızasında hız ve bilginin işlendiği alan (10 MHz ve 2 MB ) avantajlarının yanında, en büyük dezavantajı , bilgisayar kapatıldığı an hafızada mevcut bulunan tüm bilgiler siliniyordu. Dolayısıyla bilgisayar kapatılmadan önce, tüm bilgiler 363 Kb'lik floppy diskete kopyalanmak mecburiyetindeydi.

1983 yılından günümüze kadar kişisel bilgisayarların hem donanım (hardware) hemde yazılım (software) konularında büyük gelişmeler meydana gelmiştir. 8086, 8088 mimarisini, tamamıyla yeni olan 80286, 80386 ve 80486 mimarisine dönüşmüş ve bunları enson olarak 80586 Pentium serisi takip etmiştir. 586 tabanlı bilgisayarlar mükemmel bir mimariye sahip olup, özellikleri bakımından önceki bilgisayarlar ile aralarında çığır açacak kadar farklılıklar mevcuttur. Örneğin 586 serisi Pentium mikroişlemcili bilgisayarların saat hızı (clock speed) 100 - 133 veya 150 MHz, işlem yapılabilen hafıza 16 - 32 - 64 MB' dir. Ayrıca çoklu ortam (Multimedia) ilavesi ile kişisel bilgisayara ses ve görüntü ilave edilmiştir. Dolayısıyla 586 serisi bilgisayarlar için yazılım üreten firmalar hemen hemen hiçbir sınırlama ile karşılaşmadıklarından, istedikleri yazılımı üretebilme imkanlarına kavuşmuşlardır ancak bu serbestlikten dolayı kullanılan eski floppy disketler ihtiva etikleri alan bakımından (363 Kb) son derece yetersiz kalmış ve piyasaya 1.2 MB'lık bilgi depolayan disketler ve enson olarak CD-ROM dediğimiz 500-600 MB kapasiteli üzerlerine yazılabilen veya sadece programlar ihtiva eden, üzerlerine yazı yazılamayan disketler ortaya çıkmıştır.

Bugün eğitim amacıyla matematikte, fizikte, kimya, biyoloji ve astronomide kullanılan bir çok CD-ROM mevcuttur. Örneğin Algebra I - II adı altında hazırlanmış olan matematik CD'sinde 1. ve 2. yarıyılıda okutulacak olan Cebir dersinin konuları tek tek anlatılmış, örnek çözümler verilmiş ve öğrencinin çözmesi istenen problemler ilave edilmiştir. Cebir dersinin CD'sinde dersinin istenilen herhangi bir konusunu seçmek mümkün olduğu gibi, 1. konudan başlamakta mümkündür. Ayrıca konu içine girildiğinde alt konulardan herhangi birini seçmekte mümkündür. Fizik bilim dalı için hazırlanmış CD-ROM'larda mevcuttur. Bunlar özellikle öğrenciler tarafından okunan ders kitaplarındaki konuları destekleyici mahiyette bilgileri içermektedir. En büyük eksikleri her hangi bir problemi hareketli olarak (simulation) çözebilmeleri mevcut değil. Fizikte simulation konusunda başarılı bir görünüm sergileyen (şuanda) yeğane yazılım "*Interactive Physics 2.5*" olup, mekanik ile ilgili konulardaki problemleri denklemleri doğruca yazdıktan sonra çözebildiği gibi problemde anlatılan konu aynen ekranda çizilebilmekte ve belirli bir zaman aralığında olayın meydana gelişini hareketli olarak ekranda izlenebilmektedir. Bu tür simülasyon yazılımlarında öğrenci her an programın

çalışmasına müdahale etmek durumundadır. Dolayısıyla etkileşimli (interactive) yazılım paketleri CD 'de değil disketlerde mevcuttur. Şuan eğitim amacıyla kullandığımız CD-ROM disketlerinin üzerlerine birşeyler yazmak mümkün değildir.

Astronomideki CD-ROM'lar, daha ziyade görsel amaca yönelik ve özellikle Güneş ve Ay tutulmalarını ihtiva eden renkli ve güzel görüntüler ihtiva etmektedir. Bununla birlikte aynı CD üzerinde astronominin popüler konuları ve açıklamaları mevcut olmakla birlikte, işlenen konular bilim adamlarından ziyade, astronomiye meraklı amatör kişilere hitap etmektedir. Bununla birlikte astronomide sadece bilim adamlarına hitap eden CD 'ler mevcuttur, bunlar henüz tam olarak incelenmemiş veya kısmen incelenmiş olan konulardaki bilgileri ihtiva eden CD 'lerdir ve her bilim adamının kullanımına, satın alınmak suretiyle açıktır.

486 veya 586 mimariye sahip bilgisayarların sahip olduğu hız ve bilginin işlendiği hafıza (RAM) 'nın büyümesi, doğal olarak eğitimcilere ve araştırmacılara yeni imkanlar sağlamıştır. Örneğin, Astronomide ve özellikle *Genel Astronomi* ana bilim dalında birçok problemin kapsamlı ve görsel olarak (resim ve grafik gösterim) çözümünün yapılabilmesine, hızlı bilgisayarlar yardımcı olmaktadır. Hem çözümü yapılabilecek, hemde grafik olarak 2 veya 3 boyutlu çözümleri elde edilebilecek sorulardan bazıları aşağıda belirtilmektedir.

- 1)  $\pm (0^\circ - 66^\circ 33')$  enlemleri (doğma ve batma'nın gerçekleştiği enlemler) arasında, yeryüzünde güneşin veya Ayın doğması veya batması (düzlemde topografik grafik şeklinde) incelenmesi. (Topografik gösterim için Melek Hamzaoğlu'nun "Genel Astronomide PC'ye Uygun Problem Çözümü" isimli çalışmasına bakınız).
- 2)  $\pm (0^\circ - 66^\circ 33')$  enlemleri arasında, gün uzunluklarının (topoğrafik grafik şeklinde) hesabı ve gösterilmesi.
- 3)  $\varphi < 90^\circ - |\delta|$  enlemlerinde akşam ve sabah tan vakitlerinin (Twilight) hesaplanması, düzlemde topografik (x,y,z) grafik olarak eşdeğerli eğrilerle gösterilmesi.
- 4) Güneşin koordinatlarının (genelde ekvatorial) herhangi bir yıl (1901 - 2000) için hesaplanması ve Miladi takvimin yapılması.
- 5) Ayın koordinatlarının (genelde ekvatorial) herhangi bir yıl (1901-2000) için hesaplanması ve Hicri takvimin yapımı.
- 6) Ayın görünürlüğünün  $\varphi < 90^\circ - |\delta|$  enlemleri için hesaplanması ve hicri ayların tayini.
- 7) Ayın yörünge düzleminin, ekliptik ile kesişmesinden kaynaklanan arakesitin, düğümler çizgisi'nin geriye doğru (retrograde motion) kayması ve bu kaymanın periyodunun (18.61 yıl) tayin edilmesi gibi problemler düşünülebilir.

Bu çalışmanın özetinde 7 numaralı problemin grafiksel çözümü kısaca anlatılmaktadır. Ayın yörüngesinin, ekliptik düzlemi ile arasında ortalama  $i = 5^\circ 08'$  lik açı ( $4^\circ 59' \leq i \leq 5^\circ 08'$ ) olması nedeniyle, birbiriyle kesişen bu iki yörünge düzleminin, ara kesiti (düğümler çizgisi - line of nodes) güneş sisteminin çekim (perturbation) etkilerinden dolayı sabit kalmayıp hareket etmektedir. Şekil-1a ve 1b'de

Güneşin ve Ay'ın izdüşüm düzlemleri (ekliptik ve Ay'ın yörüngesi) ve gök ekvatoru gösterilmektedir.  $\gamma$  noktası gök ekvatoru ve ekliptik düzlemlerinin keşişme noktalarından biridir. her iki şekilde, Ayın yörüngesi ile ekliptik düzleminin keşişği noktalar çıkış ve iniş düğüm noktaları (ascending and descending nodes) 'dır. İki düğüm noktasını birleştiren çizgi düğümler (line of nodes) çizgisidir. Ay'ın yörüngesi ile ekliptik arasındaki açı sabit olmayıp ortalama  $5^{\circ} 08'$  dir. Benzer şekilde gök ekvatoru ile ekliptik arasındaki açıda sabit değıldir ve ortalama  $23^{\circ} 27'$  dir. Ekliptiğın ortalama gerçek değıeri

$$\varepsilon = 23^{\circ}.452294 - 0^{\circ}.0130125T - 0^{\circ}.00000164T^2 + 0^{\circ}.000000503T^3$$

ve  $T = \frac{JD - 2415020.0}{36525.0}$  ifadesinden (JD söz konusu olan güne karşılık gelen Jülien gün değıeridir) bulunabilir.

Ay 29.53 günlük sinodal periyodu süresince yörüngesi üzerinde muhtelif noktalarda bulunmaktadır. Belirli bir günde Ayın pozisyonu göz önüne alındığında, ayın gök kvatoruna olan uzaklığı  $i + \varepsilon$  veya  $5^{\circ} 08' + 23^{\circ} 27' = 28^{\circ} 35'$  olacaktır. Bu ise ayın o anda gök ekvatoruna olan açısal uzaklığı yani dik açıklığı (declination) 'dır. Benzer şekilde ayın takriben 14 - 15 gün sonraki pozisyonunu göz önüne alındığında, ayın gök ekvatoruna olan açısal uzaklığı

$-i + (-\varepsilon) = -5^{\circ} 08' + (-23^{\circ} 27') = -28^{\circ} 35'$  olacaktır. O halde Ay'ın gök ekvatoruna olan açısal uzaklıkları, ay'ın deklinasyonu  $-28^{\circ} 35' \leq \delta_{Ay} \leq +28^{\circ} 35'$  değıerleri arasında olacaktır.

Önceden, düğümler çizgisi 'nin sabit olmadığını ve  $\gamma$  yönünde döndüğünü söylemiştik (Ay'ın yörüngesinin odağı en yakın olduğu perigee noktasıda sabit olmayıp hareketlidir. Perigee'nin hareketinin yönü, düğümler çizgisinin hareket yönünün aksi (prograde) yönündedir). Yukarıdaki anlatımımıza benzer şekilde düğümler çizgisinin birkaç yıl aradan sonraki pozisyonu yukarıdaki pozisyonundan farklı olacaktır. Böyle bir durum içinde  $i = 0^{\circ}$  olacak ve Ay'ın bu pozisyonuna karşılık gelen dikaçıklık  $-23^{\circ} 27' \leq \delta_{Ay} \leq +23^{\circ} 27'$  değıerleri arasında olacaktır. Eğer düğümler çizgisini döndürmeye devam edersek, birkaç yıllık aradan sonra yukarıda anlatılanlara benzer şekilde Ay'ın dikaçıklığı ( $\delta_{Ay}$ ) farklı fakat belirli değıerler arasında

$$-18^{\circ} 19' \leq \delta_{Ay} \leq +18^{\circ} 19' \text{ değışecektir.}$$

Ay'ın dik açıklığı ile ilgili olarak söylediklerimizi grafiksel olarak şekiller üzerinde gösterelim. Şekil -2'de sol üst köşedeki çizim, ayın deklinasyonunun 1976 yılındaki değıerlerinin grafiğidir. Görüldüğü gibi 1976 yılında ayın maximum ve minimum deklinasyonu takriben  $\mp 20^{\circ}$  değıerleri arasında değıişmektedir. İki yıl sonra düğümler çizgisi dönmüş olduğundan dolayı, 1978 yılı için hesap edilen  $\delta$  deklinasyon değıerlerinin yıllık değıişimi çizildiğinde, ayın maximum ve minimum  $\delta$  değıerleri takriben  $\mp 18^{\circ}$  değıerleri arasında değıişmektedir. Alt sağ şekle geçerseniz, ayın deklinasyonu 1982 yılı için hesaplanmış, grafikte maximum ve minimum  $\delta$  değıerlerinin takriben  $\mp 24^{\circ}$  olduğu görülmektedir. Benzer şekilde (alt-sol) 1985 yılına ait ayın koordinatları hesap edilir ve  $\delta$  'nın değıişimi çizilirse, deklinasyonun maximum ve minimum değıerlerinin takriben  $\mp 28^{\circ}$  değıerleri arasında değıiştiği görülmektedir. Sonuç olarak şekil 2'den, Ay'ın

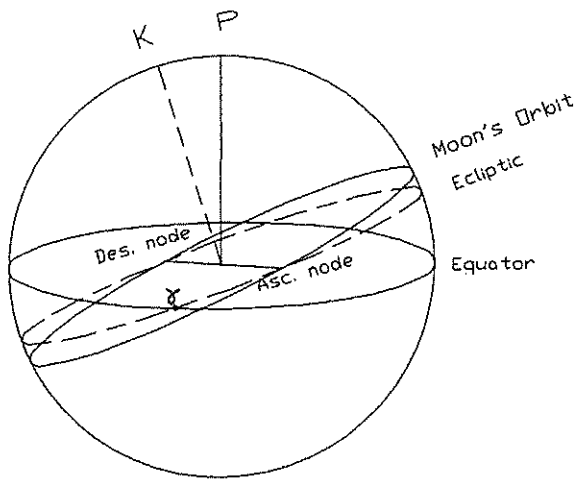
farklı yıllar için hesaplanan dikaçıklık max/min değerlerinin genlikleri (amplitude) değişmektedir. Max/min dikaçıklık genlik değişimleri şekil-3'de daha ayrıntılı olarak gösterilmektedir. Şekilde  $\delta_{\max/\min}$  değişiminin daha açık görülebilmesi için Ay'ın dikaçıklıkları 1975-80 , 1981 - 87 , 1988 - 94 ve 1995 - 2000 yılları için takriben 6'şar ardışık yıl arayla çizilmiştir. Dikaçıklıktaki genlik değişiminin düzenli olduğu görülmektedir.

Şekil-4'te  $\delta_{\max/\min}$  değerleri 100 ardışık yıllık (1901 - 2000) zaman aralığı için hesaplanmış ve grafiklenmiştir. Böyle bir gösterim şekli ancak yıllar sonra kişisel bilgisayarların sağlamış olduğu imkanlar sayesinde olmuştur. Bu nedendirki 10 yıl öncesine kadar yazılmış olan astronomi bilim dalına ait Küresel Astronomi kitaplarında Ay'ın düğümler çizgisinin sadece periyodu rakkamsal olarak verilmekte fakat görsel olarak hiç bir şekle rastlanmamaktadır.

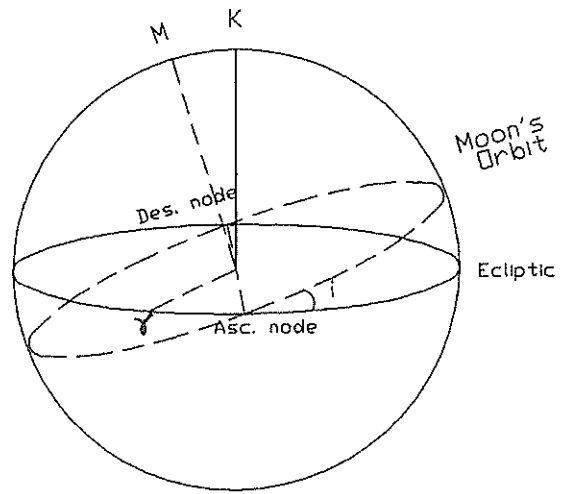
## SONUÇ

Ayın düğümler çigisi sabit degildir. Ayın yörüngesindeki en yakın (perigee) noktasının aksi yönünde (prograde) dönme hareketi yapmaktadır. Bu hareket kendisini Ay'ının ekvatoryal koordinatlarından  $\delta$  'nın maximum ve minimum değerlerinin düzenli ve periyodik olarak değişmesi şeklinde göstermektedir. Yapılan ve 1901-2000 yıllarını kapsayan 100 yıllık ardışık zaman dilimi içerisinde, düğümler çizgisi dönmesinin birkaç defa meydana geldiği şekil-4'den görülmektedir. Düğümler çizgisinin dönme periyodunun 6797.3 gün veya 18.6 yıl olduğu anlaşılmaktadır. Yine aynı şekilden, 1997-1998 yıllarında ayın maximum ve minimum deklinasyon değerlerinin takriben  $\mp 18^\circ$  olacağı görülmektedirki, bu tarihlerde ayın gece gökyüzünde kalış süresi, diğer yıllara kıyasla çok daha kısa olacaktır.

