

ULUSAL
ASTRONOMİ TOPLANTISI
24 - 26 EYLÜL 1986
ANKARA

BİLDİRİLERİN ÖZETİ

ANKARA ÜNİVERSİTESİ
FEN FAKÜLTESİ

ASTRONOMİ VE UZAY BİLİMLERİ BÖLÜMÜ

EDİTÖRLER

Prof. Dr. Cemal AYDIN

Y. Doç. Dr. İ. Ethem DERMAN

*Ulusal Astronomi Toplantısı 86 Türkiye
Bilimsel ve Teknik Araştırma Kurumu
(TÜBİTAK) tarafından desteklenmiştir.*

İÇİNDEKİLER

1- Toplantı Programı	V
2- 9. Ulusal Astronomi Toplantısına Katılanların Listesi	XI
3- A.Ü. Rektörü Prof.Dr. Tarık SOMER'in açış konuşması	XIII
4- Pulsarlar (çağrılı bildiri)	
A. ALPAR	1
5- RGU Fotometrisi ve Galaktik Yapı (çağrılı bildiri)	
S. KARAALİ	7
6- 16. Yüzyılda Osmanlıların Astronomiye Yapmış Oldukları Katkılar (çağrılı bildiri)	
S. TEKELİ	33
7- Wolf-Rayet Yıldızları (Çağrılı bildiri)	
H. KIRBIYIK	41
8- W UMa Yıldızları (Çağrılı bildiri)	
Ö. GÜLMEN	57
9- NGC 1851 ve NGC 6440 Küresel Kümelerindeki X-ışın Kaynaklarının EXOSAT Çözümleri	
E.N. ERCAN, Ü. KIZILOĞLU, G. BRANDUARDİ, F. TOKDEMİR ve A. ESENDEMİR	75
10- NGC 2429 Halo Alanının RGU üç renk fotometrisi	
R. FENKART, L. TOPAKTAŞ, Ş. BOYDAÇ, G. KANDEMİR	79
11- Ortaöğretimde Astronomi Dersi Sorunu	
L. KÜÇÜKAHMET	81
12- Küresel Trigonometri Yardımı ile Küre Üzerine V kadar Nokta Yerleştirme	
H.H. HACISALİHOĞLU	85
13- Celestial Reference Systems: The Astrolab Contributions	
F. CHOLLET	89
14- 2.31M _☉ Kütleli Küresel Olmayan Yıldızın Evrimi	
R. ÇELİKEL, D. ERYURT - EZER	93
15- Öbek III Yıldızlarında Işınmın Gücü ile İkel ve Çekirdek Kütle Bağntısı	
N. KIZILOĞLU, D. ERYURT - EZER	95

16- Açık Yıldız Kümesi NGC 2287 (M41)'nin Yaş Tayini İ. KÜÇÜK, D. ERYURT - EZER	97
17- CH Cygni'nin 1977-1985 Patlaması M. HACK, L. RUSCONI, G. SEDMAK, C. AYDIN S. ENGİN, N. YILMAZ	99
18- OF Yıldızlarında P Cygni Tipi Çizgilerden N ve C Bolluğunun Belirlenmesi R. STALIO, D. KOÇER, Ç. BOLCAL, Ü. KIZILOĞLU	103
19- CH Cyg Yıldızının Son Gözlemleri M. HACK, S. ENGİN, N. YILMAZ	107
20- β Lyr Çift Yıldızının UV Tayfı M. HACK, C. AYDIN, S. ENGİN, N. YILMAZ	111
21- Ulusal Gözlemevi Yer Secimi Çalışmaları Z. ASLAN, C. AYDIN, Z. TUNCA, O. DEMİRCAN, İ.E. DERMAN, O. GÖLBAŞI, A. MARŞOĞLU	113
22- HD 199497 Örtün Çiftinin Fotometrik Analizi C. SEZER, Ö. GÜLMEN, N. GÜDÜR	117
23- RS CVn'lerde Yıldız Etkinliği O. DEMİRCAN	121
24- ER Vulpeculae'nın Işık Eğrisindeki Değişimler Z. TUNCA, C. İBANOĞLU, S. EVREN	125
25- σ Gem Yıldızında Lekelelerin H_{α} ve Metal Çizgilerine Etkisi Z. EKER	127
26- Beyaz Cüce Bileşenli V471 Tauri'nin Fotoelektrik Işıkkölçümü C. İBANOĞLU, Z. TUNCA, S. EVREN	129
27- IM Aurigae Örtün Çift Yıldızının İki Renk Işıkkölçümü ve Analizi Ö. GÜLMEN, C. SEZER, N. GÜDÜR	133
28- DM Delphini Örtün Çiftinin Fotometrisi N. GÜDÜR, C. SEZER, Ö. GÜLMEN	135
29- MM Her'in Fotoelektrik Işıkkölçümü ve Işık Eğrisindeki Değişimler S. EVREN	137
30- V367 Cygni Örtün Çift Yıldızının İki Renk Fotometrisi M.C. AKAN	141

ULUSAL ASTRONOMİ TOPLANTISI 86

24 Eylül 1986 Çarşamba

08.30 Kayıt

OTURUM I

Başkan: Prof. Dr. Sevim TEKELİ

09.00 Açış konuşması

Prof. Dr. Tark SOMER

09.10 *Pulsarlar* (çağrılı bildiri)