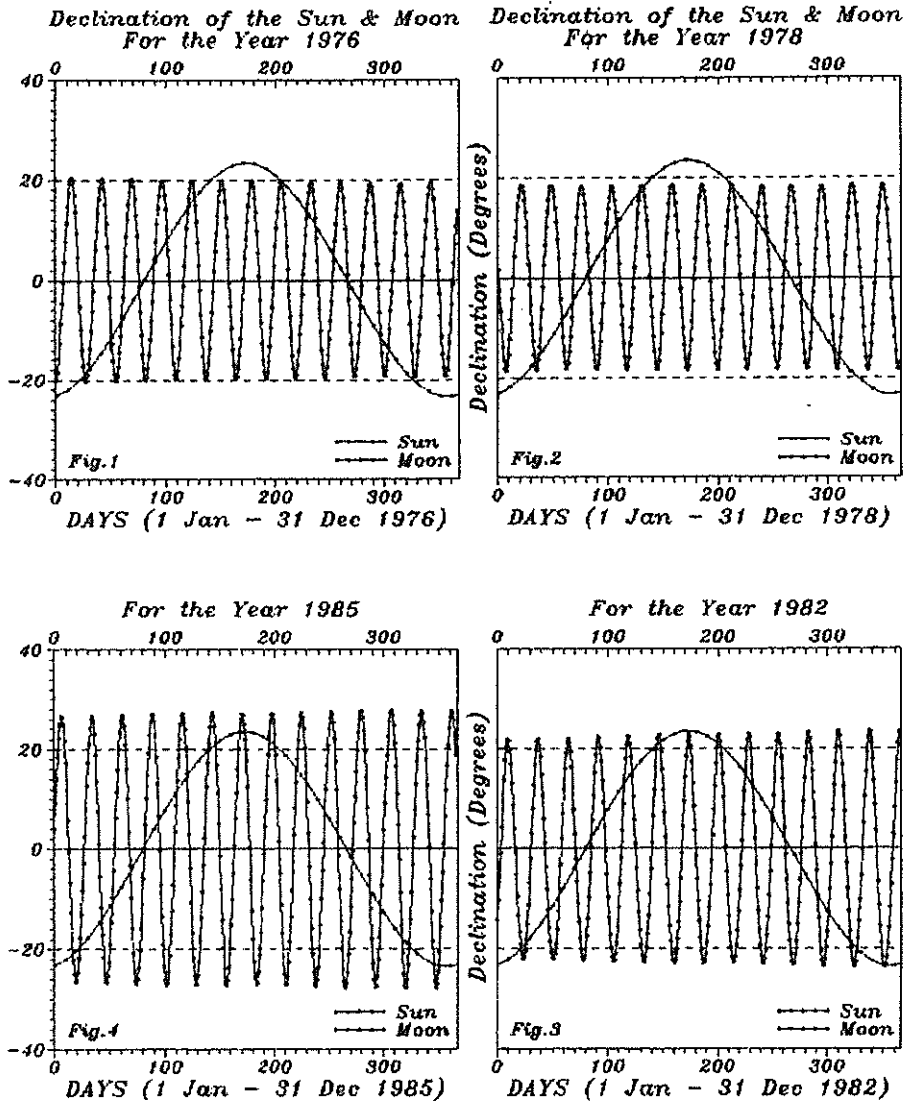




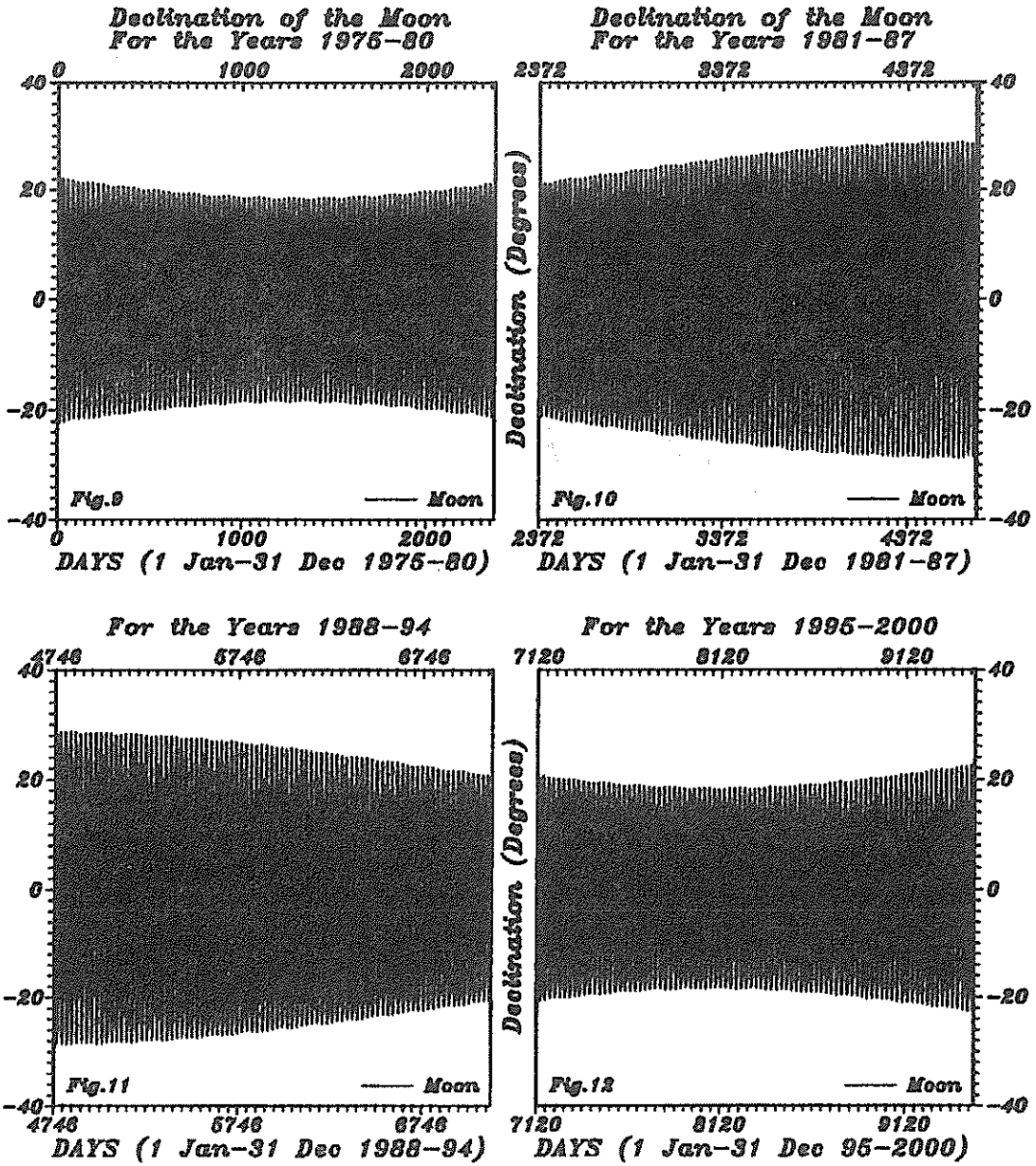
Sekil-1a



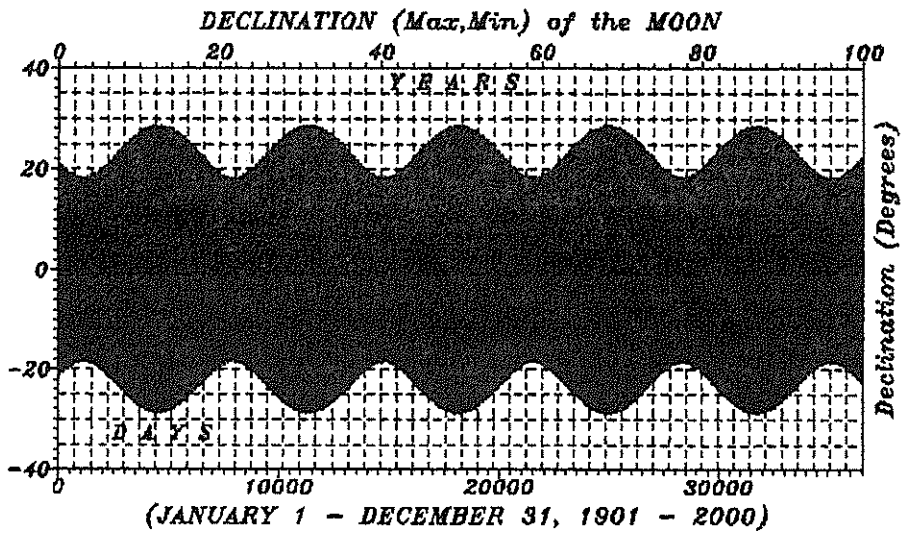
Sekil-1b



Şekil - 2



Şekil - 3



Şekil - 4

## GENEL ASTRONOMİDE PC'YE UYGUN PROBLEM ÇÖZÜMÜ

Melek Hamzaoğlu

Marmara Üniversitesi, Atatürk Eğitim Fakültesi  
Fizik Eğitimi Bölümü  
81040 Göztepe - İstanbul

PC yardımıyla Küresel Astronominin temel problemlerinden biri olan gündüz (day light) uzunluğu değişiminin, grafiksel olarak doğma ve batmanın gerçekleştiği enlemlerde  $(0^\circ \leq \varphi \leq \pm 66^\circ 33'$  veya  $\varphi < 90^\circ - |\delta|$ ), bir yıl boyunca nasıl değiştiğini göstereceğiz.

Güneşin batma anındaki saat açısı

$\cos H = -\tan \varphi \tan \delta$  dir. Burada  $\varphi$ , bulunduğunuz yerin coğrafik enlemini ve  $\delta$  ise güneşin dikaçıklığı (deklınasyonu) dur.

Gündüz uzunluğunun saat cinsinden ifade şekli

$$\text{Gün uzunluğu} = \cos^{-1}(-\tan \varphi \tan \delta) \frac{2}{15} \quad (1) \text{ dir.}$$

Bu formülde, atmosferin kırma etkisi göz önüne alınmadığı gibi sabah ve akşam tan vakitleri uzunluğuda doğrudan hesaplamalara katılmamıştır.

(1) ifadesinden yararlanarak elde edilen gündüz uzunluğunun değişimi aşağıdaki şekillerde sırasıyla gösterilmektedir..

Şekil 1a'da x eksenine güneşin  $\delta$ ' sının değerleri  $-23^\circ$  den  $+23^\circ$ ' e kadar birer derecelik aralıklarla (gerçekte  $-23^\circ 27' \leq \delta_{\text{Güneş}} \leq 23^\circ 27'$ ) ve y eksenine ise doğma ve batmanın gerçekleştiği enlemleri (kuzey)  $0^\circ$  den  $+66^\circ$  (gerçekte  $66^\circ 33'$ )' ye kadar birer derecelik aralıklarla yerleştirilmiştir. Dolayısıyla şekil 1a'da  $(2 \times 23)(66) = 3036$  birim kare vardır. Her bir birim karenin değeri 1 adet gündüz uzunluğuna karşılık gelmektedir.

Şekil 1b'de gündüz uzunluğunun saat cinsinden değişimi verilmektedir. Bu şekildeki gündüz uzunluğu eğrileri, aynı nümerik değerlere sahip gündüz uzunluğu noktalarının birleştirilmesinden elde edilmiştir. Bu işlemlerde "Surfer" Grafik Program Paketi kullanılmıştır.

Şekil 2, Şekil 1b'nin daha ayrıntılı olarak bizleri bilgilendirmesi için y eksenini belirli aralıklara bölünerek aynı grafik üç ayrı grafik olarak sunulmuştur. Bu gösterimin nedeni ise küçük enlemlerde ( $0^\circ - 21^\circ$ ) gündüz uzunlukları arasında fazla bir farklılığın göze çarpmadığı, orta enlemlere ( $22^\circ - 43^\circ$ ) doğru gidildikçe gündüz uzunlukları arasında farklılığın artmaya başladığı ve ( $44^\circ - 66^\circ$ ) enlemleri arasında ise bu farkın gittikçe büyüdüğü daha iyi görülmesidir.

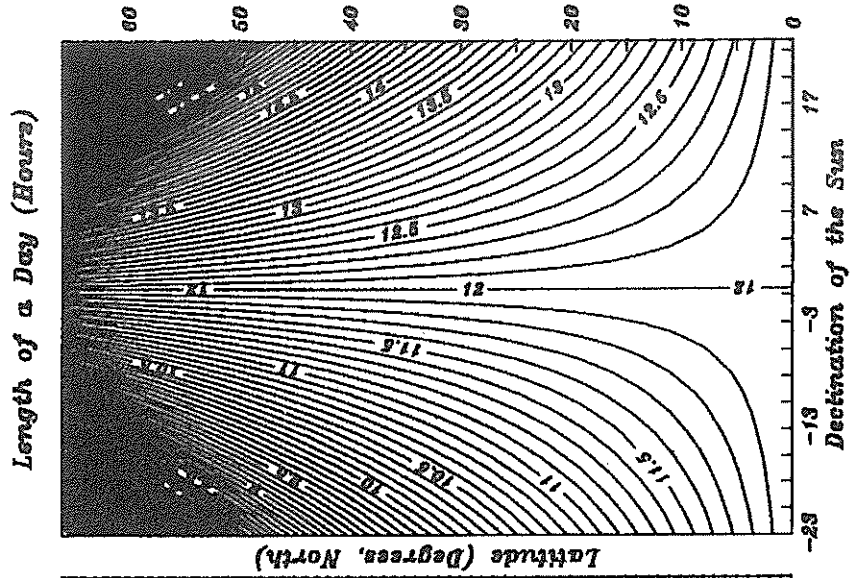
Ayrıca bu grafikte görülen önemli bir nokta ise  $\varphi$ ' nin değeri ne olursa olsun güneşin deklınasyonunun  $0^\circ$  olduğu günlerde (21 mart veya 23 eylül) gündüz uzunluğunun değerinin 12 saat oluşudur.

Şekil 3'de gündüz uzunluğu değerleri sabit deklinasyon değerleri için, enleme bağı olarak çizilmiştir. Kolaylık olması bakımından, deklinasyon değerleri 10'ar derece aralıkla ( $\delta = 0^\circ$  değeri özellikle gösterilmiştir) çizilmiştir. Alınan deklinasyon değerlerinin karşılığı olan günler sol üst köşede gösterilmektedir. Netice olarak bu grafik herhangi bir sabit  $\delta$  değeri (yılın herhangi bir günü) için gündüz uzunluğunun enleme bağı değişimini vermektedir.

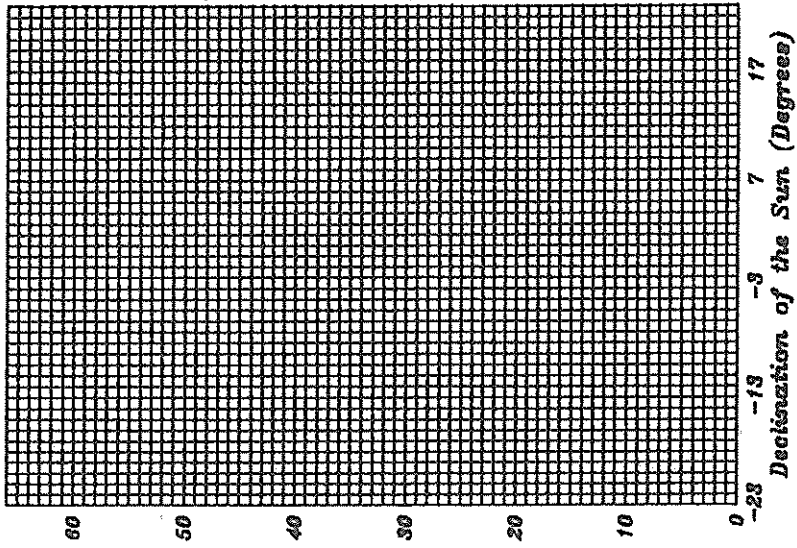
Şekil 4'de gün uzunluğu değerleri, sabit enlem değerleri için, deklinasyonun alabileceği değerlere karşı çizilmiştir. Deklinasyonların olduğu günler, denklinasyon paralelleri üzerinde gösterilmektedir. Şekil 4'den elde edilen sonuç ;  
Yılın herhangi bir gününde (örneğin  $\delta = -13^\circ$ , Şubat 15 veya Ekim 28) gündüz uzunlukları aynı anda farklı enlemler için (66, 60, 50, 40, 30, 20, 10 ve 0 derece) görülebilmektedir.

## SONUÇ

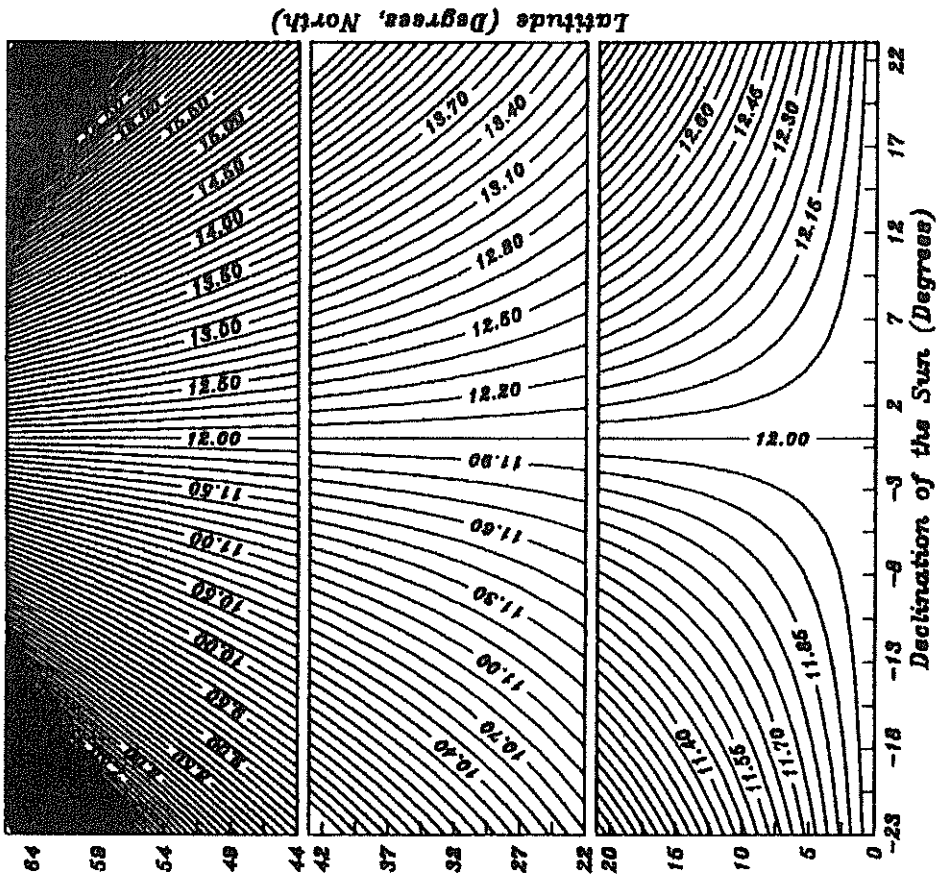
Kişisel bilgisayarlar ve bunlarla birlikte kullanılan grafik paketleri, Genel Astronomi ana bilim dalında Küresel Astronomi konularının daha iyi bir şekilde anlaşılabilmesi için gereklidirler. Bunların kullanımı öğrencilerin bu konuları daha ayrıntılı bir biçimde kavramalarına yardımcı olacaktır.



Şekil - 1b

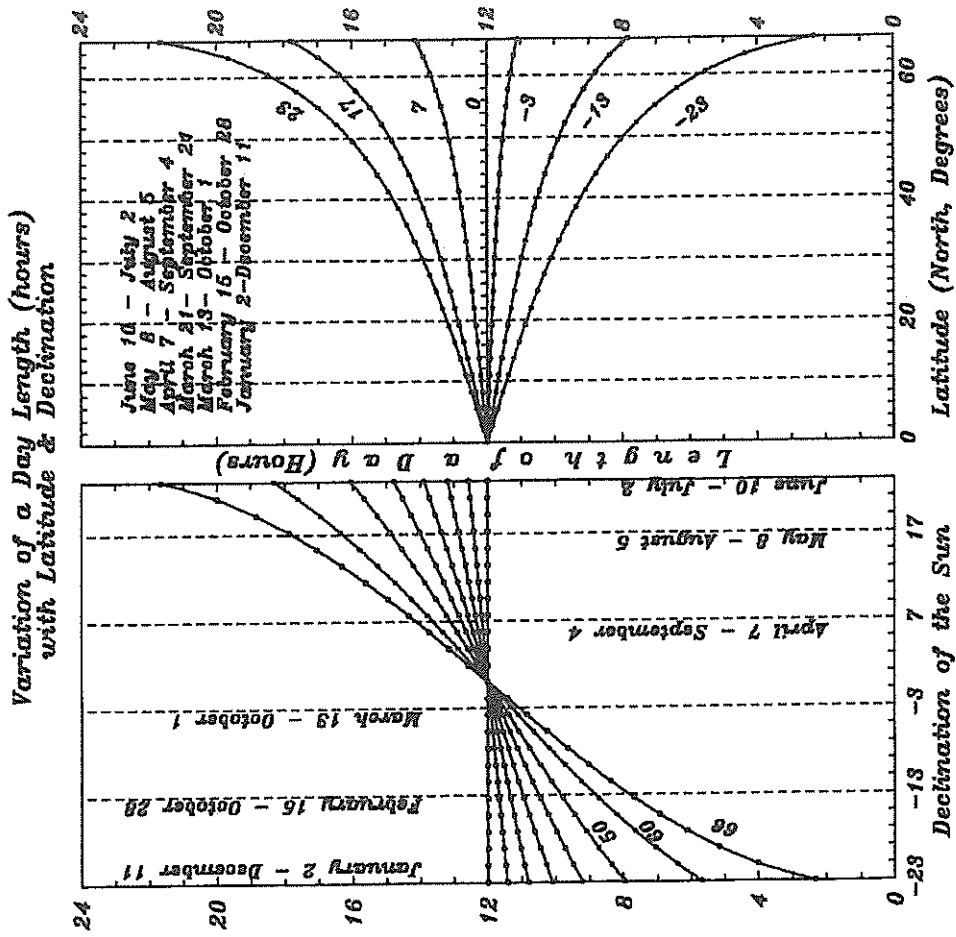


Şekil - 1a



Sekil - 2





Şekil - 3

Şekil - 4

X. Ulusal Astronomi Kongresi  
3 - 6 Eylül 1996, İstanbul

TÜRKİYE'DEKİ METEOR KRATERLERİNİN UYDU  
GÖRÜNTÜLERİNDE ARANMASI (\*)

M.Dağcı,<sup>1</sup>M.E.Özel,<sup>2</sup>; H.Yıldırım,<sup>2</sup>

1. Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü  
Bornova/İZMİR,e-mail:mdagci@bornova.ege.edu.tr
2. TÜBİTAK Marmara Araştırma Merkezi, Uzay Teknolojileri Bölümü  
P.K.21 41470 Gebze/Kocaeli,e-mail:ozel@yunus.mam.tubitak.gov.tr.