A. ALPAR

10.10 *NGC 1851 ve NGC 6440 Küresel Kümelerindeki X-ışın kaynaklarının Exosat gözlemleri*

N. ERCAN

(N. ERCAN - Ü. KIZILOĞLU - G. BRANDUARDI - F. TOKDEMİR - A. ESENDEMİR)

10.30 Çay

11.00 *RGU Fotometrisi ve Galaktik Yapı* (çağrılı bildiri)

S. KARAALI

12.00 *NGC 2420 Halo Alanının RGU Üç Renk Fotometrisi*

G. KANDEMİR

(R. FENKART - L. TOPAKTAŞ - Ş. BOYDAĞ - G. KANDEMİR)

12.20 *Nova Muscae'nin IUE Gözlemleri*

(Ü. KIZILOĞLU)

Ü. KIZILOĞLU

13.00 Yemek

24 Eylül 1986 Çarşamba

Öğleden Sonra

OTURUM II

Başkan: Prof. Dr. Nadir DOĞAN

- 14.30 16. Yüzyılda Osmanlılarda Astronomi Alanındaki Bazı Önemli Katkıları (çağrılı bildiri)
S. TEKELİ
- 15.30 Orta Öğretimde Astronomi Dersi Meselesi
(L. KÜÇÜKAHMET)
L. KÜÇÜKAHMET
- 15.50 Küresel Trigonometri Yardımıyla Küre Üzerine Eşit Aralıklı V Kadar Nokta Yerleştirme
(H.H. HACISALİHOĞLU)
H.H. HACISALİHOĞLU
- 16.10 Çay
- 16.40 Celestial Reference Systems The Astrolab Contributions
F. CHOLLET
- 18.00 A.Ü. Fen Fakültesi açılış kokteyli

25 Eylül 1986 Perşembe

Sabah

OTURUM III

Başkan: Prof. Dr. Kamuran AVCIOĞLU

- 09.00 *Çift Yıldızların Evrimi (çağrılı bildiri)* D. ERYURT
- 10.00 $2.31 M_{\odot}$ *Kütleli Küresel Olmayan Yıldızın Evrimi*
(R. ÇELİKEL - D. ERYURT) R. ÇELİKEL
- 10.20 *Öbek III Yıldızlarında Işınım ve Kütle İlişkisi*
(N. KIZILOĞLU - D. ERYURT) N. KIZILOĞLU
- 10.40 **Çay**
- 11.10 *Açık Yıldız Kümesi NGC 2287 (M41)'nin Yaş Tayini*
(İ. KÜÇÜK - D. ERYURT) İ. KÜÇÜK
- 11.30 *CH Cygni: 1977-85 Arasındaki Patlama*
(M. HACK - L. RUSCONI - G. SEDMAK - S. ENGİN - N. YILMAZ - C. AYDIN) C. AYDIN
- 11.50 *UV P Cygni Profillerinden ON ve OC Yıldızlarında N ve C bolluğunun belirlenmesi*
(Ç. BOLCAL - R. STALIO - D. KOÇER - Ü. KIZILOĞLU) Ç. BOLCAL
- 12.10 *CH Cygni'nin Son Gözlem Sonuçları*
(S. ENGİN - N. YILMAZ - M. HACK - G. SEDMAK) S. ENGİN
- 12.30 β *Lyrae'nin Morötesi Gözlemleri* N. YILMAZ
- 13.00 **Yemek**

25 Eylül 1986 Perşembe

Öğleden Sonra

OTURUM IV

Başkan: Prof.Dr. Dilhan ERYURT

14.30 *Ulusal Gözlemevi Yer Seçimi Çalışmaları*

(Z. ASLAN – C. AYDIN – Z. TUNCA – S. MARŞOĞLU – O. GÖLBAŞI – O. DEMİR-
CAN – İ.E. DERMAN)

Optik Gözlemevinin Sağlaması Gereken Koşullar

Z. ASLAN

Proje Öncesi Yer Seçim Çalışmaları

C. AYDIN

Gözlem İstasyonlarının Kuruluş Çalışmaları

O. GÖLBAŞI

16.00 **Çay**

16.30 *Ulusal Gözlemevi Yer Seçimi Çalışmaları*

(Z. ASLAN – C. AYDIN – Z. TUNCA – S. MARŞOĞLU – O. GÖLBAŞI – O. DEMİR-
CAN – İ.E. DERMAN)

Dönüşüm Katmanı Gözlemleri

O. DEMİRCAN

Yer Seçimi Gözlemleri

Z. TUNCA

İstasyonların Karşılaştırılması

Z. ASLAN

26 Eylül 1986 Cuma

Sabah

OTURUM V

Başkan: Doç.Dr. Salih KARAALİ

- 09.00 W UMa Yıldızları (çağrılı bildiri) Ö. GÜLMEN
- 10.00 HD 199497 Örtün Çiftinin Fotometrik Analizi
(C. SEZER - Ö. GÜLMEN - N. GÜDÜR) C. SEZER
- 10.20 W UMa Tipi Değün Yıldızların Katalog Hazırlanması G.T.
- 10.40 Çay
- 11.10 RS CVn'lerde Yıldız Etkinliğı O. DEMİRCAN
- 11.30 ER Vulpeculae'nin Işık Eğrisindeki Değışmeler
(Z. TUNCA - C. İBANOĞLU - S. EVREN) Z. TUNCA
- 11.50 Sigma Gem Yıldızında Lekelerin H α ve Metal Çizgilerine Etkisi
(Z. EKER) Z. EKER
- 12.10 Beyaz Cüce Bileşenli V471 Tauri'nin fotoelektrik ışık ölçümü
(C. İBANOĞLU - Z. TUNCA - S. EVREN) C. İBANOĞLU
- 12.30 DH Leo Çift Yıldızında Uzun Dönemli Değışmeler
(İ.E. DERMAN - Z. ASLAN) İ.E. DERMAN
- 13.00 Yemek

26 Eylül 1986 Cuma

Öğleden Sonra

OTURUM VI

Başkan: Prof.Dr. Cemal AYDIN

14.30 *Radyal ve Radyal olmayan salınımlar (çağrılı bildiri)*

H. KIRBIYIK

15.30 *IM Aur Örtlen Çift Yıldızının iki renk ışık ölçümü ve Analizi*

(Ö. GÜLMEN - C. SEZER - N. GÜDÜR)

Ö. GÜLMEN

15.50 *DM Delphini Örtlen Çiftinin Fotometrisi*

(N. GÜDÜR - C. SEZER - Ö. GÜLMEN)

N. GÜDÜR

16.10 *MM Her'in Fotoelektrik Işık Ölçümü ve Işık Eğrisinde Değişimler*

(S. EVREN)

S. EVREN

16.30 *V367 Cygni Örtlen Çift Yıldızının İki Renk Fotometrisi*

(C. AKAN)

C. AKAN

17.00 A.Ü. Gözleminde veda yemeği ve Kokteyli

1986 ULUSAL ASTRONOMİ TOPLANTISI
KATILANLARIN LİSTESİ

Tarik SOMER	Ankara Üniversitesi
Nadir DOĞAN	A.Ü. Fen Fakültesi
Cemal AYDIN	A.Ü. Fen Fakültesi
Sevim TEKELİ	A.Ü. Dil Tarih Coğ. Fakültesi
Orhan GÖLBAŞI	B.Ü. Kandilli Rasathanesi
Fernand CHOLLET	Paris Gözlemevi, FRANSA
Dursun KOÇER	B.Ü. Kandilli Rasathanesi
Kamuran AVCIOĞLU	İ.Ü. Fen Fakültesi
Çetin BOLCAL	B.Ü. Kandilli Rasathanesi
Varol KESKİN	E.Ü. Fen Fakültesi
Nihal ERCAN	B.Ü. Kandilli Rasathanesi
Can AKAN	E.Ü. Fen Fakültesi
Halil KIRBIYIK	O.D.T.Ü. Fizik Bölümü
Dilhan ERYURT	O.D.T.Ü. Fizik Bölümü
İ. Ethem DERMAN	A.Ü. Fen Fakültesi
Ömür GÜLMEN	E.Ü. Fen Fakültesi
Zeki ASLAN	A.Ü. Fen Fakültesi
Osman DEMİRCAN	O.D.T.Ü. Fizik Bölümü
Ümit KIZILOĞLU	O.D.T.Ü. Fizik Bölümü
Talat SAYGAÇ	İ.Ü. Fen Fakültesi
Hüseyin MENTEŞE	İ.Ü. Fen Fakültesi
Semanur ENGİN	A.Ü. Fen Fakültesi
Nihal YILMAZ	A.Ü. Fen Fakültesi
İbrahim KÜÇÜK	O.D.T.Ü. Fizik Bölümü
Ali ALPAR	TÜBİTAK GEBZE Araş.

Gülçin KANDEMİR	İ.T.Ü. Fen Edebiyat Fakültesi
Şenel BOYDAÇ	Yıldız Ü. Fen Edebiyat Fakültesi
Rikkat CELİKEL	O.D.T.Ü. Fizik Bölümü
Necdet GÜDÜR	E.Ü. Fen Fakültesi
Hüseyin KARA	E.Ü. Fen Fakültesi
Nilgün KIZILOĞLU	O.D.T.Ü. Fizik Bölümü
Ayten DÜZGELEN	B.Ü. Kandilli Rasathanesi
Salih KARAALİ	İ.Ü. Fen Fakültesi
Türker ÖZKAN	İ.Ü. Fen Fakültesi
Zeynel TUNCA	E.Ü. Fen Fakültesi
Hülya CANBAZ	B.Ü. Kandilli Rasathanesi
Cengiz SEZER	E.Ü. Fen Fakültesi
Mualla SAĞLAMSAATÇI	B.Ü. Kandilli Rasathanesi
Hilmi HACISALİHOĞLU	Gazi Ü. Fen Edebiyat Fakültesi
Zeki EKER	E.Ü. Fen Fakültesi
Bekir KILINÇ	E.Ü. Fen Fakültesi
Can BATTAL	E.Ü. Fen Fakültesi
Zekeriya MÜYESSEROĞLU	A.Ü. Fen Fakültesi
Fehmi EKMEKÇİ	A.Ü. Fen Fakültesi
Ayvur AKALIN	A.Ü. Fen Fakültesi

Sayın Arkadaşlar,

“Ulusal Astronomi Toplantısı-86”ya hoşgeldiniz. Bu toplantı Üniversitemizde Astronomi bilim dalında şimdiye kadar tertip edilen 9’uncu toplantı olmaktadır. Huzurlarınızda açmaktan büyük bir mutluluk ve onur duyuyorum.