**ÖZET:**Bu çalışmada Türkiye'ye düşen meteorlara ait çarpma kraterlerinin LANDSAT uydu görüntülerinde aranması hedeflenmektedir. Çalışmada öncelikle Dünyada bilinen kraterlerin yersel jeolojik özellikleri ve kraterin son şeklini belirleyen etkenler ele alınmıştır. Çeşitli kayıtlarda elde edilen krater listelerinden bir istatistik çalışma yapılarak krater oluşum süreci hakkında bazı matematiksel modeller oluşturulmuş, meteor çarpma sıklığı, krater büyüklüğü gibi değişkenler ışığında Türkiye'de beklenebilecek krater sayısı ve büyüklüğünü belirlemede bu modeller kullanılmıştır. Doğrultuda MAM Uzaydan Algılama ve Görüntü İşleme Laboratuvarı (UZALGİL)'de tüm ülkeyi kapsayan mevcut LANDSAT-TM görüntülerinin bir bölümü Türkiye'de ilk kez bir meteor krater araştırması için kullanılmıştır. Bu tür görüntülerde krater belirlemede en önemli kriterler görüntülerde düzgün dairesel yapılar ve bu yapılar üzerinde daha sonra yapılacak yerinde incelemeler olarak düşünülmüştür. Burada ilk çalışmalarda ortaya çıkan bazı çarpma krateri adayları hakkında ilk bilgiler sunulmaktadır.

**Anahtar Kelimeler:** Meteorlar, çarpma kraterleri, meteor çalışmalarında uzaktan algılama

INVESTIGATIONS OF METEOR CRATERS IN TURKEY  
BY SATELLITE IMAGES

**SUMMARY:**The main aim of this study is to identify the impact craters created by the meteors with the aid of LANDSAT satellite images. First, morphological and geological features and other relevant criteria are discussed. A statistical study of crater properties obtained from various meteor crater data is also presented. A mathematical model of the known impact statistics is created to reveal the expected number of impact craters and their size distributions to be used in our search, considering the known impact record and distributions. Present work is the first of its kind in Turkey. The study is carried out at Marmara Research Center, Remote Sensing and Image Processing Laboratory. In determining an impact crater, the significant criterion assumed is its shape. Later, an in-situ inspection will be carried out. We will report on the crater candidates from our first visual inspections of selected images.

**Keywords:** Meteorites, terrestrial impact structures, remote sensing in meteorite research.

## 1. Giriş:

Dünyamız, başlangıçtan beri, meteor çarpmalarına sahne olmuş ve bunların önemli bölümü, karakteristik dairesel şekilleri ve jeolojik yapılardan farklı özellikleri nedeni ile ilgi alanı bulmuştur. Dünyamızın ve özellikle canlı hayatın tarihinde, çarpma kraterlerinin önemli bir yeri olduğu, paleontolojik kayıtlarda karşılaşılan 'türlerin geniş kapsamlı azalış ve/veya yok oluş' olaylarının bazı meteor çarpması olayları ile ilgisi olduğu üzerinde görüş birliği oluşmuştur. Bunun en iyi bilinen örneği, 65 Milyon önce yok olduğu jeolojik kayıtlardan anlaşılan dinazorların ortadan silinmesinin (ve memelilerin hakimiyet döneminin başlangıcının) o tarihte dünyaya çarpan büyük bir meteorla bağlantılı oluşudur.

Türkiye'ye de, uzaktan algılama uyduları ile belirlenebilecek özelliklerde kraterler oluşturacak meteorların düşmüş olması ve bunların izlerinin henüz silinmemiş olması beklenmelidir.

## 2. Bazı Tanımlar:

Önce, makalede kullanılacak ve henüz iyi yerleşmemiş durumdaki terminoloji özetlenecektir.

**Göktaşı(asteroid):** Güneş çevresinde eliptik yörüngelerde dolaşan (ve, bu yörüngeleri zaman zaman dünyamızla kesişebilen) küçük kütleli ve şekilsiz gök cisimleri

**Meteor:** Bu gök cisimlerinin yer atmosferine girmesi ve fiziksel etkileşimi ile yanarak gökyüzünde parlak bir iz bırakması olayıdır. Halk arasındaki "Yıldız Kayması" olayı genelde buna karşılık gelir.

**Meteoroid:** Atmosfer ile etkileşen meteorların yere ulaşmış olanlarına denir.

**(Meteor) çarpma krateri:** Meteoroidlerin yere çarpma açısı, hızı ve yeryüzü yapısına bağlı olarak yüzeyde oluşturduğu genellikle dairesel yapılar bu isimle anılır..

## 3. Çarpma kraterlerinin morfolojisi

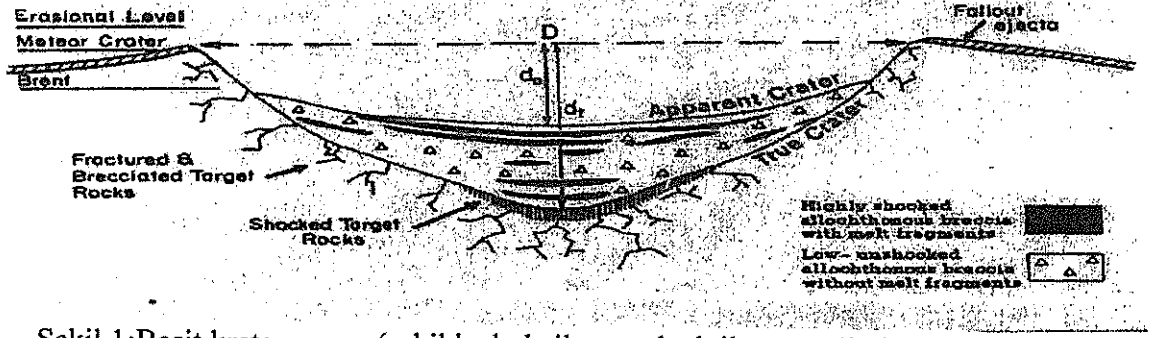
Kraterler büyüklük ve yapılarına göre iki ana gruba ayrılabilir. Basit Kraterler ve Karmaşık Kraterler.

**3.1. Basit Kraterler:** Çapı 10km'den küçük olan, basit bir çanak şeklindeki kraterlerdir. Şekil 1'de gösterilen yapıda, D krater genişliği -çap- olup; d, görünen ve t, gerçek krater derinlikleridir. Bu durumda, bunlar arasında;

$$d=0.13D^{1.06} \quad (1)$$

$$t=0.28D^{1.02} \quad (2)$$

şeklinde bağıntılar elde edilmektedir (Greeve, 1992). Formüllerdeki bütün boyutlar km cinsindedir.



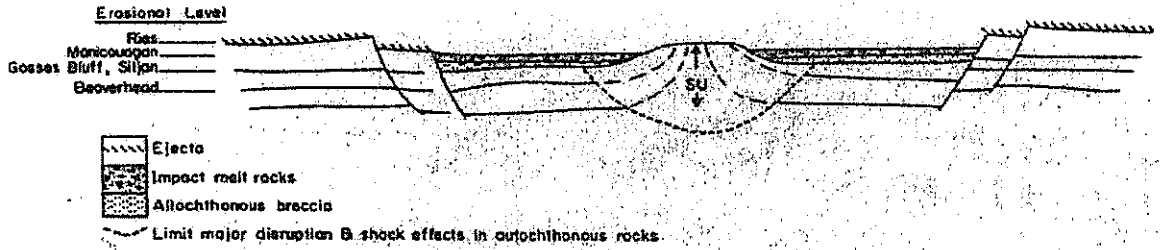
Şekil 1: Basit krater yapısı (şekilde d, da ile ve t de dt ile gösterilmiştir)

### 3.2 Karmaşık Kraterler

Çapı 10 km'den büyük ve merkezi kısımlarında çarpma anındaki şokun etkisiyle oluşmuş topografik bir yükselti bulunan kraterlerdir. Şekil 2'de merkezi yükselti (SU) ile gösterilmektedir. Biz bunu H ile göstereceğiz H ile çap, D arasında;

$$H=0.06 D^{1.1} \quad (3)$$

şeklinde ampirik bir bağıntı (Greeve, 1992) (boyutlar km cinsinden) verilmektedir.



Şekil 2. Karmaşık kraterlerde yapı profili (şekilde H, SU ile gösterilmiştir)

### 4.Çarpma Krateri Belirteçleri:

Bu belirtilerin, olasılık olarak (i) ispatlanmış, (ii) kuvvetle olası, (iii) zayıf olası şeklinde, ya da olarak, (ii) geniş dairesel yapı, (ii) krater oluşturmaksızın köşeli tortul çarpma oluşumları, (iii) çok küçük ( $D < 1 \text{ km}$ ) kraterler olmak üzere farklı temellerde sınıflanması mümkündür. Bunları belirlemede kullanılan en önemli kriterler şunlardır:

- Meteor çarpma gözlemlerinin tarihsel kayıtları.
- Meteorit parçaları arasında kökeni dünya dışı olan metal ve diğer parçaların varlığı.
- Metamorfik şok özellikler taşıyan ve yüksek basınçla değişim sergilenmesine sahip olan yapılar.
- Çarpma sonucu oluşan kayalar.
- Topografik özellikler.
- Tortullaşma temelinde oluşmuş anormallikler.
- Jeofiziksel kriterler, ki bunlar da tekrar şu alt sınıflara ayrılırlar :
  - Manyetik (M), gravitasyonel (G) ve elektriksel direnç (E) anormallikleri.
  - İkincil halkada görülen düşük gravitasyon ve düşük direnç anormalliği.
  - Karmaşık kraterlerde görülen merkezi gravitasyonel anormallikler.
  - Sismik normal tortullaşmış tabakaların varlığı

### 5. Uzaktan Algılamanın Krater Aramada Kullanılması

Uzaktan algılama, "arada hiç bir fiziksel temas olmaksızın yeryüzünün çeşitli araçlar (uçak,balon,uydu ) ile görüntülenmesi ve görüntülerden yeryüzü oluşumları ve kaynakları hakkında bilgiler elde edinilmesi tekniği"dir. Bu teknikle yeryüzünün 1000 km kadar yukarıdan uydulara yerleştirilmiş algılayıcılar yardımı ile görüntülenmesinden yararlanılarak meteor çarpmaları ile oluşan yapıları belirlemek ve bazen yapıların oluşum mekanizmasını ortaya çıkarmak mümkün olmaktadır. 1972'de yörüngeye yerleştirilen ilk ticari uzaktan algılama uydusu olan LANDSAT-1 'den bu yana uydu görüntülerinin analizi ile bir çok yeni krateri bulunmuş ve bilinenlerin de krater şekil ve özellikleri daha ince ayrıntılarla araştırılmıştır. Bu görüntüler özellikle dairesel yapıların bulunmasında, ilginç ve değişik tiplerdeki krater yapılarının mekanizmasını anlamamızda önemli ip uçları sağlamıştır.

Şimdiye kadar yapılan çalışmalarda, genç kraterlerin oluşturduğu yapıları incelemede radar ve çok bantlı optik/kızılötesi (IR) görüntüler kullanılmıştır. Bunların morfolojik dağılımları parametreleri belirlenmiştir. Ayrıca çarpma kraterleri için özellikler ve belirteçler belirlenmeye çalışılmış ve uygun sistemler oluşturulma çabaları süregelmiştir. Böylece daha önce gözden kaçmış yeni ve önemli bir dizi krater ortaya çıkarılmış, krater oluş sıklığı ve büyüklüğü ile ilgili istatistikler önemli ölçüde iyileştirilmiştir. Bu sınıftan bazı kraterlerin belirlenmesinde kullanılan uydu görüntüleri ve diğer bazı parametreler Tablo 1'de özetlenmektedir (Garvin,1992).

**TABLO 1: Uzaktan Algılama yardımı ile bulunmuş önemli kraterler**

KRATER	YER	ÇAP(KM)	YAŞ(Ma)	GÖRÜNTÜ
Zhamanshin	Kazakistan	14	0.87	TM,XS,SRL,DEM
Bosumtwi	Gana	10.5	1.03	XS
Elgygytgyn	Sibirya	18	3.75	XS,Seasat,DEM
Bigach	Kazakistan	7	6	XS,DEM
Iturralde	Bolivya	8	<0.020	TM,XS
Lonar	Hindistan	1.8	0.05	XS
New Quebec	Canada	3.4	1.4	XS,ERS-1
Goat Paddock	Avustralya	5.1	<50	TM,LFC
Kara-Kul	Tajikistan	52	<25	XS
Barringer	Arizona USA	1.2	0.049	TM,Seasat,air
Roter Kamm	Namibya	2.5	3.7	TM,SRL
Wolfe Greek	Avustralya	0.875	<0.3	SRL,LFC

### 6. Krater Oluşumlarının Matematiksel Modellemesi

Literatürden kesin olarak bilinen kraterlerin listeleri kullanılarak onların yaş-sayı, yaş birikimli (cumulative)sayı, çap-toplam krater sayısı arasında çeşitli ilişkiler oluşturulmuştur. Bunlardan çap-birikimli sayı grafiği çalışmamız açısından önemli ipuçları taşımaktadır.

Literatür çalışmaları belli çapın altındaki kraterlerin dünyamız ortalama erozyon hızına bağlı olarak kaba bir yaklaşım ile 1000 yılda 1cm'lik aşınma/dolma (  $v_e$  1cm/1000 yıl) hızı ile yokolmaktadır. Bu durumda Şekil 6.a'da verilen log (çap, D)-log (birikimli sayı(N > D)) grafiğince aşınma nedeni ile 10 km'nin altındaki kraterlerin erozyondan bozulmuş olabileceğini ve 150 km'de büyüklerin ise şimdiye kadar farkedilmesi gerektiği dikkate alınır; doğrusal bir değişim gösteren 100 km-150 km arası incelendiğinde, Şekil 6.b'de görüldüğü gibi, bir doğru elde edilir. Bu doğru;

$$\log (N > D) \propto a \log D \quad (4)$$

şeklinde ifade edilirse, bağıntı

$$N = kD^a \quad (6)$$

şeklini alır. Şekilden, doğrunun eğimi  $a = -1.06$  ve orantı katsayısı  $k = 802$  olarak bulunur. Sonuçta denklem;

$$N(D) = 802 D^{-1.06} \quad (7)$$

olarak elde edilebilir. Burada D krater çapı (km cinsinden) ve N (<D), çapı D'den küçük kraterlerin sayısı olup bu uyumun regresyon katsayısı  $R^2 = 0.994$  olarak elde edilmiştir. Diğer yararlı ve anlamlı bir istatistik, çeşitli yollarla elde edilen krater yaşları T (Greve 1992, Garvin, 1992) ile ilgilidir. Buna göre Şekil 3a'da özetlenen yaş(t) -sayı(N) arasındaki bağıntı;

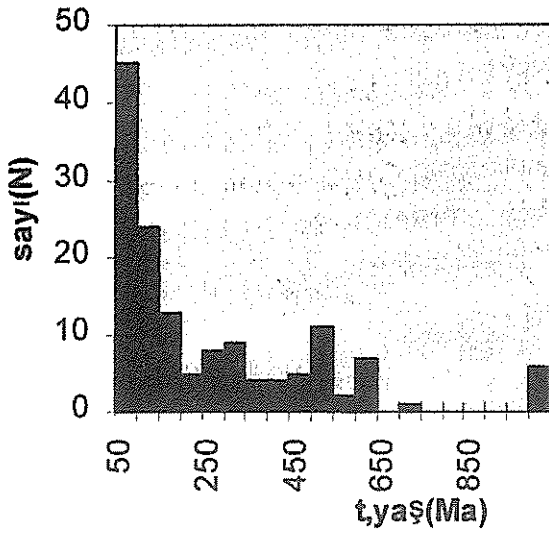
$$N = -13.4 \ln (T) + 86.3 \quad (8)$$

şeklinde ve regresyon katsayısı daha düşüktür:  $R^2 = 0.77$ . (8) nolu denklemin grafiği Şekil 3b'de gösterilmiştir.

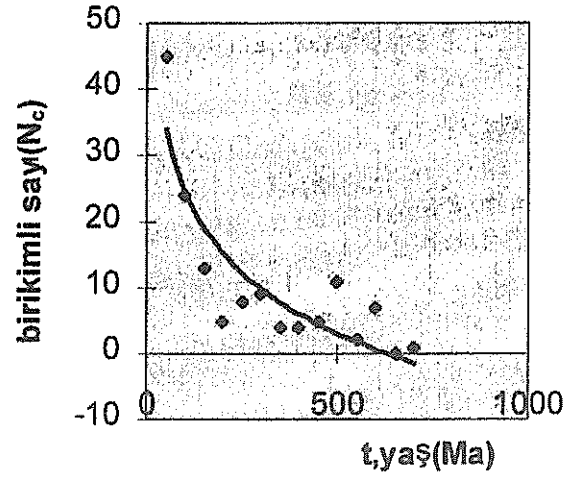
Bunlara ek olarak, birikimli sayımlarla oluşturulan grafik Şekil 4a'da gösterilmiş olup, doğrusal bağıntı gösteren, yaşları 100-600 milyon yıl arasında olanların oluşturduğu bölümün denklemi;

$$N (>t) = 0.14 t + 62 \quad (9)$$

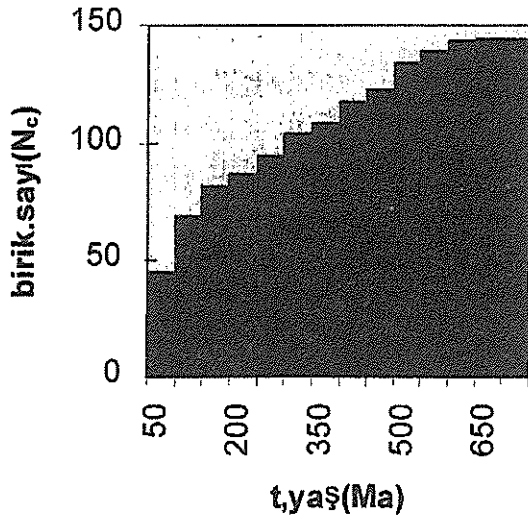
şeklinde ifade edilebilir ve burada  $R^2 = 0.99$ 'dur. Denkleme uygun lineer doğru Şekil 4.b'de gösterilmiştir. Burada t'nin birimi milyon yıl olup, literatürde Ma (million annum) ile kısaltılır.



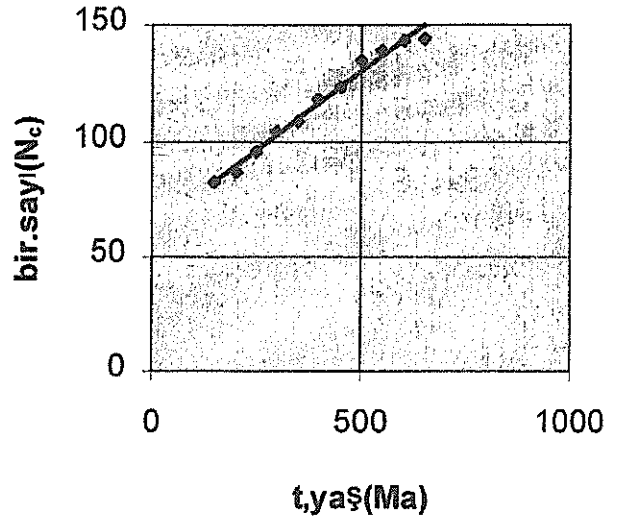
Şekil 3.a.



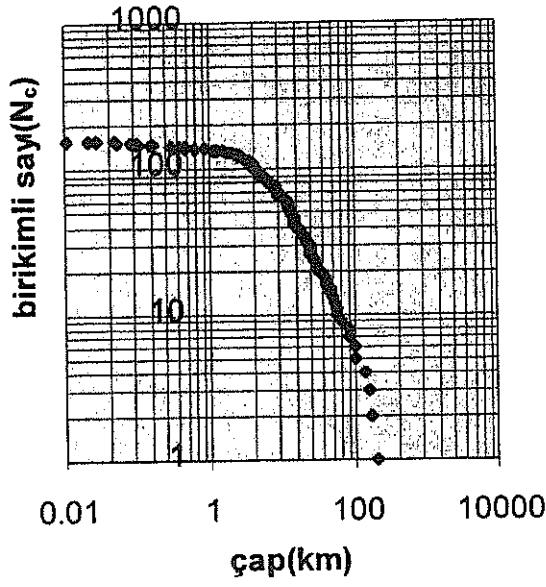
Şekil 3.b.



Şekil 4.a

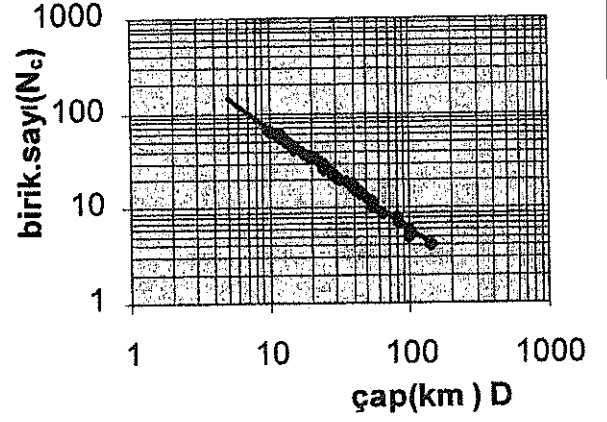


Şekil 4.b



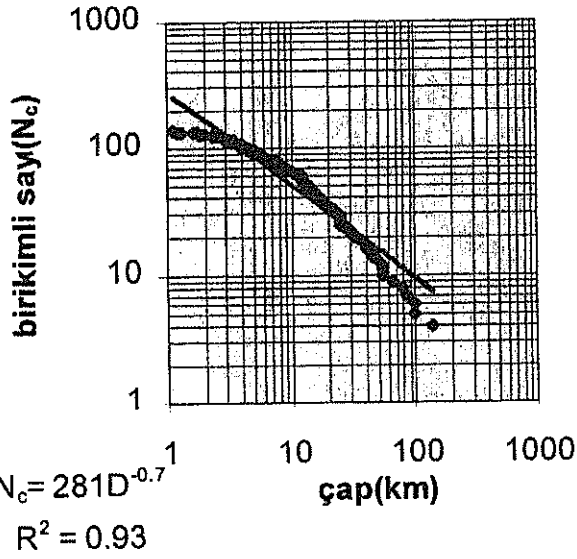
Şekil 5.a

çap, D:  
10 km-150 km arası

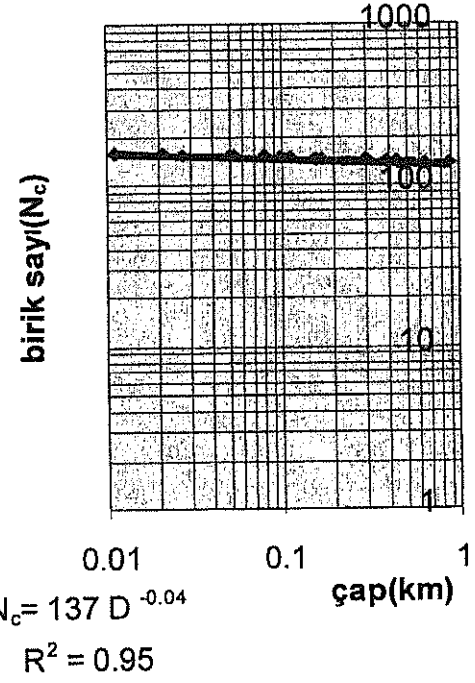


Şekil 5.b

1 km-140 km arası



Şekil 6.a



Şekil 6.b



## 7. Türkiyede Beklenen Krater Sayısı ve Büyüklüğü

Türkiye'ye düşebilecek ve eldeki görüntüler ile bulunabilecek ortalama krater sayısı ve büyüklüğü yeryüzüne ait ortalama büyüklük ve sıklık modellerinden hesaplanabilir. Bu amaçla şu noktalar dikkate alınmıştır. Çarpma krateri sadece karalarda gözlenebileceğine göre Dünya karalarının alanı olarak yaklaşık  $4\pi R^2/4$  ( $R=6370\text{km}$ , Dünya yarıçapı) alınarak işe başlanabilir. Diğer yandan krater istatistiği için kullanılan alanlar karaların yaklaşık yarısını oluşturmakta, Türkiye'nin alanı da bunun 1/80 ine eşit çıkmaktadır. O halde (8)nolu denklemde  $N=80$  alırsak, ortalamada Türkiye büyüklüğünde bir alanda en büyük hangi çapta en az bir tane krater olması gerektiğini hesaplayabiliriz:

$$80=802 D^{-1.06} \Rightarrow D=8.8 \text{ km.} \quad (10)$$

Kaba bir yaklaşımla Türkiye'de çapı 9 km veya daha küçük en az bir krater beklenebilir. Bu çap için ilk derinlik (2) nolu denklemde  $t=2\text{km}$  ve görünür derinlikte, (1) nolu denklemde  $d=1\text{km}$  çıkar. Literatürde verilen erozyon hızı  $v=dd/dt=1\text{cm}/1000$  yıl kullanılırsa, 1km görünür derinlikli bir krater yaklaşık 1 milyon yılda dolacaktır. Bu kraterin yaşı, krater derinliği ölçülerek bulunabilir. Hiç bir krater bulunamazsa, son 1 milyon yıldır, büyük bir çarpmaya uğramadığımız ortaya çıkacaktır.

## 8. Türkiye'ye Düşen Meteorit ve Kraterlere Ait Kayıtlar

Bu konuda ilk modern ve kayıtlı çalışma 1965'lerde zamanın Ege Üniversitesi Rasathanesi (EÜR) Kurucusu ve Müdürü Abdullah Kızılırmak tarafından gerçekleştirilmiştir. Prof.Kızılırmak 1961 yılında Ankara-Sivrihisar yakınlarına düşen "Kayakent Demirli Göktaşı"ni ele alarak bu konuda ülkemizde bizce bilinen ilk bilimsel çalışmayı gerçekleştirmiştir. Aslında bundan daha önce 1955 yılında Ankara Üniversitesinden Prof.E.A. Kreiken ve 1956 yılında ise Rümeyza Süslü tarafından, yer ötesi madde örneği olarak, yeryüzüne düşen demir tozu parçacıklarının sayımı yapılmıştır, EÜR'deki çalışmaları 1966 yılında Dieter Heymann'ın "Bursa ve Çanakkale Meteoritlerindeki asal gaz izotopları" adlı çalışma izlemektedir. Ege'deki çalışmalardan uzun süre sonra, 1981 yılında Ağrı sınırları içinde Akyumak mevkiinde bulunan yaklaşık 18kg ağırlığında demir meteorit olayı vardır. Bu meteor 8.Kolordu Komutanlığı tarafından Fırat Üniversitesine bağışlanmış, 1984 yılında Akyumak Meteoriti üzerinde U. Kaynak tarafından bir tez çalışması yapıldığını bildiren bir kaynakçaya rastlanmıştır (Çolakoğlu ve ark., 1988).

1989'da ise M.Emin Özel, Çukurova Üniversitesi Uzay Bilimleri Araştırma Merkezi (UZAYMER)'de Üniversite'nin Araştırma Fonundan desteklenen "Türkiye'ye düşen göktaşı, meteor ve benzeri gök olaylarının yerinde incelenmesi" projesi ile ülkemizdeki meteor çalışmalarını tekrar başlatmıştır. Aynı yıl Sivas-Şeyh Halil Köyü yakınlarına düşen meteora ait bilgilerin toplanması ve Türkiye'deki mevcut meteor arşivleri ((MTA, EÜR, MAM, UZAYMER) hakkındaki bilgiler, bu projenin sağladığı birikimler olmaktadır. Daha sonra 1995 yılında TÜBİTAK'ça kuruma bağlı araştırma kurumlarında Tez Destekleme Programı (TDP) başlatılmış ve "Türkiye'deki meteor kraterlerinin uzaktan algılama yöntemleri ile uydu görüntülerinde aranması" önerisi TÜBİTAK Başkanlığınca kabul edilerek çalışmaların tekrar sürdürülmesi sağlanmıştır.

Ağustos 1996 içinde Antartika'da bulunan ve ilk yer ötesi hayat izleri taşıyan Mars Meteoru, dünya dışı maddenin elimizdeki örnekleri olan meteor çalışmalarına olan önemi tekrar güncelleştirmiş ve artırmıştır. Türkiye'de İkinci Dünya Savaşı sonrası başlayan meteor kayıtları, Tablo 2' de özetlenmektedir.

TABLO 2:Türkiye’de bilinen meteor kayıtları özeti

Krater	Düşme	Bulunma	Çap(m)	Derinlik(m)	Ağırlık(kg)	Yaş(Ma)	Mete.yeri
Kayakent	1961	1961	2	0.3	85	425(1)	Ege Üniv.
Bursa	1948	1948	-		25	2(2)	Ege Üniv.
Çanakkale	1964	1964	-		4	9(3)	Ege Üniv.
Sivas	1989	1989	0.8	0.2	40		M.T.A.
Akyumak	1981	1981			18		Fırat Üniv.

### 9. Uydu Görüntülerinde Meteor Krateri İzleri

Adı geçen TÜBİTAK TDP çerçevesindeki çalışmalar 1 Temmuz 1996’da MAM’da başlatılmıştır. Bu çalışmada ilk elde yapılan literatür toplamaya paralel olarak, MAM Uzay Teknolojileri Bölümündeki UZALGİL görüntü işleme sistemi ve LANDSAT TM Türkiye arşivi kullanılarak öğrenilmiş, daha sonra, yakından incelenen ilk meteor alanı Kayakent Meteoruna öncelik verilerek bölge görüntüleri ele alınmıştır. Görüntülerin çözünürlüğü  $30 \times 30 \text{ m}^2$  /piksel olduğu için, Kayakent için rapor edilen krateri farketmek beklenmemekteydi. Ancak; yeri en iyi bilinen bu meteor bölgesinin incelenmesinin anlamlı bir başlangıç oluşturabileceği düşünülmüştür.

20 Ekim 1984 tarihli LANDSAT TM görüntüsü yakın incelemeye alındığında, adı geçen meteorla ilgisi olmamakla birlikte, Afyon-Emirdağ ile Konya-Cihanbeyli arasında bir bölgede iki dairesel yapı göze çarpmıştır. 1/100 bin ölçekli MAM’da mevcut yöre haritasında bunlardan küçük olan yapı “çukur” olarak, büyük olan ise “taşlık” olarak gösterilmektedir. TM görüntüsünün 5.ban görüntüsü Şekil 7’de verilmiştir. Dairesel yapıların görüntüden belirlenen çapları sırası ile 370 ve 650 m’dir. Resimde ayrıca ilginç 3. bir yapı olarak, büyük dairenin sağındaki eşmerkezli iki daire parçası göze çarpmaktadır.

Şekil 7’deki yapıların jeolojik kökenli olması önemli bir olasılıktır. Merkezi - yapılı eşmerkezli daire parçalarının oluşturduğu 3. yapının ne olduğunu tahmin daha zordur. Çalışmaların ileri bir evresinde, daha fazla sayıda aday yapının yerinde incelenmesi, UZALGİL’deki Global Konum Belirleme (GPS) aracı ile konumlarının saptanması ve gerekirse jeolojik inceleme yapılması önümüzdeki dönemde gerçekleştirilecek çalışmalardır.

Ele alınan ilk görüntünün bu kadar çok ipuçları taşıması Türkiye tamamının mutlaka ilginç ve yeni sonuçlar vereceği hakkındaki umutlarımızı artırmıştır.

**Teşekkür:** Bu çalışmamızda görüntü analizi çalışmalarındaki ve yorumlamadaki yardımları nedeni ile MAM Uzay Teknolojileri Bölümü elemanlarına ve TÜBİTAK Tez Destekleme Programına teşekkür ederiz.



Şekil 7. Kayakent bölgesine ait LANDSAT -TM 5. bant görüntüsü.

#### KAYNAKLAR

1. Kızılırmak, A., (1969)., Kayakent Demirli Göktaşı, Ege Üniv. Fen Fak. İlmî Raporlar serisi . No:68. Astronomi No:7
2. Heymann, D., (1966), "Bursa ve Çanakkale meteoritlerindeki asal gaz izotopları", Ege Üniv. Fen Fak. İlmî Raporlar serisi, No:28, Astronomi no:5.
3. "Şeyh Halil Köyü Göktaşı", (Kasım 1989), MTA Haberleri bülteni, yıl 27, Sayı:6.
4. Çolakoğlu, K.; Ceylan, M.; "An iron meteorite from Akyumak ", (1988) , Meteoritics, 23, 371-372
5. Greeve, R.A.F. and Pesonen, L.J. (1992), Tectonophysics, 216, 1-30
6. Henkel, H. and Pesonen, L.J., (1992), Tectonophysics, 216, 31-40
7. Garvin, J.B.; Schnetzler, C.C. and Greeve, R.A.F. (1992), Tectonophysics, 216, 45-62
8. Garvin, J.B.; Greeve, R.A.F. and Schnetzler, C.C. (1995), Meteoritics, 30. No:5-509
9. Greeve, R.A.F. (1991), Meteoritics, 26, 175-194
10. Mchone, J.F.; Blumbers, D.G.; Greeley, R. and Underwood Jr, J.R. (1995), Meteoritics; 30. No:5, 543
11. Greeve, R.A.F.; Rupert, J.; Theriault, A. (1995), GSA, 5, No:10, 194-196

## 1933-1958 YILLARI ARASINDA İSTANBUL ÜNİVERSİTESİ FEN FAKÜLTESİNDE GÖREV YAPAN YABANCI ASTRONOMİ HOCALARI

Sevtaþ İSHAKOĞLU  
İstanbul Üniversitesi Edebiyat Fakültesi  
Bilim Tarihi Bölümü  
34459 Beyazıt,  
İstanbul, Türkiye

### ÖZET

Türk üniversitelerinde astronomi eğitimi ilk defa kuruluşu 1900'e dayanan İstanbul Dârülfünûnu Fen Fakültesi'nde yapılmaya başlanmıştır. Bu eğitim 1933 yılına kadar Kandilli Rasathanesi'nin (kuruluşu 1911) müdürü olan müderris Fatin Gökmen tarafından yürütülmüştür. 1933 Üniversite Reformu ile gerçekleştirilen tasfiyeden sonra Fatin Hoca'nın Fen Fakültesi'ndeki görevine son verilmiş ve Astronomi kürsüsünün kadrosu yeniden oluşturulmuştur.

Bu reformdan sonra İstanbul Üniversitesi Fen Fakültesi astronomi kürsüsü 1933-1958 yılları arasında 4 yabancı öğretim üyesi tarafından idare edilmiştir. Bunlar; Freundlich, Rosenberg, Royds ve Gleissberg'dir. Bugünkü İ.Ü. Astronomi Bölümü Rasathanesi'ni kurup çalışır hale getiren Freundlich 1937'de Türkiye'den ayrılmıştır. Kürsü'nün yönetimi 1938-40 yılları arasında Rosenberg, 1940-42 yılları arasında Gleissberg, 1942-47 yılları arasında Royds ve 1947- 58 yılları arasında yine Gleissberg tarafından sürdürülmüştür. Bundan sonra İstanbul Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi Kürsüsü'nün yönetimi Türk öğretim üyeleri tarafından yapılmıştır.

Anahtar Kelimeler: Astronomi, İstanbul Üniversitesi, Biyografi, Eğitim

### FOREIGN ASTRONOMY SCHOLARS TEACHING AT ISTANBUL UNIVERSITY, FACULTY OF SCIENCE BETWEEN 1933-1958

### SUMMARY

The teaching of astronomy in Turkish universities started at the İstanbul Dârülfünûn, Faculty of Science that was founded in 1900. The education was conducted until 1933 by Fatin Gökmen, founder and director of the Kandilli Observatory. After the elimination process which came along with the university reform of 1933, Fatin Gökmen was dismissed and the teaching staff of the astronomy chair was reformed. Between 1933-58, İstanbul University Faculty of Science, Chair of Astronomy was directed by four foreign scholars. These were Freundlich, Rosenberg, Royds and Gleissberg. Freundlich, founder of the İstanbul University Astronomy Observatory, left Turkey in 1937. The chair was directed by Gleissberg from 1940 to 1942; by Royds from 1942 to 1947; and finally again by Gleissberg from 1947 to 1958. After this date, it was administered by Turkish scholars.

Key Words: Astronomy, University of İstanbul, Biography Education.

## 1933-1958 Yılları Arasında İstanbul Üniversitesi Fen Fakültesi'nde Görev Yapan Yabancı Astronomi Hocaları

Türk üniversitelerinde astronomi eğitimi ilk defa kuruluşu 1900'e dayanan İstanbul Dârülfünûnu Fen Fakültesi'nde yapılmaya başlanmıştır. Bu eğitim 1933 yılına kadar şu anda içinde bulunduğumuz Kandilli Rasathanesi'nin (kuruluşu 1911) müdürü olan müderris Fatin Gökmen tarafından yürütülmüştür. Fatin Hoca'nın "İlm-i Heyet" adı altında Matematik öğrencilerine okutulan bu dersin muhtevası "Küresel Astronomi" idi. 1933 Üniversite Reformu ile gerçekleştirilen tasfiyeden sonra Fatin Hoca'nın Fen Fakültesi'ndeki görevine son verilmiş ancak Kandilli Rasathanesi Müdürlüğü devam etmiştir.

Yapılan bu tasfiyeden sonra Astronomi kürsüsünün öğretim kadrosu yeniden oluşturulmuştur. Bu kadro büyük ölçüde yabancı öğretim üyelerinden meydana gelmiştir. Üniversite reformunun yapıldığı 1933 yılından 1958 yılına kadar astronomi kürsüsü yabancı öğretim üeleri tarafından yönetilmiştir. 1958 yılında son yabancı hoca olan Gleissberg'in de ayrılışını müteakip kürsünün yönetimi tamamen Türk öğretim üelerine geçmiştir.

1933-58 yılları arasında Astronomi Kürsüsüne direktör olarak 4 yabancı hoca tayin edilmiştir. Bu bildiriye, bu hocaların dönemlerinde Astronomi Kürsüsü'nde yapılan çalışmalar ile bu hocaların biyografileri sunulmaya çalışılacaktır. Reform hazırlıkları sırasında önce Astronomi öğretimi için Berlin-Postdam'da Einstein Enstitüsü'nün direktörü ve Berlin Astrofizik Rasathanesi'nde profesör olan Dr.Erwin Finlay Freundlich ile temasa geçilmiştir. Profesör Freundlich, 1933- 1934 ders yılı başında İstanbul Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi Enstitüsü'nün ve Kandilli Rasathanesi'nin direktörü olarak Ordünaryus Profesör pâyesi ile davet edilmiştir. Ancak daha sonra Kandilli Rasathanesi üniversite dışında bırakılarak Fatin Hoca'nın direktörlüğüne verilmiş, Astronomi Enstitüsü için de üniversite merkez binası bahçesinde küçük bir rasathane inşa edilerek idaresi Prof. Freundlich'e verilmiştir.

29 Mayıs 1885'te Almanya'da doğan Freundlich, Göttingen Üniversitesi'nden 1910'da mezun olduktan sonra ünlü matematikçi Felix Klein'in yanında doktorasını yapmıştır.Einstein Kulesi diye anılan Einstein Enstitüsü'nü 1924'te kurmuş ve on yıl müdürlüğünü yapmıştır. 1933'te Nazi iktidarından kaçan bir çok bilim adamı gibi ülkesini terk ederek davet üzerine Türkiye'ye gelmiştir.