İnsanoğlu dünyaya gözlerini açıp, birkaç yıl içerisinde çevresini tanımağa başladığında, onun hayretini ve merakını en çok çeken şey, dünyanın kapağı olarak gördüğü gök kubbe ve onu dolduran sayısız yıldızlar olmuştur. Bu tecessüs bir süre sonra bulutlar, fırtınalar ve şimşeklerle korkuya dönüşür. Ay ve güneş tutulması, galaksilerin zaman zaman gözle takip edilebilmesi, yalnız bilginlerin ve filozofların değil, sade kişilerin de tarih boyunca ilgisini çekmiştir. Önceleri müşahadelerle başlayan çalışmalar daha sonra ilkel aletlerle sürdürülmüş, asırlarca süren dini taassubun acımasız kurallarına rağmen, hayatını ortaya koyan fedakar ilim adamları sayesinde bir bilim dalı gelişerek bugünkü yüce seviyesine ulaşmıştır. Uzayda bulunan dağınık maddelerin ve cisimlerin menşesini, bileşimini, zamanla meydana gelen değişimlerini, mesafe ve hareketlerini inceleyen bu bilim dalına bugün astronomi diyoruz. Astronomi medeniyetle aynı zamanda başlamış olup, en eski bilim dalıdır. Milattan 3000 yıl önce Mezopotamya halkının yıldız kümelerini ve burçları tanıdıklarını, bunlara aslan, yengeç ve koç gibi hayvan isimleri verdiklerini, zodiak işaretlerini keşfettiklerini kil tabletlerden öğreniyoruz. Eski Mısırlılar 1 seneyi 365 gün olarak belirleyen takvimi yapmışlar, daha sonra bunu $365 \frac{1}{4}$ olarak düzeltmeyi başarmış-

lardır. Kainat hakkında fikirler yürüten Pythagor ve Aristo dünyanın hareketsiz olduğuna inanmışlardı. M.Ö. 3. yüzyılda Samos adasında yaşayan Aristarchus’un dünyanın kendi ekseni etrafında ve güneş etrafında döndüğünü keşfettiği söylenir. İskenderiye Müzesinde kütüphaneci Eratosthenes aynı yüzyıl içinde inanılmaz bir duyarlılıkla dünyanın çevresini hesaplamayı başarmıştı. Dünyanın merkezde, gök kubbenin

onun etrafında içi boş bir küre olduğu, bir eksenle dünyaya bağlı olup batıya doğru döndüğü, yıldızların birer mücevher gibi bu kürenin iç yüzeyine yapışık bulunduğu inancı, yani “dönen yıldızlar küresi” felsefesi Copernicus’a kadar devam etmiştir. Güneş dahil yedi gezegenin dünya çevresinde nasıl muntazam dolaştıkları yüzlerce izahatın verildiği fakat bir türlü çözülemeyen sorular arasında kalmıştır. Nihayet, M.S. 2. yüzyılda İskenderiye’de yaşayan astronom Ptolemy, Arapların Almagest olarak bildikleri “Büyük Astronomik Düzen” adlı eserinde yıldızların hareketini ince detaylarla izaha çalışmış ve eski astronomi çağını kapatmıştır.

Ortaçağ astronomi bilgileri büyük ölçüde Ptolemy sisteminin etkisi altında kalmışlar, hristiyanlığın koyu taassubu onlara bilim özgürlüğü vermemiştir. Arapların daha serbest ve atak olduklarını, ibadet için Mekke’nin yani kiblenin istikametini tayin için yoğun çalışmalar yaptıklarını görüyoruz. Bu devirde Avrupa’ya davet edilen tanınmış astronomi bilgilerinin çoğunlukla araplar ve yahudiler olduğunu görüyoruz. Kristof Kolomb’un, Magellan’ın seyahatleri, dünyanın tepsi biçiminde olmadığını, bir kenar çizgisine erişmediğini göstermiş, Gutenberg’in matbaası eski bilgilerin daha çabuk ve daha ucuz yayılmasını sağlamıştır. 1473-1543 yılları arasında yaşayan Copernicus’la modern astronomi devrinin başladığını görüyoruz. Tycho Brahe, Kepler ve Galileo onu takip etmişlerdir. İlk teleskopun Galileo tarafından yapıldığını, bu sayede ay üzerinde dağları, Jupiterin 4 gezegenini ve Venüs’ün muhtelif fazlarını gözleyebildiğini öğreniyoruz. Daha sonra güneş lekelerini tetkik ettiği anlaşılıyor. Böylece Astronomide felsefe ve tahminlerin yerini Galileo ile deneysel çalışmaların aldığını, kütle ve hareketle ilgili çalışmalara başlandığını görüyoruz. Bu çalışmalar (1642-1727) yılları arasında yaşayan Isaac Newton tarafından sürdürülmüş, kütle, ivme, hız ve çekim arasındaki bağlantılar kesin formüllerle keşfedilmiştir. Newton 24 yaşında iken yıldızların hareketini tek bir kuvvetin kontrol ettiğini ortaya çıkarmış, bu sonuçları 21 sene sonra, yani 1687’de 45 yaşında iken “Philosophia Naturalis Principia Mathematica” adlı eserinde yayınlamıştır. Bundan sonra dinamik astronomide Euler’i, D’Alambert’i, Laplace ve Gauss’u görüyoruz. Mevcut bilgiler, E.W. Brown’un ayın hareketini bugünkü şekliyle tayin etmesine yeterli olmuştur.