Zor şartlar altında bugünkü Astronomi bölümünün temel taşlarını koyan ve ona bugünkü ruhu ve çalışma temposunu aşıl原因an Prof.Freundlich'tir. Freundlich'e birisi çok kısa süreli olmak üzere 3 yabancı ilmi yardımcı verilmiştir. Bunlar, Breslau Rasathanesinde asistan iken Alman ırkından olmadığı için işine son verilen Dr.Gleissberg, 1 Şubat 1934'de gelen ve 31 Aralık 1935'de ayrılan L.Borscheim ve 1.7.1934'de gelen ve 5 yıllık mukavelesinin sonunda 30 Haziran 1939'da ayrılarak Orman Fakültesi'ne geçen İsviçreli E.Weber'dir. Ord.Prof.Dr.Freundlich, geldiği andan itibaren yeni rasathanenin ve astronomi kürsüsünün gelişmesi için çalışmalarına başlamıştır. Şahsi dostluklarına dayanarak, muhtelif dünya rasathanelerinden kütüphanelerindeki dergilerin mükerrer sayılarını isteyerek bir kütüphane kurmaya başlamış ve gene onun aracılığı ile enstitüye İngiltere'den 10 cm'lik bir ayaklı dürbün ve bir pasaj aleti hediye edilmiştir. İki kronometre de, Prof. Freundlich'e bir dostluk ifadesi olarak değerinden düşük bir fiyatla Greenwich Rasathanesi tarafından verilmiştir. Yine Prof. Freundlich'in aracılığı ile 1934'de Almanya'da Zeiss firmasına ısmarlanan astrograf 1936'da Trieste üzerinden gemi ile 12 sandık halinde İstanbul Limanı'na gelmiş ve 1936 yılının sonbaharında yeni binadaki kubbeye yerleştirilmiş, böylece Astronomi Enstitüsü 1936-1937 ders yılından itibaren, Üniversite Merkez Binası bahçesindeki yerinde çalışmaya başlamıştır. 1933-1934 ve 1934-1935 ders yıllarında Zeynep Hanım Konağı'nda bulunan Fen Fakültesi'nin içiçe iki küçük odasında

faaliyet gösteren Astronomi Enstitüsü'nde Matematik Enstitüsü öğrencilerine bir sertifika altında toplanan ve sınavı birlikte yapılan aşağıdaki dersler okutulmakta idi

- 1- Gök Mekaniği Ord.Prof.Dr.Freundlich
- 2- Astrofizik.. Ord.Prof.Dr.Freundlich
- 3- Küresel Astronomi Dr.Gleissberg

Bu dersler, o tarihte öğrenci olan Paris Pişmiş (daha sonra Meksika Üniversitesi'nde çalışmalarına devam eden) tarafından İngilizce'den ve Astronom olmayan bir mütercim tarafından da, Almanca'dan Türkçe'ye çevrilmekte idi.

Milli Eğitim Bakanlığı'nın 1927 yılından itibaren, öğretmen yetiştirmek amacı ile, açtığı yarışma sınavlarını kazanarak dış memleketlere gönderdiği birçok genç eleman Üniversite Reformu'ndan kısa bir süre önce veya reform sıralarında Türkiye'ye dönmüş bulunuyorlardı. Reform sırasında bu genç elemanlar, doçent olarak tayin edildiler ve yönetmelik çıktıktan sonra, 1939-1940 ders yılından itibaren de doçentlik sınavını geçirdiler. Bunlardan birisi olan Nüzhet Zihni Toydemir 29 Eylül 1934'de daha önceki kadroya ilk Türk eleman olarak ve Doçent ünvanı ile tayin edilmiştir. 1935 ilkbaharında da öğrenimini Almanya'da Münih Üniversitesi'nde tamamlamış olan Dr.Tevfik Okyay Kabakçioğlu asistan olarak ve 1935'de mezun olan Paris Pişmiş de bir ücretli kadroya tayin edilmişlerdir. 1934-1935 ders yılından itibaren Ord.Prof.Dr.E.F.Freundlich' in Gök Mekaniği dersini Nüzhet Toydemir İngilizce'den çevirmiştir. Dr.Gleissberg'in dersleri kısa bir süre tercüme edilmiş, fakat gelişinden 6 ay sonra derslerini başarı ile Türkçe okutmaya başlamıştır.

Freundlich'in enstitü direktörü olduğu 1933 ders yılı başından 1937 ders yılı sonuna kadar, öğretimin yanı sıra Freundlich'in yanında Nüzhet Zihni Toydemir (Gökdoğan) ve Paris Pişmiş doktoralarını yapmışlardır. Bu doktoralar Fen Fakültesi'nin 1 ve 2 numaralı doktoralarıdır. Freundlich anlaşması gereği yazmakla yükümlü olduğu *Astronomi* kitabını Dr.Gleissberg ile ortaklaşa yazmış, bu kitap o zaman doçent olan Fahir Yeniçay tarafından Türkçe'ye çevrilmiş ve 1937 yılının ilkbaharında yayınlanmıştır. Ayrıca, Freundlich'in tavsiyesi ile Dr.Nüzhet Zihni Toydemir Milletlerarası Astronomi literatürünün ana kitaplarından olan Prof.Smart'ın *Spherical Astronomy* adlı kitabının çevirisine başlamıştır.

Kürsü profesörlüğü yaptığı yıllar boyunca Türkiye'deki modern astronomi çalışmalarına öncülük eden Freundlich, 1937 yılında Türkiye'den ayrılarak Prag Üniversitesi'ne gitmiştir. Ord.Prof.Dr. Freundlich, 1939'da Hollanda'da bir seri konferans vermekte iken Almanlar Çekoslavakya'yı işgal etmiş ve Prof.Dr. Freundlich bunun üzerine İskoçya'ya geçmiştir. 1939'da İskoçya'da St.Andrews Üniversitesi'nde Astronomi Bölümü ile bir Rasathane kurmakla görevlendirilmiş, 1951'de Napier Kürsüsü Profesörlüğü'ne tayin edilmiştir. 1959'da Alman Hükümeti'nin yurt dışına gitmek zorunda kalan profesörleri bütün geçmiş haklarını da geri vererek, Almanya'ya davet etmesi üzerine Almanya'ya dönerek Wiesbaden'e yerleşmiş ve Mainz Üniversitesi'ne Profesör olmuştur. 24 Temmuz 1964'de vefat etmiştir.

Freundlich'in Astronomi Enstitüsü'nden ayrılmasından sonra, yeniden bir yabancı profesör bulunup kendisi ile anlaşma imzalanıncaya kadar, enstitüyü Dr.W.Gleissberg idare etmiş ve dersler kendisi ile Doç.Dr. Nüzhet Gökdoğan tarafından verilmiştir. 1 Eylül 1938 yılında Astrofizik alanının büyük isimlerinden Ord.Prof.Dr. Rosenberg Enstitü Direktörlüğü'ne getirilmiştir.

Astrofiziğin önemli isimlerinden biri olan Ord.Prof.Dr. Rosenberg 1879'da Berlin'de doğmuştur. Astronomi eğitimine Berlin Üniversitesi'nde başlayan Rosenberg daha sonra Strazburg Üniversitesi'ne geçmiş ve doktorasını orada yapmıştır. Pratik Astronomi'ye olan

İlgisi sebebiyle kendi adını taşıyan birçok âlet yapmıştır. Strazburg'dan Göttingen Üniversite Rasathanesi'ne geçmiş ve burada 1907-1909 yılları arasında kendi bulduğu bir yöntemle 70 parlak yıldızın Spektrumunda 60 yerde parlaklığı ölçerek ilk defa yıldızların sıcaklığını tayin etmiş ve böylece Astronomi âleminde büyük bir şöhrete kavuşmuştur. 1910'da Tübingen Üniversitesi'nde doçent olmuş, burada özel bir rasathâne kurmuştur. Tübingen'de profesör olan Rosenberg 1925'de ordinaryüs profesör payesi ile Kiel Üniversitesi Astronomi Kürsüsü Başkanlığı ile Üniversite Rasathânesi Direktörlüğü'ne getirilmiştir. 1934-1937 yılları arasında da Chicago Üniversitesi'nde misafir profesör olarak bulunmuştur. Fotoelektrik fotometri ve fotografik fotometri alanlarında başarılı çalışmaları vardır.

Rosenberg 1938 yılında geldiği İstanbul'da maalesef kısa bir süre kalabilmiş ve 26 Temmuz 1940'da İstanbul'da vefat etmiştir. Rosenberg'in İstanbul'da bulunduğu süre içinde Astronomi Enstitüsü'nde aşağıdaki dersler okutulmuştur.

Astrofizik.....	:	Rosenberg
Sabit Yıldızlar.....	:	Gleissberg
Yörünge Tayini.....	:	Gleissberg
Küresel Astronomi.....	:	N.Gökdoğan
Gök Mekaniği.....	:	T.Okyay Kabakçioğlu

Rosenberg'in vefatından sonra Astronomi Enstitüsü 1940-1941 ve 1941-1942 yılları arasında yeniden profesörsüz kalmış, 1942 Şubat'ında meydana gelen Zeynep Hanım Konağı yangınından sonra enstitüye taşınan dekanlık ve büroları ile Matematik Enstitüsü yüzünden, tek bir odaya sıkışan enstitü, çok müşkül durumda kalmıştır.

1940 Temmuz'undan 1942-1943 ders yılı başına kadar kürsüyü yeniden Dr. Gleissberg yönetmiştir. Bu sürede, Rosenberg zamanında başlanmış olan, küçük planetlerin rasatlarına devam edilmiştir. 1942-1943 ders yılı başında, İngiliz Kültür Heyeti'nin aracılığı ile Astronomi Kürsüsü Başkanlığı'na 5 yıllık bir mukavele ile Ord.Prof.Dr. Royds getirilmiştir.

11 Nisan 1884'te İngiltere'de doğmuştur. Manchester Üniversitesi'nden mezun olduktan sonra aynı üniversitenin , Bölümü'nde zamanın büyük fizikçilerinden Rutherford'un yanında asistan olmuştur. 1912 yılında yine zamanın ünlü bilim adamlarından Eversched'in muavini olarak Hindistan'da Kodaikanal Güneş Rasathanesi'ne gitmiş ve sonradan bu rasathaneye müdür olarak 30 yıla yakın bir süre Hindistan'da kalmıştır. 150 Eylül 1942'de Maarif Vekaleti İ.Ü.Fen Fakültesi Astronomi Kürsüsü profesörlüğüne 3 aday arasından (1-Hindistan Kodaikal Rasathanesi Direktörü Prof.Royds 2-Cambridge Güneş Fiziği observatuarı Direktörü Dr.Thackeray 3-İ.Ü. Fen Fakültesi Astronomi yardımcısı W.Gleissberg) Prof. Royds'u seçmiştir. Kendisiyle 11 Kasım 1947 tarihine kadar mukavele yapılmıştır. Royds Türkiye'ye geldikten sonra feragatle çalışmış, Astrofizik dersini vermiş ve ders kitabını yazmıştır. Kitap Doç.Dr. N. Gökdoğan tarafından Türkçe'ye çevrilmiş ve uzun yıllar kürsüde okutulmuştur.

Ord.Prof.Dr. Royds'un Enstitü Direktörü bulunduğu sürede aşağıdaki dersler okutulmuştur:

Küresel Astronomi ve Tatbikatı: N.Gökdoğan Gök Mekaniği: T.Okyay Kabakçioğlu ve ayrılışından sonra E.Tüzemen -Umumî Astronomi Bilgileri: T.Royds ve E.Tüzemen

Yıldızlar: Gleissberg

Astrofizik: Royds (Bu ders N.Gökdoğan tarafından Türkçe'ye çevrilmiştir).

Yörünge Tayini: Gleissberg

Astrografi rasatları ve Laboratuvarı: Gleissberg

Royds İ.Ü. Fen fakültesi Astronomi Bölümü'nde görev yaptığı sürede Edibe Tüzemen Ballı'nın "Refraksiyon Tesirinin Rasatlardan Yok Edilmesi İçin Bir Metot" (1950) adlı doktorasını yönetmiştir. Kontratının sonuna kadar görevine devam eden Royds 1947 yılı yazında memleketine dönmüş ve burada 1955 yılında vefat etmiştir.

1947 yılında Royds'un ayrılmasından sonra kürsü, reform sırasında yardımcı olarak gelen ve 1948 yılında Türkiye'de profesörlüğe yükselen Gleissberg tarafından yönetilmiştir. Gleissberg bu kürsüyü Türkiye'den ayrıldığı 1958 yılına kadar başarıyla idare etmiştir.

Gleissberg 26 Aralık 1903'te Almanya'da doğmuştur. Berlin ve Breslau Üniversitelerinde yüksek tahsilini yaptıktan sonra 1926-27 senelerinde Breslau Üniversitesi'nin Matematik Enstitüsü'nde ve 1927-33 senelerinde Breslau Üniversitesi'nin rasathanesinde asistanlık yapmıştır.

1934 yılında İstanbul Üniversitesi Rasathanesi'nde Prof. Freundlich'e ilmi yardımcı olarak tayin edilmiştir. Freundlich'in ayrılması ve Rosenberg'in vefatı üzerine Dr. Gleissberg, Enstitüde verilen derslerin önemli bir kısmını üzerine almıştır. Enstitüde birbirini takib eden üç direktör, Freundlich, Rosenberg ve Royds, Gleissberg'in ilmini ve çalışmasını takdir etmişlerdir. 21 Nisan 1947'de Berlin Üniversitesi Rektörü şahsiyetinden ve başarılı araştırmalarından bahsettiği bir mektupla Dr. Gleissberg'i Berlin Üniversitesi astronomi kürsüsünün başına geçmeye davet etmiştir. Dr.Gleissberg kendisine tevcih edilen bu davete icabet etmemiş ve Fen Fakültesi'nde ilmi yardımcı ünvanı ile işine devam etmiştir. Fakat Berlin Üniversitesi'nin bu teşebbüsü Prof.Gleissberg'in Mayıs 1948'de ilk defa profesör ünvanı ile mukavele yapmasını sağlamıştır. (Daha önce profesörlüğe yükseltilmek için yaptığı teklifler 1942 ve 1946 yıllarında reddedilmişti).

Aynı yıl Dr.Nüzhet Gökdoğan da profesörlüğe yükseltilmiştir. 1948'den evvel kürsüde yapılan teorik araştırmalar uzay absorpsiyonu ve yıldızların iç yapısı konularında sürdürülürken, bu tarihten sonra özellikle Güneş lekelerinin siklusu üzerinde çalışılmaya başlandığı gibi, küçük planetlerin rasatlarına da girişilmiştir. Prof. Gleissberg, Türkçe bilmesi ve iyi bir pedagog olması sebebiyle, öğrencilerle çok iyi ilişkiler kurmuş ve onların yetişmesi için büyük gayret sarfetmiştir.

Prof. Gleissberg İ.Ü. Fen Fakültesi Astronomi Bölümünde çalıştığı süre içinde 6 doktora tezi yönetmiştir.Bunlar, Hasan Tayşi, Muammer Dizer, Metin Hotinli, H.Oğuz Veli, Tarık Gökmen, Adnan Kırıl'ın doktora tezleridir.Gleissberg 1 Mayıs 1958'de süresi biten mukavelesini yenilemek istemediğini bildirmiş ve aynı yıl Türkiye'den ayrılmıştır.1981'de Fen Fakültesi Profesörler Kurulu'nun oybirliği ile aldığı bir kararın oybirliği ile tasdik eden Üniversite Senatosu, Ord.Prof.Dr. Wolfgang Gleissberg'e Fahri Fen Doktoru Payesi tevcih etmiş ve bu paye 15 Ocak 1982'de Frankfurt Bşkonsolosluğumuzda düzenlenen bir tören ile Üniversite Rektörü adına o tarihte Fen Fakültesi Dekanı olan Prof.Dr. Ahmet Yüksel Özemre tarafından kendisine takdim edilmiştir.



## SONUÇ

1933 Üniversite reformu ile yeniden yapılandırılan İ.Ü. Fen Fakültesi Astronomi Bölümü'ne 1933-1958 yılları arasında 4 yabancı öğretim üyesi tarafından idare edilmiştir: Freundlich, Rosenberg, Royds ve Gleissberg. Bunlardan sadece Gleissberg görevini uzun yıllar başarı ile devam ettirip Türkiye'de Astronomi öğretimi ve araştırma çalışmalarına önemli katkılarda bulunmuştur. Bugünkü İ.Ü. Astronomi Bölümü Rasathanesi'ni kurup çalışır hale getiren Freundlich 1937'de Türkiye'den ayrılmıştır. Enstitü'nün yönetimi 1938- 40 yılları arasında Rosenberg, 1940-42 yılları arasında Gleissberg, 1942-47 yılları arasında Royds ve 1947-58 yılları arasında yine Gleissberg tarafından sürdürülmüştür. Bundan sonra kürsü başkanlığına Prof.Dr. Nüzhet Gökdoğan getirilmiş ve butarıhten sonra İstanbul Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi Kürsüsü'nün yönetimi Türk öğretim üyeleri tarafından yapılmıştır.

## KAYNAKLAR

*Biographisches Handbuch der Deutschsprachigen Emigration nach • 1933*, •C.I, Yayınlayan: Sybille Claus ve Beatrix Schmidt Münih, New York, Londra, Paris 1980.

*Die Emigration der Wissenschaften nach 1933*, Yayınlayan Herbert A. Strauss, Klaus Fischer, Christhard Hoffman, Alfons Sölner, Münih, Londra, New York, Paris 1991.

DÖLEN Emre, "Astronomi", *Tanzimattan Cumhuriyet'e Türkiye Ansiklopedisi*, C.I, s.180-186.

GÖKDOĞAN Nüzhet- Adnan Kırıl, "İstanbul Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi Bölümü Tarihçesi", *İstanbul Üniversitesi Fen Fakültesi'nde Çeşitli Fen Bilimi Dallarının Cumhuriyet Dönemindeki Gelişmesi ve Milletlerarası Bilime Katkısı*, İstanbul 1982, s.75-90.

GÖKDOĞAN Nüzhet, "Cumhuriyet'in 60. Yılında Türkiye'de Astronominin Gelişimi", *Cumhuriyet Döneminde Astronomi Çalışmaları Sempozyumu*, İstanbul 1983, s.7-11.

GÖKDOĞAN Nüzhet, "Cumhuriyet'in 50. Yılında Türkiye'de Astronomi", *Bilim ve Teknik*, C.VI, sayı 72, İstanbul 1973, s.2-6.

GÖKDOĞAN Nüzhet, "İstanbul Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü", *İstanbul Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü VII. Ulusal Astronomi Kongresi Tebliğleri*, İstanbul 1991, s.1-5.

GÖKDOĞAN Nüzhet, İ.Ü. Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü Tarihçesi", *Cumhuriyet Döneminde Astronomi Çalışmaları Sempozyumu* (26 Aralık 1983), İstanbul 1983, s.22- 30.

İstanbul Üniversitesi Rektörlüğü Zat İşleri Dosyaları.

## UZAY FELSEFESİ ARCHE 'ENERJİ' Mİ?

*Dr. Zuhâl KARA*

*ÇUKUROVA ÜNİVERSİTESİ*

*ADANA*

### ÖZET

Uzaydaki her yana nüfuz eden radyasyon gücü (PRCS) (Penetrating Radiation of Cosmic Space) insan organizması içerisindeki tüm bioenerji süreçlerinin birincil nedeni olarak araştırılmaktadır.

Uzay Felsefesi insan başı ve bedenini iki elemanı arasında değişik düzeylerde enerji alışverişi olan iki yıldızlı bir kozmik sistem olarak ele alır. İçerisindeki beyin ile baş, kozmik enerjinin alıcısı ; kaslar ve yaşamı destekleyen sistemleri içeren beden ise bu enerjinin tüketicisi ve yayıcısıdır. Uzay Felsefesi uygarlığa musallat olan hastalıkların bu yıldız sistemindeki elemanlar arasındaki enerji alışverişinde ortaya çıkan buzukluklar sonucu oluştuğunu ve sonuçta insanın evrimsel eksenini olan omuriliğin dikey pozisyonuna zarar verdiğini ortaya koyar.

Bu çalışmanın amacı bioenerji fenomeninin PRCS sonucu olarak ortaya çıktığını ve insanın varlığını sürdürebilmesinin organizması ile kendisinin çevreleyen evreni uyum halinde tutabilmesine bağlı olduğunu belirtmektedir.

### COSMIC PHILOSOPHY IS ARCHE ' ENERGY ?

#### ABSTRACT

Penetrating Radition of Cosmic Space (PRCS) is examined as a primary reason for all bioenergy processes in human organism.

Cosmic Philosophy considers that the head of man and his body represent a cosmic system of double star with the exchange of energy of various levels between the two compenents. The head with brain is a receiver of cosmic energy, the body with muscules and life supporting system is a consumer and radiator of energy.

The Cosmic Philosopy states that the illnesses of civilization are results of violation in exchange of energy between the components of double star cosmic system and as a consequence it was the damage of a straight position of vertebral column.

The present research is to explain the phenomena of bioenergy as the result of PRCS and that the survival of man depends on keeping human organism and the surrounding cosmic space in harmony.

## GİRİŞ

1960 'lı yıllarda Amerika 'da Georgia eyaletinde; stokları tükenen bir içki kaçakçısı , yoğun talep karşısında dayanamayıp çeşitli maddelere anti-firiz karıştırarak yapıp sattığı içkiden ölen otuz kişinin ardından tutuklandığında eylemiyle ilgili ne düşündüğü sorulduğunda "beni düşündürdü" der. Felsefede insanı düşündürür ama tabii daha tehlikesiz biçimde. Felsefe kişiyi kendi genel görünümü, bilgisi ve inançlarının temelleri üzerinde düşündürür, edimlerinin nedenlerini, fikir ve ideallerinin önemini sorguladır ve sonunda doğru bildiği şey ister aynı kalsın, ister sorgulaması sonucu değişsin onun hiç değilse rasyonel olmasını umdurur.

Tarihsel süreç içerisinde tüm düşünürler bilgileri çerçevesinde bir ilk madde, temel töz, arayışı içerisinde olmuşlardır. Yaşamı harekete geçiren ilk nedenler Thales'den bu yana su, ateş, hava., v.b. gibi adlarla belirlenirken uzay çağı olarak adlandırılan çağımızda bu temel tözün, "arkhe" nin gezegenimizin dışında aranması normaldir.

İlk defa 1993 Ağustos, Moskova Dünya Felsefe Kongre'sinde E.D. Astafurov, K.P. Buteyko ve E.N. Avdonina'nın bildirimleri ile uluslararası platforma çıkan "Uzay Felsefesi-Kozmik Felsefe" çalışmaları bu arayış doğrultusundadır.

## MATERYAL VE BULGULAR

Yer küresi artık tüm evren değildir. Ay, güneş ve yıldızlar da tüm evren değil evrenin yalnızca bir bölümüdür. Yani evren ayrı parçalardan ve tüm toplamlardan daha üstün olan bölünemeyen tümlüktür. İşte bu bütünü harekete geçiren ilk neden içinde yeni bir yaklaşıma ön ayak olan açıklama: 1981 yılında Rus Bilimler Akademisinden Fizikçi Zeldoviç'in başkanlığındaki bir grup bilim adamının uzaydaki nötrino kütlelerinin varlığını deneysel olarak tespit etmesinin ardından gelmiştir. Zeldoviç 'in deneyi sonucu görülen ; o zamana kadar elektrik yükü O veya O'a yakın kabul edilen nötrino'nun herhangi bir nesneden her yönlü geçebilip enerjisinin bir kısmını hareket ettirebildiği idi. Ancak o tarihten bu yana özellikle Rusya'da her yere nüfuz edebilen uzay radyasyonu (PRCS) (Penetrating Radiation of Cosmic Space) insan organizmasındaki tüm bioenerji süreçlerinin birincil nedeni olarak incelenmektedir. Belli bir kütleyle sahip olup gezegenimizi dört bir yandan sarmış bulunan nötrino'nun radyasyon miktarı düşük olduğundan o an kadar fazla önemsenmiyordu.

Ünlü Keops piramidinin sırrı da uzay felsefesince PRCS 'nin etkisi gösterilerek kolayca açıklanmıştır. Piramid, PRCS ışınları için basit geometrik bir kondansatördür. Bu piramidin laboratuvar koşullarında bir modelini yapan Amerikan ve Alman bilim adamları merkeze konulan et parçalarının bozulmadan kuruyup mumyalaştığını, çentikli ustura yüzünün ise kendiliğinden keskinleşip düzleştiğini görmüş ve hatta metal yüzeyin aşama aşama değişmesini filme alabilmişlerdir.

Moskova'da 1993 yılında 2 No'lu Argumanlar ve Olaylar adlı dergide böyle bir mini piramidin ölçüleri bile verilmiştir.

Uzay Felsefesi ile yakından ilgilenen E. Astafurov en uygun doğal kondansatörler arasında müslüman ülkelerdeki camilerin yuvarlak, ortodoks kiliselerinin ise soğan biçimli kubbelerini saymaktadır.

Yine bir başka denemede bakır bir balonun içerisine demir bir eksen ve ona bağlı demir bir levha yerleştirildiğinde balonun içerisinde 1 milyon volta yakın bir elektrik yükü birikmiş ve balondan yere gerçek bir şimşek akmıştır. Bu örnekte de süreç aynıdır. Kozmik nesnenin boyutu

önemli olmayıp bu nesne, atom, hücre, insan başı, gezegen veya bir yıldız olabilir. Her seferinde merkezde PRCS konsanyrasyon alanı vardır.

Uzaydaki radyasyonun insan organizmasını etkileme mekanizmasına kısaca bakacak olursak olay şudur. İnsan başı; yalnızca PRCS 'yi toplayan bir küre olmayıp içerisinde güçlü bir kozmik merceği; yani manyetik alanlarla çevrili milyarlarca beyaz nöro ve gri glia hücrelerine sahip olan beyin'i içerir. PRCS 'nin tüm enerjisi hipotalamus adını verdiğimiz beyin merkezinde toplanır ve enerji fazlası hipofize aktarılarak organizmanın çevre ile dengelenmesini sağlayacak adaptasyon sistemlerini oluşturacak hormonlar salgılanır. Hipotalamusun altında solunum merkezleri ve kalp vardır.

Toplanan enerjinin esas kütlesi aralıksız dalgalar halinde omirilik ekseninden akar, sinir sistemi vasıtası ile el ve ayaklardaki akapunktur noktalarından, kaslardan ve nihayet deri yolu ile dış çevreye geçer.

Hayvanlardaki enerji fazlasından kurtulma aracı olan kuyruktan yoksun olan insanoğlunda; hipotalamustan geçen ana kan damarlarının daralması, kalbin hızlı çarpması gibi tepki gösteren kalp damar sistemi, salgıları ile sindirim sistemi ve enerji dolaşımını asıl ayarlayıcı sistem olarakda solunum sistemi bu görevi paylaşırlar. Soluk alma ile enerji, bir yandan omirilik ekseninden geçmekte diğer yandan da solunum süzgeci aracılığı ile dışa akıtılmaktadır. Beynin PRCS 'yi toplayarak enerjinin yoğunluğunu ayarlayabilmesi nöro ve glia hücrelerinin sayısına bağlıdır. İnsan organizması tarafından işlenmiş olan veya kana ulaşan maddelerin miktar ve niteliği de enerji akışını etkiler. Uzay merceği olan beyin gücü, beyin loblarını nöronların çekirdeklerini yaklaştırıp uzaklaştırarak gerektiğinde beyni sıkıştırıp gevşetebilir. Bir diğer deyişle beyindeki nöronlar ağı bir elek gibi düşünülürse elek ne kadar sık ise o kadar büyük miktarda PRCS enerjisi birikir.

İşte; insan sağlığı açısından gerginliğin azalmasının ve dinlenmenin önemi buradadır. Beyin loblarını dinlendirebilmek için bel kemiğinin üst kısmı tam dikey olmalı ve bel kemiğinin bükülme ve dikleşme mekanizmaları denge halinde bulundurulmalıdır. Beyin loblarının dinlenmesi üzerindeki kontrol aslında organizmaya ulaşan enerji akımının gücü üzerindeki bir kontroldür. Dinlenme ve nefes almadaki kontrol ise bu enerji dolaşımının ana ayarlayıcısıdır.

Uzay Felsefesi; insan başı ve bedenini iki bileşeni arasında değişik düzeylerde enerji alışverişi olan iki yıldızlı bir kozmik sistem olarak ele alır. Beyin, dolayısı ile de baş, kozmik enerjinin alıcısı, kaslar ve yaşam destek sistemlerini içeren beden ise bu enerjinin tüketicisi ve yayıcısıdır.

Beyinden gelen enerji fazlası omirilik sinir sisteminden aşağı iner ve kaslara yayılır ve daha sonra da deri yolu ile dışarı çıkar. Az veya çok hareketli yaşam biçimi, çevre kirliliği, aşırı yeme, özellikle hayvansal protein alımı, fazla uyku, uyuşturucular, aşırı alkol, kafein ve stres gibi etkenlerin yanı sıra batı tıbbının dört elle sarıldığı derin soluk alıp verme havanın sızmasını engelleyen giysiler ve sauna gibi yüksek ısı ortamı ile enerji akımının engellenmesi hallerinde bu ikili sistemde dengeyi sağlamak ve sistemi çevresi ile uyumlu hale getirmek için adaptasyon sistemlerinin yeni baştan kurulması gerekir.

O halde bu uyumsuzluklar sonucu ortaya çıkan ve uygarlığımızı tehdit eden hastalıklara nasıl karşı koyabiliriz? Buna cevap artık insan organizmasının genetik düzeyde yeniden yapılanması gerektiğidir. Bu yeniden yapılanma önceki kuşaklarda düzgün olmayan yaşam biçimi sonucunda meydana gelen enerji dolaşımının yeni seviyesine uyma için gereklidir. Bu süreç çok uzun ve aşama aşama gerçekleştirilecek bir süreçtir ve süre kişilere göre, hastalıkların sayısına göre değişir.

Uzay insana takip edilecek yolu da çizmiştir. Hep usturanın keskin ucunda yürümek, her şeyde ideal bir ortayı aramak, temkinli ve düzenli bir yaşam sürdürmek. Doğayı, doğal olanı yeniden keşfetmeyi de gerektiren bu yol insanı gelişmeye ve aktif uzun ömürlülüğe götürecektir.

İnsanın yalnızca fiziksel açıdan mükemmelleşmesi, yüksek düzeyde manevi bir yaşamı yokken, insan kendini tüm insanlığın, uzayın, tüm evrenin ayrılmaz bir parçası olarak hissetmiyorsa anlamsız hale gelir. İnsana yaşam arzusunun, iyiliği ve mükemmelliği yaratma olanağını veren, varolmanın, en yüce anlamda varolmanın anlamını kavramış olmaktadır.

## TARTIŞMA VE SONUÇ

Sonuçta, uzay radyasyonunun her tarafa yayılmasının çeşitli düzeylerde ele alınması ve insan organizmasını etkilemesi incelendikten sonra tekrar belirtmek gerekir ki bu konunun günümüzde doğa bilimleri ve tıbbın değişik alanlarında çalışan bilim adamları tarafından incelenmesi son derece önemlidir. Bu fenomenin bilim tarafından incelenmesinin resmi verileri, özellikle Rusya Federasyonunda bioenerji ve tıpta uygulanması konularında çokça görülmektedir. Ancak ayrı bilim dallarında da bunun ispatlanmasının sağlanması gerekmektedir. İnsanlığın ilerlemesi insanın uzay boşluğu ile ilişkilerinin gelişmesi ile doğru orantılıdır. Bu ilişkinin sağlıklı gelişebilmesi için insanın ana evrimsel ekseninin dik olması, insanın dik yürümesinin sağlanması, doğru nefes alması ve insanı ve insanlığı sevme merkezli bir anlam zenginliğinin amaçlanması son derece önemlidir.

## KAYNAKLAR

- ASTAFUROV, E.D, Penetrating Radiation of Cosmic Space and Human Organism  
1994 Moskova
- AVDONINA, E.N, The Energetics of Living Organism Aging and Radiation  
Disease  
Moscow State University 1993
- BUTEIKO, K.P. Philosophical Aspects of the Problem of Breath and Survival  
Under the Heavy Conditions of Ecological Environment  
Moskova 1993 19. Dünya Felsefe Kongresi
- NE MOJET BIT (Dergi) Moskova 1993 p 10-20
- POPKIN, R.H, and STROLL, A. Philosopy,  
London 1995

## 24 EYLÜL 1991 SURGE OLAYININ KİNEMATİK VE YAPISAL ÖZELLİKLERİ

L. ALTAŞ ve A. DÜZGELEN

*Kandilli Rasathanesi, Boğaziçi Üniversitesi, İstanbul*

### GİRİŞ

Güneş atmosferinde gözlenen ve çok iyi bilinen plazmik kütle hareketine “surge prominans” denilmektedir. Bu çalışmada alışılmadık bir surge olayının etkinliğini tartıştık ve olayın dinamiğini inceledik. Literatürde az sayıda çalışmasına raslanan bu tip farklı surgelerin etkinlik ve dinamiğinin iyi anlaşılması klasik surgelerin de daha iyi tanınmasına yardımcı olacaktır.

### GÖZLEMLER

24 Eylül 1991 günü Doğu kenarda M6.1/1N major parlama, 12 S, 88 E koordinatlarında NOAA/USAF numarası 6850 olan bölgede gözlemlendi. Parlama olayı 07:45 UT’de başladı, maksimum safhaya 07:53 UT’de erişti ve 08:05 UT’de de son buldu. Parlamanın maksimum safhası 07:53 UT’de, surge parlamaya eşlik ederek başladı tüm gelişmesine 08:02 UT’de ulaştı ve 08:28 UT dolayında olay bitti. Olay sırasında bölgede UV emisyonuna ve hard X-ışın burst’e, elektron artışına ve proton olayına raslanmamış, Tip I ve Tip II radio burstleri gözlenmiştir. Olaya, ayrıca 07:49 UT’de başlayan ve 142 dak. süren ani iyonosferik etki de (SID) eşlik etmiştir. Optik ve manyetik veriler Kandilli Gözlemevi’nden, radio verisi Trieste Gözlemevi’nden ve x-ışın verisi GOES-6 uydusunun CD kayıtlarından elde edilmiştir. Olay, Güneş kenarında pozisyon açısı  $PA \cong 105^\circ$  olan yerde hüküm sürmüş, başlangıcından kaybolana kadar bütün safhaları gözlenmiştir.

### SONUÇ

Olaydaki “knot”ların hareketi projekte edilen her bir film karesinden tek tek ölçüldü. Bu yolla hiperbolik ve arşimet spirali tipi yörüngeler elde edildi. Uyarlamanın niteliğini ölçmek için ortalama küresel dağılımı kullandık. Burada tanıtılan gözlemler birbirlerinden bağımsız olarak yapılmıştır. Bu yüzden, doğrudan morfolojik değişimler gözlenebilirliğine karşın surge etkinliği ile diğer ilişkili olaylar arasındaki hem zaman davranışların ayırıcılığına varmak güçtür. Böylece, gözlemsel açıklamalarımız olay sırasındaki genel gidimi tanımlar niteliktedir. Bir surge plazmasında osilasyon hareketlerinin ana nedeni, güçlü manyetik alanın yarattığı geometrilerin bir şekilde tedirgin edilerek bozulması olarak düşünülür. Aktif bölgedeki manyetik alanın yapılanma biçimi ve değişimleri parlama üretebilmekte ve sonrasında aynı bölgede ortaya çıkan bir fıskırma ya da surge oluşumu başlamakta ve bu olayın dinamik süreçleri devreye girmektedir. Bu olaylar tek bir olayın değişken işaretleri, ya da sinyalleri olarak düşünülmelidir. Bu nedenle, surge çalışmalarına spektrumun uygun dalgaboylarında, çeşitli hem zaman gözlemler eklenmelidir. Bu çalışmada ilginç olan şudur ki, parlama ve surge etkinliği belki birbirinden bağımsız olaylar olmasına karşın soft x-ışın emisyonu ve radyo burstler oluşturarak, manyetik ve SID etkileri üretmişler fakat UV emisyonu, hard x-ışın burst, elektron artımı ve proton olaylarına yol açmamışlardır. Yani yüksek enerjili parçacık üretebilecek tepkime mekanizmaları devreye girememiştir. Öyle görülüyor ki, bu surge ona eşlik eden parlamaya bağlı olarak diğerlerinden daha değişik dinamik süreçler oluşturmuştur.

## KANDİLLİ GÖZLEMEVİ İÇİN GÜNEŞ LEKELERİ İNDİRGEME KATSAYISININ BELİRLENMESİ VE METEOROLOJİK DEĞİŞKENLERLE İLİŞKİLERİ

O.BARLAS, A.DÜZGELEN ve L.ALTAŞ

*Kandilli Rasathanesi, Boğaziçi Üniversitesi, İstanbul*

### GİRİŞ

1911 yılında kurulan Kandilli Rasathanesi, İstanbul ' un yaklaşık 10 km Kuzeydoğu'sunda Çengelköy ' ün İcadiye tepesinde yer almaktadır. Deniz seviyesinden yüksekliği 120 m ' dir. Coğrafi koordinatları; enlemi,  $41^{\circ} 03'$  , boylamı,  $1^{\text{h}} 56^{\text{m}} 14^{\text{s}}.8$  dir. 1935 yılında yerleştirilen ekvatoryal dürbünle fotosferik gözlemlere sistematik olarak 1947 ' nin Temmuz ayında başlanmıştır.

### GÖZLEMLER

Leke gözlemleri, 200/3070 mm'lik Zeiss ekvatoryal gök dürbününün çift mercekli objektifi ile okülerinden yaklaşık 60 cm uzaklığındaki bir izdüşüm levhasına yerleştirilen ölçekli beyaz bir kağıt üzerinde yapılmaktadır. Göz önüne aldığımız 21. çevrimde toplam 16 gözlemci tarafından (1976 Ocak -1986 Aralık ) yıllık ortalama 247 gün gözlem yapılmıştır. Görüntü kalitesinde, S (keskinlik) "1" çok kötü , "5" en iyi gözlem koşullarını temsil etmektedir. İndirgeme katsayısının (k) meteorolojik koşullara göre değişimini incelemek için dört meteorolojik değişkeni (sıcaklık, nem, rüzgar şiddeti ve rüzgar yönü) temel aldık.

### SONUÇ

İndirgeme katsayılarının değerleri " $k_0$ ",  $0.3 \leq k_0 \leq 1.6$  aralığındadır. Dışında kalanlar değerlendirmeye alınmamıştır. Böylece toplam 2337 gözlem üzerinde çalışılmıştır. Gözlem kalitesi kötüleştikçe standart sapmanın arttığı bulunmuştur. Aktivite düşük olduğunda leke ya da grup sayılarını belirlemekte ne kadar hata yapılırsa, aktivite yüksek olduğunda da lekeleri doğru olarak gruplandırmada o denli hata yapmak olasıdır. Ortalama indirgeme katsayıları ( $k_0$ ) ile görüntü kalitesi (S) arasındaki ilişkideki Lineer (a) ve polynomial (b) bağıntılar en küçük kareler yöntemine göre elde edilmiştir. İndirgeme katsayılarının görüntü kalitelerine göre davranışını anlayabilmek için bu bağıntılardan elde edilen katsayıları kullanarak, indirgeme katsayılarının bütün değerleri ( $k_b$ ) işleme sokulmuş, kalite değerleri belirlenmiş toplam 2713 gözlemin kaliteye ve  $k_b$  değerlerine göre dağılımı bulunmuştur. Gözönüne aldığımız meteorolojik değişkenlerin indirgeme katsayıları ile ilişkisine baktığımızda ekstrem değerler dışında "k" faktörü meteorolojik koşullardan etkilenmiyor gibi görünmektedir. Bu çalışmada çevrim göz önüne alındığından, belki mevsimsel olarak "k" faktörünün meteorolojik koşullardan etkilenmesi söz konusu olabilir. Çoğunlukla ölçümlerimizin,  $R_k$  değerlerinden büyük olduğu da ortaya çıkmaktadır. Sonuçta, dürbünden, gözlemciden ve gözlem ölçümlerinden ileri gelen etkinin daha yüksek olması çok güçlü bir olasılıktır. Leke gözlemlerimizi hesaplanan değerlere göre yeniden düzelttiğimizde  $R_k$  relatif sayılarımızın  $R_k$  değerlerine göre fazla dağılmadığı anlaşılmaktadır. Sonuç olarak ilerki leke gözlemlerimizde görüntü kalitelerine karşılık gelen indirgeme katsayısı değerlerini de işleme katarak  $R_k$  relatif sayılarını hesaplamamız zorunluluğu ortaya çıkmaktadır.