Astronomi çalışmalarında teleskop kullanılması 17. yüzyılda hız kazanmıştır. Yalnız o tarihteki telekoplara uzunluğu 30 metreden az değildir. 1668’de Newton, chromatik sapmaları önleyen bir teleskop

yapmayı başarmıştır. 150 sene sonra, yani 1845'de İngiltere'de 180 cm. çapında reflektörlü dev bir teleskop inşa edilmiş. Bazı Galaksilerin yay şeklinde olduğu bu teleskopla tesbit edilebilmiştir.

Nihayet, 1948 yılında tamamlanan 500 cm. çapında reflektörlü bir teleskopun Hale teleskopunun, California'da Palomar dağına monte edildiğini ve yoğun çalışmalara girişildiğini görüyoruz. Bundan sonra, 500 cm. dan büyük reflektörlerin imalinde karşılaşılan güçlükler ve maliyetin yüksek oluşu nedeniyle Radyo teleskopların yapımına geçilmiştir. Bugün uzayın etüdü için gösterilen çabalar içerisinde daha uzağı görebilmek çabası en büyük önemi taşımaktadır. Radyo teleskopunda kollektörler 300 m. çapında olup, interferometre, spektrograf, polariscope ve fotometre gibi parçalarla da techis edilmekte, bunların uzay istasyonlarına, hatta ay yüzeyine monte edilmesi düşünülmektedir.

20. yüzyıl Uzay çağı astroncmiye yeni ufuklar açmıştır. Uyduların atmosfer dışına çıkabilmesi ve bu seviyede bir yörüngeye oturtulabilmesi veya yıllarca süren bir yolculuktan sonra bir gezegene yaklaşp, fotoğraf ve bilgi yollayabilmesi, Copernicus, Brahe ve Kepler'in hayal edemedikleri başarılar arasındadır.

Ankara Üniversitesi mütevazı imkanlarıyla 1944'de bir Astronomi Enstitüsü kurmuş, 1958-1963 yılları arasında da bir rasathane inşa etmiştir. Bu rasathane Türkiye'de ilk defa yapılan uluslararası bir astronomi toplantısıyla açılmış ve hizmete girmiştir. Daha sonra çeşitli üniversitelerde sekiz astronomi toplantısı tertiplenmiştir.

Öğrencilerimize gözlem yoluyla astronomiyi öğretmek ve bilimsel araştırma yapmak amacıyla kurulan Üniversite Rasathanesine ikili anlaşmalar ve NATO yardımıyla bir radyo teleskop, bir Zeis Coude (15 cm) Güneş teleskobu alınmış bunların yanında indirgeme aletleri olarak bir mikrofotometre ile bir iris fotometreside getirilmiştir. Daha sonra 1975 yılında 30 cm. çapında aynalı bir teleskop Üniversite tarafından satın alınmış ve fotoelektrik gözlemlere başlanmıştır. Güneş leke gözlemleri ve değişen yıldızlar alanında Belçika'da Sunspot Index Data Center ile Oklahoma Üniversitesi ve İtalya Trieste rasathanesi ile işbirliği yapılmıştır. Kuruluşundan bu yana 58'i yurt dışında olmak üzere toplam 121 yayım yapılmış, bunun yanında 6 adet ders kitabı basılmıştır.

Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümünde lisans dersleri yanında, yüksek lisans ve doktora dersleri de verilmektedir. Bugün bölümde 2 profesör, 3 doçent 1 yardımcı doçent ve 3 araştırma görevlisi hizmet ver-

mektedir. 250 den fazla öğrenci mezun edilmiş olup, bunlar daha çok orta ve yükseköğretim kadrolarında görev yapmaktadır. Mezunlarımızdan yirmibeşin üstünde doçent ve profesör olanı vardır. Bölümde ayrıca 6 yüksek lisans çalışması, 10 adet doktora ve 10 adet doçentlik çalışması yapılmıştır. Son üç yılda öğrenci kontenjanı 85'e çıkarılmış olup, şu anda bölümdeki öğrenci sayısı 270'e yükselmiştir.

Fotometre başlığının bozuk olmasından dolayı son iki yıldan beri, maalesef değişen yıldız gözlemleri yapılamamıştır. Bu yıl Amerika Birleşik Devletlerinden yeni fotometre alınmış olup teleskoba montesi ve test çalışmaları devam etmektedir. Eylül sonuna doğru sürekli gözlem çalışmalarının yeniden başlayacağını ümit ediyorum. Daha sonra bu fotometreyi küçük bir bilgisayara bağlayarak, gözlemlerimizi daha duyarlı ve daha süratli hale getirebileceğiz. Ayrıca önümüzdeki yıllarda 60 cm. çaplı yeni bir teleskop alınması düşünülmektedir. Kurulduğundan bu yana öğrencilerimize tam bir laboratuvar görevi yapan rasathanemiz, alınacak profesyonel kalitede yeni bir teleskopla görevini daha iyi yapabilecektir.