## BAZI KROMOSFERİK AKTİF ÇİFT YILDIZLARIN GÖZLEMLERİ

Fehmi EKMEKÇİ, Ferhat F. ÖZEREN, Berahitdin ALBAYRAK  
Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü 06100 Tandoğan-ANKARA  
E - mail : ekmecki@dione.astro.science.ankara.edu.tr

### ÖZET

Bu çalışmada, kromosferik aktif çift yıldızlardan RT And, SV Cam, V772 Her, WY Cnc, TZ CrB, V471 Tau ve Z Her'in A.Ü. Gözlemevinde yapılan B, V rengindeki gözlemleri evreye bağlı ışık eğrileri ve  $\Delta(B-V)$  değişimleri olarak sunulmaktadır.

**Anahtar kelimeler :** fotometri - çift yıldız - aktivite

## OBSERVATIONS OF SOME CHROMOSPHERICALLY ACTIVE BINARY STARS

### ABSTRACT

In this study we present the  $\Delta B$  and  $\Delta V$  light curves as a function of the orbital phase with related  $\Delta(B-V)$  variations of chromospherically active binary stars RT And, SV Cam, V772 Her, WY Cnc, TZ CrB, V471 Tau and Z Her.

**Key words :** photometry - binary stars - activity



## AKTİVİTE-EVRİM İLİŞKİSİ

Günay TAŞ

E.Ü.Fen Fak. Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü

### GİRİŞ

Yıldız lekeleri, aktif parlak bölgeler, yüksek sıcaklığa sahip korona ve kromosfer ve yıldız rüzgarları gibi olaylar yıldızların fotometrik ve tayfsal özelliklerinde düzenli ya da düzensiz değişimlere neden olur. Tüm bu olaylar sonucu ortaya çıkan değişimlere *aktivite* adı verilmektedir. Aktiviteye ait en iyi tayfsal belirteçler, kromosfer için Ca II H,K, Mg II h,k ve H $\alpha$  salması, geçiş bölgesi için C II, C IV, Si II ve Si IV gibi yüksek dereceden iyonlaşmış çizgiler ve korona için X-ışın salmasıdır. Bu çizgiler kullanılarak aktivite düzeyini ölçmek için ışınım gücü (L), yüzey akısı (F) ya da çizgi salma akısının bolometrik akıya oranı (R) kullanılmaktadır (Basri, 1986; Catalano, 1990). Evrim boyunca yıldız parametrelerindeki değişimlerle aktivite düzeylerinde ortaya çıkan farklılıklar arasında ilişki olduğunun bulunması aktivite-evrim ilişkisinin araştırılmasına neden olmuştur.

### MATERYAL VE METOD

Bu çalışma güneş benzeri aktivitenin başlangıç noktası olarak kabul edilen ~F0 tayf türünden daha geri tür yıldızları içermektedir. Aktivite-evrim ilişkisini görebilmek amacıyla 1978-1995 yılları arasında yayınlanmış olan tayfsal ve fotometrik çalışmalar taranmış ve bu çalışmaların elektromanyetik tayfin tüm pencerelerini kapsamasına özen gösterilmiştir. Böylece yıldız atmosferlerinin farklı katmanlarında ortaya çıkan aktivite belirteçlerinin yıldız parametreleriyle ilişkisi incelenebilmiştir. Diğer yandan tek ve çift yıldızların her evrim basamağında izledikleri yol ve geçirdikleri bünyesel değişimler için Iben (1991)'in makalesine başvurulmuştur.

### SONUÇ

Soğuk yıldızlarda güneş benzeri aktivitenin ortaya çıktığının bulunması, güneş ve yıldız fiziğinin anlaşılması yönünde atılmış önemli bir adımdır. Diğer yıldızlarda güneş benzeri olayların çalışılmasıyla kromosferik aktiviteyi etkileyen fiziksel parametre aralığı genişlemiştir. Bu parametreler yaş, kimyasal pozisyon, dönme hızı ve manyetik alan şiddetlerini kapsar. Diğer yıldızların gözlenmesiyle bu parametrelerin birbirleriyle ilişkileri ile kromosferik ve koronal aktiviteyle etkileşmeleri sistematik olarak açıklanabilecektir (Baliunas and Dupree, 1982). Yıldızların aktivitesi konusu yeni gelişmeler oldukça açıktır. Evrimle ilişkisi, bu konuyu daha da çekici hale getirmektedir. Önümüzdeki yıllarda yapılacak çalışmalar sayesinde elde edilecek yeni verilerle, aktivite parametreleri arasındaki ilişkiler daha anlam kazanacaktır.

### KAYNAKLAR

- Baliunas, S.L. and Dupree, A.K., 1982, Ap.J., 252, 668.  
Barrado, D., Fernandez-Figueroa, M.J., Montesinos, B. and DeCastro, E., 1994, Astron. Astrophys., 290, 137.  
Basri, G., 1986, in Protostar and Molecular Clouds, eds. T. Montmerle and C. Bertout, p.211.  
Basri, G., Laurent, R ve Walter, F.M., 1985, Ap.J., 298, 761.  
Catalano, S., 1990, in Active Close Binaries, ed. C. İbanoğlu, Kluwer Academic Publishers, Dordrecht, p.347.  
De Medeiros, J.R. and Mayor, M., 1995, Astron. Astrophys., 302, 745.  
Fernandez-Figuero, M.J. ve De Castro, E., 1987, Mon. Not. R. Astr. Soc., 229, 627.  
Gray, D.F., 1990, in Cool Stars, Stellar Systems and the Sun, ed. G. Wallerstein, p.155.  
Guinan, E.F. and Gimenez, A., 1993, in The Realm of Interacting Binary Stars, eds. J. Sahade, G.E. McCluskey, Jr., Y. Kondo, Kluwer Academic Publishers, Dordrecht, p.51.  
Haisch, B.M., Bookbinder, J.A., Maggio, A., Vaiana, G.S. ve Bennett, J.O., 1990, Ap.J., 361, 570.  
Iben, I., Jr., 1991, Ap.J. Supp. Ser., 76, 55.  
Maggio, A., Vaiana, G.S., Haisch, B.M., Stern, R.A., Bookbinder, J., Harnden, F.R. ve Rosner, R., 1990, Ap.J., 348, 253.  
Mathioudakis, M., Fruscione, A., Drake, J.J., Mc Donald, K., Bowyer, S. ve Malina, R.F., 1995, Astron. Astrophys., 300, 775.  
Noyes, R.W., Hartmann, L.W., Baliunas, S.L., Duncan, D.L. ve Vaughan, A.H., 1984, Ap.J., 279, 763.  
Stepien, K., 1994, Astron. Astrophys., 292, 191.  
Strassmeier, K.G., Fekel, F.C., Bopp, B.W., Dempsey, R.C. ve Henry, G.W., 1990, Ap.J. Suppl. Series, 72, 191.  
Vilhu, O., 1984, Astron. Astrophys., 133, 117.

## GÜNEŞ KROMOSFERİNİN İKİ BOYUTLU SPEKTROMETRİSİNDEN ELDE EDİLEN BAZI SONUÇLAR

Nurol Al

*İstanbul Üniversitesi, Üniversite Gözlemevi, 34452 Üniversite-İstanbul*

Mayıs 1995 döneminde Güneş'in kromosfer tabakası iki boyutlu bir spektrometre (Bendlin et al. 1992, Bendlin & Volkmer 1995) ile NaI D<sub>2</sub> çizgisinde gözlenmiştir. Bu çizgi Güneş'in fotosfer tabakasından itibaren 1000 km yükseklikte, yani orta kromosfer tabakasında oluşmaktadır. Spektrometre Tenerife adasında bulunan Almanya'ya ait 'Vacuum Tower Telescope'undaki optik laboratuvarlarından birinde yerleşiktir. Bu spektrometrenin temel optik parçaları 'Universal Birefringent Filter' denilen bir filtre ile bir Fabry-Perot İnterferometresidir.

Yapılan gözlemlerin amacı Güneş'in kromosfer tabakasındaki osilasyonları araştırmaktır. Bu nedenle dar-band ( $\Delta\lambda=30$  mÅ) görüntüleri ile aynı anda alınan beyaz ışık görüntülerinden oluşan bir zaman serisi alınmıştır. Bu verilerden elde edilen ara sonuçları şu şekilde sıralamak mümkündür :

- Çizgi profilinin minimumunda alınan görüntüdeki parlak noktaların gerçek anlamda şiddet artması olmadığı, bu küçük bölgelerin bu bölgelere ait çizgi profillerinin doppler kayması göstermeleri sonucunda parladığı ortaya çıkmıştır.
- Dar-band görüntülerin indirgenmesi için gerekli olan ve bu yüzden dar-band görüntüleri ile eşzamanlı alınan beyaz ışık görüntülerinden 'Local Correlation Tracking' metodu (November & Simon 1988, Yi 1992 ve Molowny-Horas 1994) yardımı ile ufuksal hareket haritası çıkarılmıştır. Bu haritada süpergranülasyon hücresi içinde küçük boyutlu bir ağyapı kendini göstermektedir. Dolaylı olarak görülen bu ağyapı mesogranülasyona dair bir işaret olabilir. Benzer sonuçlar granüller izlenerek başka araştırmacılar tarafından da bulunmuştur (Brandt et al. 1988).
- Başka bir önemli sonuç ise ağyapı arası bölgede, yani süpergra-nülasyon hücresi içinde, görülen uzun ömürlü parlak noktaların tespitidir. Buna benzer uzun ömürlü bir parlak nokta ilk kez Brandt et al. (1992) tarafından gözlenmiş olup, aynı araştırmacılar tarafından 'persistent flasher' olarak adlandırılmıştır. Tespit edilen bu parlak noktanın aynı zamanda alt tabakalardaki (fotosferik tabakalardaki) ufuksal hareketlere benzer olarak ağyapıya, yani hücre sınırlarına doğru hareket ettiği görül-müştür (Brandt et al. 1994) .

### Referanslar

- Bendlin C., Volkmer R., Kneer F., 1992, A & A 257, 817  
Bendlin C. and Volkmer R., 1995, A & A Supply. Ser. 112, 371  
Brandt P.N., Scharmer G.B., Ferguson S., Shine R.A., Tarbell T.D. and Title A.M., 1988, Nature 335, 238  
Brandt P.N., Rutten R.J., Shine R.A. and Trujillo Bueno J., 1992, in 'Cool Stars, Stellar Systems and the Sun', M.S. Giampapa and J.A. Bookbinder (Eds.), Proc. Seventh Cambridge Workshop, Astron. Soc. Pac. Conf. Ser-ies 26, 161  
Brandt P.N., Rutten R.J., Shine R.A. and Trujillo Bueno J., 1994, in 'Solar Surface Magnetism', R.J. Rutten and C.J. Schrijver (Eds.), NATO, ASI Series C433, Kluwer Dordrecht, 251  
Molowny-Horas R., 1994, Ph.D. Thesis, University of Oslo  
November L.J. and Simon G.W., 1988, ApJ 333, 427  
Yi Z., 1992, Ph.D. Thesis, University of Oslo

## GÜNEŞİN FLER ENDEKSİNDE KUZEY-GÜNEY ASİMETRİSİ

TAMER ATAÇ ve ATILA ÖZGÜÇ

*Boğaziçi Üniversitesi, Kandilli Rasathanesi ve Deprem Araştırma Enstitüsü  
Astronomi Laboratuvarı  
Çengelköy 81220 İstanbul.*

**Özet.** Bu çalışmada bizim hesapladığımız fler endeksi değerleri ile Knoška(1985) nın değerleri birleştirilerek 17. güneş çevriminden 22.güneş çevriminin sonuna kadar fler endeksinin Kuzey-Güney asimetrisiyle ilgili sonuçları verildi. Asimetri eğrisinin zamanla değişimi 11 yıllık güneş aktivite çevrimleriyle karşılaştırıldı. Asimetri eğrisinin güneş çevrimleriyle aynı fazda olmadığı, asimetrisinin aktivitenin minimum evresinde daha şiddetlendiği bulundu. Çevrimlerin çıkış kolunda aktivitenin yarıkürelerden birinde daha hakim olduğu, daha sonra hakimiyetin iniş kolunda diğer yarıküreye taşındığı bulunarak, Kuzey-Güney asimetrisinde periyodik bir tavrın egemen olduğu belirlendi. 22. çevrimde de güney yarıkürenin fler aktivitesi bakımından çok zengin olduğu, bu üretkenliğin 23. çevrimde de süreceği çalışmamızda gösterildi.

**Anahtar Kelimeler:** Güneş çevrimleri, flerler, Kuzey-Güney asimetrisi.

## NORTH-SOUTH ASYMMETRY IN THE SOLAR FLARE INDEX

**Abstract.** This paper reports the results of a study of the N-S asymmetry in the flare index using the results of Knoška (1985) combined with our results for the solar cycles 17 to the current cycle 22. By comparing the time variation of the asymmetry curve with the solar activity variation of the 11-year cycle, we have found that the flare index asymmetry curve is not in phase with the solar cycle and that the asymmetry peaks during solar minimum. A periodic behaviour in the N-S asymmetry appears: the activity in one hemisphere is more important during the ascending part of the cycle whereas during the descending part the activity becomes more important in the other hemisphere. The dominance of flare activity in the southern hemisphere continues during cycle 22 and, according to our findings, this dominance will increase gradually during the following cycle 23.

**Key Words:** Solar cycles, flares, North-South asymmetry

# KARBON YILDIZLARI UX Dra ve RY Dra'nın V ve R GÖZLEMLERİ

Özdemir, S., Albayrak, B., Aslan, Z., Demircan, O., Ak, H.  
Müyesseroğlu, Z., Yüce, K.

Ankara Üniversitesi Fen Fakültesi  
Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü  
06100 Tandoğan - ANKARA  
E-mail: ozdemir@dione.astro.science.ankara.edu.tr

## ÖZET

Yarı düzenli değişenler olarak sınıflandırılan karbon yıldızları UX Dra ile RY Dra Ankara Üniversitesi Gözlemevi'nde Nisan 1995'le Nisan 1996 tarihleri arasında gözlenmiştir. UX Dra toplam 10 gece boyunca ~24 saat, RY Dra ise toplam 6 gece boyunca ~15 saat gözlenmiş ve kısa ya da uzun dönemli ışık değişimi araştırılmıştır.

Anahtar kelimeler: Karbon yıldızları, fotometri.

## ABSTRACT

The carbon stars UX Dra and RY Dra, classified as semiregular variables, were observed at the Ankara University Observatory during the period between April 1995 and April 1996. Altogether ~24 hour observations in 10 nights for UX Dra and ~15 hour observations in 6 nights for RY Dra are used in search of both short-term and long-term light variations.

Keywords: Carbon stars, photometry.

# X-IŞIN ÇİFT YILDIZLARINA AİT BAZI KORELASYONLAR

Sacit ÖZDEMİR, Osman DEMİRCAN, Nihal YILMAZ

Ankara Üniversitesi Fen Fakültesi,  
Astronomi Ve Uzay Bilimleri Bölümü  
06100 Tandoğan-ANKARA

## ÖZET

X-ışın çift yıldızlarına ait literatür verileri, bazı istatistik sonuçların elde edilmesi için kullanılmıştır. Önce yörünge dönemi dağılımı ve galaktik koordinatlarda konumları çizilmiştir. LMXB'ler için 0.5-0.6 ve 1.1-1.6 gün aralığında, HMXB'ler için de 6-8 ve 18-24 gün aralığında dönem boşlukları bulunmuştur. İki grubu birbirinden ayırmak ve karadelik içeren sistemleri tanımak için, x-ışın bileşeninin kütlesi optik bileşenin kütlesine karşı noktalanmıştır. X-ışının gücünün pulse dönemine ve yörünge dönemine bağlılığı araştırılmıştır. Son olarak da optik bileşenin Roche lobu doldurma yüzdesinin, diğer bileşenin pulse periyodu üzerindeki rolü araştırılmıştır.

Anahtar kelimeler: X-ışın çiftleri, nötron yıldızları, kara delikler.

## ABSTRACT

X-ray binary data from the literature have been used to deduce some statistical results. First the orbital period distribution and positions in galactic coordinates have been plotted. The period gaps in 0.5-0.6 and 1.1-1.6 days for LMXBs and 6-8 and 18-24 days for HMXBs were revealed. The mass of the x-ray component has been plotted against the mass of the optical component in order to distinguish the two groups LMXB and HMXB, and to recognise the systems containing black holes. Dependence of the x-ray luminosity  $L_x$  on the pulse period  $P_p$  and orbital period  $P_o$  was looked for. Finally the role of the Roche lobe filling percentage of optical component has been investigated in the pulse period of the other component.

Keywords: X-ray binaries, neutron stars, black holes.

# X PERSEİ (HD 24534) YILDIZININ FOTOMETRİK İNCELENMESİ

Semanur ENGİN, Kutluay YÜCE

Ankara Üniversitesi Fen Fakültesi,  
Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü  
06100 Tandoğan-ANKARA

## ÖZET

Parlak bir Be yıldızı olan X Persei (HD 24534, BD+30°591)'nin 1994-1996 yılları arasında Ankara Üniversitesi Gözlemevi'nde yapılan fotoelektrik fotometri gözlemleri indirgenerek incelenmiştir. Atmosferik sönmüleme etkisinden düzeltilen ve güneş merkezine indirgenen gözlemler standart sisteme dönüştürülerek UBV bandı ışık eğrileri, U-B ve B-V renk eğrileri elde edilmiştir.

**Anahtar Kelimeler:** X-ışın çiftleri, Be yıldızları, fotometri

## ABSTRACT

The bright Be star X Persei (HD 24534, BD+30°591) was observed photoelectrically at the Ankara University Observatory in 1994-1996, and the observations were corrected for atmospheric extinction and heliocentric motion of the Earth. The light and the color curves (U-B and B-V) of the system were obtained by using the standart UBV observations.

**Key words:** X-ray binaries, Be stars, photometry.

# V1357 CYG'NİN UBV IŞIK EĞRİSİ

Sacit ÖZDEMİR, Kutluay YÜCE, Osman DEMİRCAN,  
Semanur ENGİN, Nihal YILMAZ

Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi,  
Astronomi ve Uzay Bilimleri  
06100, Tandoğan-ANKARA

## ÖZET

V1357 Cyg(Cyg X-1, HD226868, BD+34°3815)'nin 1996 yılında Ankara Üniversitesi Gözlemevi'nde yapılan fotoelektrik UBV gözlemleri sunulmaktadır. Gözlemler atmosferik sönmüleme etkisi için düzeltilmiş ve Güneş merkezine indirgenmiştir.

Anahtar kelimeler: Etkileşen çift yıldızlar, X-ışın çiftleri, fotometri, elipsoidal değişenler.

## ABSTRACT

The photoelectric UBV observations of V1357 Cyg(Cyg X-1, HD226868, BD+34°3815) carried out at the Ankara University Observatory in 1996 were presented. The observations were corrected for atmospheric extinction and the heliocentric motion of the observer.

Keywords: Interacting binaries, X-ray binaries, photometry, ellipsoidal variables.

## YASAK VE YARI-YASAK ÇİZGİLERİN LİSTESİ

Hasan H. Esenoğlu

İstanbul Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, İstanbul

**Özet:** Yasak çizgilerin astronomi kaynaklarında çok önemli olduğu kabul edilir. Yasak çizgiler aslında emisyon çizgileridir, ve böylece, astrofizik olarak böyle çizgilerin yüksek eksitasyon potansiyelleri (EP) önemlidir. Bundan dolayı bir spektrumun multiplerleri düşük EP'den büyük EP'ye doğru listelenmelidir. Literatürdeki tüm multipler çizelgeleri, astronomik spektrumlarda gözlenen yasak çizgilerin açıklanmasında aşırı derecede önemli olan moröte bölgedeki yasak çizgileri içermez. Araştırmacılar, bu yüzden, bu konuyla ilgili makalelere bakmak zorunda kalırlar. Bu çalışmada, kataklismik değişenlerin spektrumları için onların ilgili yayınlarını kullanarak hem optik ve hemde moröte bölgedeki yasak çizgilerin sonuçlarını veriyoruz.

**Anahtar kelimeler:** çizgi: yasak çizgi - yıldızlar: istatistik - yıldızlar: kataklismik değişenler.

### LIST OF FORBIDDEN AND SEMI-FORBIDDEN LINES

**Abstract:** Forbidden lines are getting more and more significance in astronomical sources. Forbidden lines are essentially emission lines, and therefore, astrophysically the high excitation potentials of these lines are important. For this reason the multiplets of a spectrum should be listed in increasing order of EP. All multiplet tables in literature have excluded forbidden lines in the violet that are extremely important in the interpretation of forbidden lines observed in astronomical spectra. Researches are, therefore, urged to consult the individual papers on this subject. In this work, we present the results of the forbidden lines in both the optic and the violet regions of the spectra of cataclysmic variables by using papers in the literature.

**Key words:** line: forbidden lines - stars: statistics - stars: cataclysmic variables.

### TARTIŞMA VE SONUÇLAR

Bu çalışmada, kataklismik değişen yıldızların spektrumlarında ortaya çıkan yasak ve yarı-yasak çizgilerin listesi verilmiştir. Moore'un kataloğunda (a Multiplet Table of Astrophysical Interest, 1945) sadece 2950-12650 Å limitleri arasındaki bölgede yasak çizgiler listelenmiştir. 1200-2950 Å aralığındaki moröte bölgede ise yasak geçişler verilmemiştir (Moore, C.E., an Ultraviolet Multiplet Table, Section 1-2, 1950 and Section 3-4-5, 1962). Kataklismik değişen yıldızları içeren yayınların taranması sonunda ortaya çıkan sonuçları şöyle sıralayabiliriz:

1) Hazırladığımız yasak çizgilerin listesine göre, kataklismik değişen yıldızlarda 16 element tespit edilmiştir: C, N, O, Ne, Mg, Al, Si, S, Cl, Ar, K, Ca, Ti, Mn, Fe ve Ni. Bununla birlikte, literatürdeki kataloglarda ise optik bölgede toplam 32 elemente ait yasak çizgilerin olduğu görülür.

2) Kataklismik değişenlerin spektrumlarında tespit edilen toplam spektrel çizgi sayısı yaklaşık 133'tür. Elektromanyetik spektruma göre bu çizgilerin dağılımı şu şekildedir:

- i) Moröte bölge ( $\lambda\lambda$ 1200-3200): İyonlaşma mertebesi I-VII arasında değişen, C, N, O, Ne, Mg, Al, Si ve Fe'e ait 31 çizgi.
- ii) Görsel bölge ( $\lambda\lambda$ 3200-10400): İyonlaşma mertebesi I-XV arasında değişen, N, O, Ne, Mg, Al, S, Cl, Ar, K, Ca, Ti, Mn, Fe ve Ni'e ait 96 çizgi.
- iii) Kırmızıöte bölge ( $\lambda\lambda$ 20000-128000): İyonlaşma mertebesi II-IX arasında değişen, Mg, Ne ve Si'a ait 6 çizgi.

3) Kataklismik değişenlerin spektrumlarında tanısı yapılan en yaygın çizgilerin dağılımı ise şu şekilde olduğu görülmektedir:

- i) Moröte bölge: CIII]1909; NIII]1750; NIV]1486; OIV]1402; NeIV]1602; NeV]1575.
- ii) Görsel bölge: [NII]5755, 6548, 6584; [OI]5575, 6360, 6363; [OIII]7320-7330; [OIII]4363, 4959+5007; [NeIII]3869+3968; [NeIV]4720; [NeV]3346, 3426; [ArIII]7136; [CaV]5309; [FeVI]5176, 5677; [FeVII]5721, 6087; [FeX]6374.



## DÜŞÜK VE YÜKSEK KÜTLELİ X-IŞIN ÇİFTLERİ KATALOĞU

A.Talat Saygıç<sup>1</sup>, Oktay Hüseyin<sup>2</sup>, Sacit Özdemir<sup>3</sup>, İsfendiyar Gözel<sup>2</sup>  
Hülya Çalışkan<sup>1</sup>

<sup>1</sup>İ.Ü.F.F. Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 34452 - Üniversite - İstanbul

<sup>2</sup>TÜBİTAK Marmara Araştırma Merkezi, Uzay Teknolojileri Bölümü, 41470  
Gebze - KOcaeli

<sup>3</sup>A.Ü.F.F. Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Tandoğan - Ankara

### ÖZET

X-ışın çiftlerinin astronomide çok geniş olarak çalışılması ve tanımı henüz yapılamamış olanlarında tanımlandırılarak sınıflandırılması sonucu sayıları hızla artmaktadır. X-ışın çiftlerini esas alarak yapılan kataloglarda yeni belirlenen kaynakların olamayışı, bazı kaynakların yeni çalışmalar sonucu daha iyi tanımlanarak yeniden sınıflandırılmaları da söz konusudur. 1996 yılı sonuna kadar tüm x-ışın kaynaklarının yeni bir katalog altında toparlanabilmesi, bu katalogun içerdiği büyüklük ve bilgilerin aynı zamanda kolayca ulaşılabilir kaynaklarla verilebilmesi amacıyla bu çalışmaya başlanmış ve 1996 verilerinin girilmesi ile de tamamlanmış olacaktır. Bu haliyle literatüre sunulacak katalogun, x-ışın çiftlerinin seçilen büyüklükleri açısından da farklı ve daha yararlı olduğu görülmektedir. Spectrum X Gamma uydu çalışmalarında yer alan ülkemizdeki araştırmacılara da kolaylıkla erişebilecekleri bir kaynak olması bakımından da önemi büyüktür. Bu çalışma, 124 düşük kütleli, 75 yüksek kütleli x-ışın çifti kullanılarak oluşturulmuştur. Düşük kütleli x-ışın çiftleri için 1 - 4 M<sub>o</sub> değeri alınmaktadır. Bileşeni yeterince görülemeyen bu çiftlerde Roche Lobu doldurulmuştur. Evrimlerinin ileri aşamasında Katakлизмik Değişenleri oluşturular. 10 M<sub>o</sub> kütleleri ile Yüksek Kütleli olarak adlandırılan x-ışın çiftleri'nde ise bileşen yıldız bir Be yıldızı olarak ortaya çıkar. Bunlarında Roche Lobu dolu yada yüksek oranda kütle kaybı vardır. Düşük kütleli çiftlerin x-ışın bileşeninin akısı 10<sup>38</sup> erg/s gibi yüksek bir değerde olmasına karşılık, optik bileşenin optik dalgaboylarındaki akısı 10<sup>33-34</sup> erg/s gibi düşük bir değerdir. Yüksek kütleli x-ışın çiftlerinde ise bu durumun tersi görülmektedir. Yüksek ve Düşük Kütleli x-ışın çiftlerinin bu her iki gurubu için beşer ayrı tablo düzenlenmiştir. Her tablonun bitiminde, tablodaki yıldızların adları ve verilen tüm verilerinin alındığı kaynaklar yer almaktadır. Ayrıca katalogun sonunda, kullanılan tüm kaynaklar da ayrı bir bölüm halinde sunulmaktadır.

## İSTANBUL ÜNİVERSİTESİ PLANETARYUMU: GEÇMİŞTEN BUGÜNE YAPILMIŞ VE YAPILMAKTA OLAN ÇALIŞMALAR

A.Talat Saygıç, Adnan Ökten, Tuncay Özışık, Dursun Koçer  
İstanbul Üniversitesi Gözlemevi, Araştırma ve Uygulama Merkezi  
34452 - Üniversite - İstanbul  
internet: istanbul at v471tau.ege.edu.tr

### ÖZET

Planetaryumlar; gök cisimleri ve olaylarının, geniş formatlı filmlerin, sayısal görüntü programlarının, özel projektörler yardımıyla kubbe biçimli bir ekran üzerine yansıtılarak, kaliteli seslendirme etkileri desteği ile, izleyici gurubuna aktarıldığı, özel iç mekanlarında etkinlik ve sergilerin düzenlenebildiği, bilim, kültür, hobi vb. konularda çeşitli malzemelerin satışa sunulduğu özel yapılardır. Kuruldukların şehirlerin ve ülkelerin yaygın halk eğitiminde etkin rol oynarlar. Anaokulu çocuklarından, üst düzey eğitime sahip yetişkinlere kadar çok geniş bir topluluğa ulaşabilen çok ender kuruluşlardandırlar. Planetaryumlar, aynı zamanda kuruluşlarında harcanan parasal kaynakları, kendi gelirleri ile kısa zamanda yerine koyabilen birer ticari kuruluşlardır. Ankara, İzmir ve İstanbul'da Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümleri'nin bulunması, geçmişte ve günümüzde planetaryumlara ilgiyi profesyoneller açısından canlı tutmuş, ancak bir planetaryumun kurulması gerçekleştirilememiştir. Gerçekleştirilmesi yönünde yapılan çalışmalar şöyle özetlenebilir:

- Ankara'da, 1990 yılında başlıyan çalışmalardan sonra, 1995-1996 döneminde Devlet Planlama Teşkilatı'na, Ankara Üniversitesi Fen Fakültesi yakınında bahçe içerisinde bir planetaryum yapılabilmesi için Prof. Dr. Osman Demircan tarafından bir proje verilmiş ve süreç devam etmektedir.
- İzmir'de, Prof. Dr. Abdullah Kızıllırmak tarafından, Kültürpark içerisinde bir planetaryum kurulabilmesi için girişimlerde bulunulmuş ancak bir sonuca ulaşamamıştır.
- İstanbul'da Planetaryum çalışmaları ise, yoğun olarak ele alınmıştır. İstanbul'un çalışmaları esas olarak üç evrede incelenebilir:
  1. Prof. Dr. Nüzhet Gökdoğan tarafından 1970'li yıllarda çok kapsamlı bir çalışma başlatılmıştır. Laleli'de, "Patrona Halil Hamamı" olarak bilinen çift kubbeli tarihi bir yapının restorasyonu sonucunda planetaryum haline getirilmesi planlanmış, avan projeleri çizilmiş, ZEISS'den planetaryum projektörü hibe edilecek şekilde bağlantılar yapılmış son aşamaya getirilen bu çalışmalar, ne yazık ki çeşitli engellemeler sonucu bitirilememiştir.
  2. Prof. Dr. Dursun Koçer tarafından 1991 yılında, İstanbul Üniversitesi Merkez Bina Bahçesi içerisinde bulunan Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü yanında bir planetaryum kurulması için yapılan çalışmalar parasal güçlükler sonucunda tamamlanamamıştır.
- 1993'den beri sürdürülmekte olan çalışma ise, Rektör Prof. Dr. Bülent Berkarda'nın yurt dışında iken planetaryumlarla ilgilenmiş olmasından dolayı, bu merkezlerin önemini ve gerekliliğini kabul ederek, esas olarak İstanbul Üniversitesi olanakları ile yapılacak bir planetaryumu desteklemesi sonucunda, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü'nde bir proje grubu kurularak başlatılmıştır. İstanbul Proje Grubunun Çalışmaları, ZEISS Türkiye temsilciliği Optronik Firması başta olmak üzere, Japon GOTO ve MINOLTA firmaları ile bağlantılı olarak sürdürülmektedir. İstanbul Üniversitesi Rektörlüğü tarafından da uygun bir planetaryum yeri bulunabilmesi için incelemeler sürdürülmektedir. Proje grubu olarak konunun belşediyeler, işadamları ve uluslararası ilgili kişi ve kuruluşlara duyurulması için de çeşitli faaliyetler sürdürülmektedir.

# BAZI KATAKLİSMİK DEĞİŞENLERİN ROSAT ANALİZİ

Gülnur İkis, E.Nihal Ercan

*Boğaziçi Üniversitesi, Fizik Bölümü, Bebek, 80815, İstanbul*

## ÖZET

Bu çalışmada iki kataklismik değişen yıldız sisteminin spektral analizi yapılmıştır. Kataklismik değişenler düşük kütleli X-ışın sistemleri olup, bir geç spektral tipten (G, K veya M) anakol yıldızı ile bir Beyaz Cüceden oluşurlar. Bu sistemlerde normal yıldızdan kompakt olan üzerine madde aktarımı vardır.

Analizde kullanılan veriler ROSAT uydusunun (0.2-2.5 keV) PSPC aletinden alınmıştır.

İlk sistem, düşük manyetik alana sahip bir Beyaz cüce ile normal yıldızın oluşturduğu DQ HER alt sınıfına ait, KO VEL (E1013-477) dir. Veriler 12-14 Aralık 1991 tarihleri arasında 18570 saniye boyunca alınmıştır. Spektral analizde sisteme Kuvvet kanunu, Termal radyasyon ve Karacisim modelleri uygulanmıştır. En iyi uyan model  $1.3$ ,  $\chi_v^2$  değeri ile Kuvvet kanunudur. Bu model için kolon yoğunluğu,  $N_h$  değeri  $(0.32 \pm 0.038) \times 10^{21} \text{ cm}^{-2}$  ve foton indeksi  $-1.42 \pm 0.2$  bulunmuştur. Model bağımlı olarak hesaplanan flüks değeri  $F=1.202 \times 10^{-12} \text{ erg/scm}^2$  ve 150 parseklik uzaklık gözönüne alınarak hesaplanan lüminozite değeri  $L=3.24 \times 10^{30} \text{ erg/s}$  dir. Bulunan sonuçlar daha önce yapılan çalışmalarla uyumludur. Kuvvet kanunu modelinin verilere uyum sağlaması sistemin DQ HER sınıfına ait olması tezini desteklemektedir.

İkinci sistem, manyetik alanı olmayan bir Beyaz cüce ile normal yıldızın oluşturduğu anti-cüce nova alt sınıfına ait, KR AUR dur. Veriler 28 Eylül-6 Ekim 1992 tarihleri arasında 17268 saniye boyunca alınmıştır. Spektral analizde sistem üzerinde, ilk sisteme uygulanan modeller denenmiştir. En iyi uyan model  $1.06$ ,  $\chi_v^2$  değeri ile Karacisim modelidir. Bu model için kolon yoğunluğu  $N_h=(0.18 \pm 0.17) \times 10^{21} \text{ cm}^{-2}$  ve sıcaklık  $kT=0.54 \pm 0.06 \text{ K}$  bulunmuştur. Model bağımlı flüks değeri  $F=1.037 \times 10^{-12} \text{ erg/scm}^2$  ve 180 parseklik uzaklık değeri kullanılarak bulunan lüminozite değeri  $L=3.95 \times 10^{30} \text{ erg/s}$  dir. Sistem anti-cüce nova olarak sınıflandırıldığından termal bir radyasyon mekanizmasının verilerle uyumlu çıkması beklenen bir sonuçtur.

**Anahtar Kelimeler:**KO VEL, KR AUR, Kataklismik Değişen Sistemler, X- Işın Çift Yıldızları.

# TX Columbae ve MV Lyrae'nin ROSAT Analizleri

## ROSAT Data Analysis of TX Columbae and MY Lyrae

Gökhan Şen, E. Nihal Ercan

Boğaziçi Üniversitesi, Fizik Bölümü, Bebek, 80815, İstanbul

### ÖZET

Bu çalışmada TX Columbae (1H0542-407) ve MV Lyrae adlı iki Kataklişik Değişen yıldız sisteminin ROSAT X-ışın uydusunun PSPC adlı dedektöründen elde edilen verilerinin analizi ile spektral davranışı incelenmiştir. Kataklişik Değişen yıldız sistemleri (CV), Düşük-Kütleli X-ışın ikili sistemlerinin bir alt sınıfı olarak kabul edilmekte ve geç spektral sınıftan düşük-kütleli normal bir yıldız ve bu normal yıldızdan madde transfer eden bir beyaz cüce içermektedirler.

Ekvatoryel koordinatları sırasıyla  $\alpha=05^h43^m20.2^s$  (2000),  $\delta=-41^\circ01'57''$  (2000) ve  $\alpha=19^h7^m16.38^s$  (2000),  $\delta=44^\circ01'07.2''$  (2000) ve toplam gözlem süreleri 17137 ve 20253 saniye olan TX Col ve MV Lyr kaynaklarının zamansal olarak incelenmesi gelecek çalışmanın konusunu oluşturmaktadır.

Nispeten güçlü ( $10^5$ - $10^6$  Gauss) bir manyetik alana sahip ve beyaz cüce etrafında bir yığılma diskinin sözkonusu olduğu DQ Her tipi (ara polar) bir sistem olan TX Col'un 0.1-2.0 keV enerji aralığında elde edilen spektrumuna birçok spektral modelin uygunluğu sınanmıştır. Termal modellerden (karacisim, termal bremsstrahlung) ziyade, kuvvet yasası (POWL) ve buna yakın kırık (BRPL) ve eğri (PWLB) kuvvet yasası gibi termal olmayan modellerin sırasıyla 1.34, 1.01, 0.99 gibi  $\chi^2_\nu$  testi değerleriyle spektruma en iyi uyduğu görülmüştür. Kaynağın akısının  $F_{\text{PWLB}}=3.55 \times 10^{-12}$  erg  $\text{cm}^{-2}\text{s}^{-1}$  ve uzaklığının yaklaşık 500 pc olduğu düşünülürse ışıma gücünün  $L=1.07 \times 10^{32}$  erg/s olduğu tesbit edilmiştir.

MV Lyrae sistemi ise nova-benzeri değişenlerin anti-cüce ya da VY Sculptory tipi denilen bir alt sınıfının üyesidir. Kaynağın spektrumu için karacisim (BBDY) ve kuvvet yasası (POWL) modelleri sırasıyla  $\sim 0.9$  ve  $1.02$ 'lik değerlerle  $\chi^2_\nu$  testinde en iyi sonucu vermişlerdir. Ancak BBDY modelinde kolon yoğunluğu parametresi kabul edilemeyen bir değer almıştır. Buna göre en iyi uyuma POWL modeli ile ulaşıldığı düşünülürse kaynağın akısı  $F_{\text{POWL}}=1.19 \times 10^{-12}$  erg  $\text{cm}^{-2}\text{s}^{-1}$  ve uzaklığı yaklaşık 320 pc kabul edilerek ışıma gücü  $L=1.47 \times 10^{31}$  erg/s olarak elde edilir.

**Anahtar Kelimeler:** TX Col, MV Lyr, Kataklişik Değişen Sistemler, X-ışın Çift Yıldızları

**Keywords:** TX Col, MV Lyr, Cataclysmic Variables, X-ray Binaries

# Etkileşen Çift Yıldızların Çevresinde Gezegen Olabilir mi?

Osman DEMİRCAN

Ankara Üniversitesi Gözlemevi, Fen Fakültesi,  
06100, Tandoğan - ANKARA

## ÖZET

Tek yıldızların etrafında gezegen yakalamanın zorlukları ve yakın geçmişte pulsarlar ve güneş türü normal yıldızlar etrafında yapılan gezegen keşifleri özetlenmiştir. Bazı etkileşen çift yıldızların etrafında gezegen aramanın olurluğu ve avantajları irdelenmiştir.

Anahtar kelimeler: Güneş sistemi, gezegen, etkileşen çift sistemler.

## ABSTRACT

Difficulties in detecting planets around single stars, and the recent discoveries of planets around pulsars and normal solar type stars have been reviewed. The possibility, feasibility and advantages in detecting planets around certain interacting binaries have been discussed.

Key words: Solar system, planets, interacting binary stars.