Üniversitemizde Astronomi öğretiminin başlatılmasında ve rasathanenin kurulmasında emeği unutulmaz hocamız, merhum Prof.Dr. E.A. Kreiken'dir. Pek çok öğrencileri o yetiştirmiş, yurt dışında ihtisas yapmaları için burslar temin etmiştir. Mümtüz ismini hürmet ve şükranla anarım. Ruhu şad olsun.

Bu toplantınızda Astronomi öğretiminin ülkemizde daha derin ve daha ciddi temeller üzerine oturtulması için neler yapılması gerektiğini incelemenizi ve bildirmenizi rica ederim. Bu ay içerisinde faaliyete geçecek merkezi bilgisayar sistemimiz, hertürlü program yapma, data analizi ve kompleks diferansiyel denklemlerin çözümlerinde size açık olacaktır. Kendi sistemimizin dünya memleketlerindeki şebekeye dahil edilmesi, ortak çalışmalar ve işbirliği yapılması konularında hertürlü gayreti göstermeye hazırım. Yeterki siz isteyin ve bu işin hudutlarını gerçekçi ölçülerle belirleyin.

9. Ulusal Astronomi Toplantınızın hayırlı, uğurlu ve verimli olmasını diler, hepimize saygı ve sevgilerimle başarılar temenni ederim.

Prof. Dr. Tanık SOMER

Rektör

PULSARLAR

M. Ali ALPAR*

“Pulse” (atış) kelimesinden kaynaklanan pulsar adıyla andığımız gök cisimleri iki sınıf. Galaksimizde şimdiye dek 450 kadar bilinen radyo pulsarlar, saniye mertebesinde veya daha kısa periyodlarla atışlar halinde radyo sinyali aldığımız kaynaklar. Bunların 7 tanesi çift yıldız sistemlerinde. İlk radyo pulsar 1967’de o tarihlerde doktora öğrencisinden Jocelyn Bell tarafından bulundu. X-ışını pulsarları ise 25 tane kadar. Bunların tümünün çift yıldız sistemlerinde bir nötron yıldızına eş yıldızdan kütle aktarımı sonucu X-ışını yaydıkları düşünülüyor. Bu X-ışını pulsarlarının ilk örnekleri 1970’lerin başında atılan Uhuru uydusu ile bulundu. (R. Giacconi et al.) X-ışını pulsarlarının periyodları 1 s.-800 s. arasında. Bu periyodların nötron yıldızının dönme periyodu olduğu düşünülüyor. Ayrıca çift yıldız olduklarını gösteren eklips olayları ve atış periyodlarında yörünge hareketini yansıtan Doppler kaymaları var. Yörünge periyodları saat ve gün mertebesinde. X-ışını pulsarlarına akraba bir sınıf X-ışını kaynağı da galaktik göbek (galactic bulge) kaynakları. Bunlar 20 kadar, çok yakın, düşük kütleli, öbek II çift yıldızları oldukları sanılıyor. Bunlarda nötron yıldızlarına atfedilecek dönme periyodları gözlenmiyor. Yine de bir nötron yıldızına kütle aktarımının X-ışınlarına kaynak olduğunu gerek bazılarının spektrumlarının nötron yıldızı yüzeyinden kara cisim ışımaya işaret etmesinden, gerekse bu kaynaklarda görülen X-ışını patlamalarının analizinden anlıyoruz.

X-ışını ve radyo pulsarların nötron yıldızı oldukları periyodlarından anlaşılıyor. Gözlenen periyodlar zamanla değişiyor ama bu değişimin hızı o kadar küçük, periyodlar o kadar dengeli ki, bu stabilite ancak gözlenen periyodun bir yıldızın dönme periyodu olması ile açıklanabiliyor. Öte yandan dönen bir yıldızda kütle çekiminin merkezkaç ivmesini den-

* TÜBİTAK-Temel Bilimler Araştırma Enstitüsü Gebze-Kocaeli 41470.

geleyebilmesi için dönme hızı $\Omega \leq (4\pi/3 G\rho)^{1/2}$ olmalı. (Burada G kütle çekimi sabiti, ρ ise yıldızın yoğunluğu). Period $P = 0.1$ s. olduğunda, $\rho \leq 10^{10}$ gm/cm³ bulunuyor ki, bu şartı sağlayan ortalama yoğunluklar ancak nötron yıldızlarında bulunuyor.

Teorik olarak nötron yıldızı fikri 1932 yılında, nötronun Chadwick tarafından keşfinden hemen sonra Landau tarafından ortaya atıldı. Landau, bu yeni parçacığın yüksek yoğunluklarda bir yıldız kütle çekimine karşı dengede tutabileceğini gördü. Bu yeni yıldız konumu, güneş kütlesi mertebesinde kütleyi 10 Km. mertebesinde yarıçapı olan bir hacime sıkıştırıyordu. 1934'te Baade ve Zwicky bu konumun kütle çekimsel bağlanma enerjisinin denk olduğunu görerek, nötron yıldızlarının süpernova patlamaları ile oluştuğunu anladılar. Tolman, Oppenheimer ve Volkoff 1938 de ilk nötron yıldızı yapı hesabını yaptılar. Bu tarihten sonra uzun süre nötron yıldızlarına yalnızca teorik bir imkân, gözlenmesi olanaksız bir yıldız türü gözüyle bakıldı. Çünkü optik bantta ışıyan, diyelim ki 5000 °K yüzey sıcaklığına sahip, ama sadece 10 Km. çaplı bir yıldız, $10^{-10} L_{\odot}$ kadar bir ışınma şiddeti verecekti. Bu yıldızların ısısal olmayan mekanizmalarla çok daha fazla enerji verebileceklerini ilk kez 1967 de (pulsarların bulunuşu ile aynı yılda, ama bu buluştan önce) Pacini düşündü. Pacini'nin hemen sonra gözlemlerle doğrulanan savı şöyleydi: 10 Km. yarıçaplı bir yıldız, çökme sırasında açısal momentum ve manyetik akı korunmuşsa, meselâ güneş gibi "olağan" yıldızlara göre çok daha hızlı dönecek ve çok kuvvetli bir mıknatıs alanı taşıyacaktır. Bu durumda yüksek voltaj üreten bir dinamo söz konusu idi. Isısal olmayan bu enerji üretimi yüksek enerjili yüklü parçacıklar ve elektromanyetik radyasyon üretecekti. Radyo pulsarların açıklanması da bu şekilde. X-ışını pulsarları ise enerjilerini kütle aktarımından alıyorlar. M eşyıldızdan kütle aktarım hızı ise, bu madde'nin M kütleli ve R yarıçaplı nötron yıldızı yüzeyine düşmesi ile saniyede GMM/R kadar enerji açığı çıkmalı. Bu enerji üretimi nötron yıldızı yüzeyinden ısısal olarak ışırsa, kara cisim ışınma sıcaklığı $T \sim 10^7$ °K civarında bulunuyor ki bu da ışınmanın X-ışını bandında olduğunu gösteriyor.

Tekrar radyo pulsarlara dönelim. Dönen bir dinamo olarak düşündüğümüz nötron yıldızı saniyede $2 B^2 R^6 \Omega^4 / 3c^3$ kadar elektromanyetik enerji kaybeder. Burada B yıldızın yüzeyinde dipol mıknatıs alanı, R yarıçapı, Ω dönme hızı, c ise ışık hızı. Bu enerji kaybı yıldızın dönmesini yavaşlatır. Dönme enerjisindeki azalma saniyede $I\Omega\dot{\Omega}$ kadardır. ($I \sim$

10^{45} gm-cm² nötron yıldızının eylemsizlik momenti, $\dot{\Omega}$ ise dönme ivmesi). $I\Omega\dot{\Omega} = 2 B^2 R^6 \Omega^4 / 3c^3$ eşitliğinden gözlenen $\Omega, \dot{\Omega}$ değerleri ve teorik I,R değerleri kullanılarak pulsarların çoğunda $B \sim 10^{12}$ Gauss olduğu bulunur. Üretilen elektromanyetik enerji, pulsar boşlukta olsa idi 2Ω frekanlı çok uzun dalga boylu dipol radyo dalgaları halinde yayılacaktı. Ancak yıldızlararası ortam kısmen ionlaşmıştır. $\omega_p = (4\pi n_e e^2 / m)^{1/2}$ şeklindeki plazma frekansının altındaki frekansları geçirmez. Burada n_e elektron yoğunluğu, e ve m elektronun yükü ve kütlesidir. $n_e \sim 0.1$ cm olan yıldızlararası ortamın, $P \sim 1$ s., $\Omega \sim 2\pi$ rad s⁻¹ olan pulsar dipol radyo dalgalarını geçirmeyeceği açıktır. Yayılan enerji, nötron yıldızı çevresinde oluşan manyetosferde yüklü parçacıkların kinetik enerjisine ve bunların yol açtığı yüksek frekanslardaki elektromanyetik radyasyona aktarılır. Pulsarların çoğundan MHz frekanslarda gözlenen atışlı radyo sinyalleri ve en geç iki pulsardan (Yengeç ve Vela pulsarları) alınan atışlı optik, X-ışını ve γ -ışını sinyalleri bu tür ikincil radyasyondan kaynaklanırlar. Pulsarlardan bu şekilde gözlenen akı tüm enerji üretimi $I\Omega\dot{\Omega}$ 'nın 10^{-2} ile 10^{-6} arasında çok küçük bir kısmıdır. Gerek enerji bütçesinin ancak küçük bir kısmını doğrudan gözleyebildiğimiz için, gerekse de hızlı dönen bir manyetosferdeki elektromanyetik olayların karmaşıklığı yüzünden, pulsarların enerji üretiminin detaylı ve tutarlı bir teorisi henüz yok. Ancak, pulsarlardan alınan sinyalin neden periyodik atışlar halinde olduğunu anlamak güç değil. Üretilen radyo dalgaları manyetosferin simetrisine göre belli yönlere yayılacaktır. Manyetik eksen dönme eksenine paralel değil (olsaydı, dinamo çalışmazdı). Böylece dalganın yayılma yönü, manyetik eksenle birlikte, dönme eksenine etrafında dönüyor. Tıpkı bir deniz feneri gibi, her dönmeye bir kez bu yön bize bakabiliyor, o zaman bir atış alıyoruz.

Pulsarların tipik gözlemsel özellikleri arasında MHz bandında spektrumlarının $\nu^{-\alpha}$ ($\alpha = 1-2$) şeklinde olması, gösterdikleri yüksek çizgisel ve dairesel polarizasyon, radyo sinyallerinin yıldızlararası ortamın etkisiyle kırışması (scintillation) var. Yıldızlararası ortamın değişik frekanslar için farklı elektromanyetik dalga hızları vermesi sonucu iki ayrı frekansta yapılan gözlemler, atışların bu iki frekanstaki dalgalar için farklı zamanlarda bize vardığını gösteriyor. Bu özellik kullanılarak, gözlemlerden "dispersion measure" $DM = \int n_e dl$ şeklinde tanımlanan pulsarla dünya arasında elektron yoğunluğu n_e 'nin integrali elde ediliyor. Galaksidaki elektron dağılımı (n_e) için modeller kullanılarak DM'den pulsarın bize olan mesafesi elde edilebiliyor. Pulsarlar için

genel mesafe tâyin yöntemi böyle. Gözlemler radyo teleskopların duyarlılığı ile akı sınırlı olduğundan, ortalama 5 kpc kadar uzaklıklardan ötede pulsarları göremiyoruz. Pulsarların galaksideki dağılımı, galaktik düzleme göre simetrik, 400 pc. kadar bir ölçek yüksekliği var. Pularların çoğunun öbek I gökcisimleri oldukları, ancak ataları olan OB grupları ve süpernova artıklarına göre düzlemde daha uzak olmalarının 100 km s^{-1} mertebesindeki hızlarından kaynaklandığı görülüyor. Bu yüksek hızlarsa muhtemelen radyo pulsarların vaktiyle içinde oldukları, bugünkü X-ışını çiftyıldızlarına benzeyen çiftyıldız sistemlerinin süpernova patlaması ile parçalanması sonucu, yörünge hızlarının pulsara aktarılmasından kaynaklanıyor. Pulsarların çiftyıldız sistemlerinde oldukları fikri, 1982 de ilk örneği bulunan ve bugün 3 tanesini bildiğimiz milisaniye mertebesinde periyodlu pulsarların varlığıyla kuvvet kazanıyor. Bu üç milisaniyelik pulsardan ikisi halâ çiftyıldız sistemlerinde. En hızlıları olan PSR 1937 + 21, saniyede 600 kez dönüyor, bu dönme frekansı standart oktavdaki mi bemole karşı gelen bir audio frekans. Milisaniyelik pulsarlar, bunca hızlı dönmelerine karşın çok düşük manyetik alanlara sahipler, önce teorik, sonra P'nin ölçülmesiyle gözlemsel olarak kestirilen manyetik alanları $B \sim 10^8-10^9$ Gauss, yani tipik pulsarların manyetik alan değeri 10^{12} Gausstan 3-4 büyüklük mertebesi aşağıda. Eğer bu pulsarların dönmeleri vaktiyle galaktik göbek X-ışını kaynakları gibi bir çiftyıldızda kütle aktarımı sırasında hızlandırılmışsa, düşük manyetik alanla hızlı dönme arasında burada sadece değinmekle yetineceğimiz bir birliktelik var. Böylece radyo pulsarların bu yeni bulunan sınıfı, X-ışını kaynakları ile radyo pulsarlar arasında evrimsel bir bağ olduğuna, ikincilerin birincilerden türediğine işaret ediyor. Bu fikir, 1985 yılında galaktik göbek X-ışını kaynaklarında, milisaniyelik pulsarlara yakın hızda (40-50 Hz) yaklaşık periyodik salınımlar gözlenmesiyle destek kazandı.

Burada genel hatlarıyla, bazı yönlerine değindiğim pulsarlar bize pek çok ilginç süpriz sunmaya devam ediyorlar. Bu konuşmayı bu süprizlerden biri ile başlayacağım: Yukarıda değindiğim en hızlı dönen pulsar, PSR 1937+21, 1.5 ms periyoduna karşın $P = 10^{-19} \text{ s-s}^{-1}$ gibi son derece küçük bir periyod türevi gösteriyor. Bir saat olarak düşünülürse, bu pulsarın şaşması için gerekli zaman ölçeği $P/\dot{P} \sim 5 \times 10^8$ yıl. Pulsarlarda yaygın olarak gözlenen zamanlama gürültüsü, yani dönme fazı, dönme frekansı ve türevinde görülen stokastik sapmalar da bu pulsarda son derece zayıf. Bir kaç yıl gözlem süresi içinde bu sapmalarda artış olmazsa, PSR 1937+21, en hassas Cesium saatlerinden daha has-

sas bir zaman ölçęi verecek. Böylece, Cesium saatlerinin oluşturduğu bir saat bankasına göre kalibre edilen PSR 1937+21, insanoğlunun en hassas zaman standardı haline gelebilecek: yani astronomik gözlemler artık yine astronominin doğada bulup bize sunduğu bir saatle zamanlanacak. Onca egzotik görünen bu pulsar, belki de güneş sistemimizde uzak gezegenlerin hareketlerini duyarlılıkla izlememizi sağlayacak.

RGU FOTOMETRİSİ VE GALAKTİK YAPI

Salih KARAALİ*

RGU, galaksimizin yapısının incelenmesinde kullanılan fotometri sistemlerinden bir tanesidir. Galaksimizin yapısının incelenmesinde karşılaşılan en önemli sorunlardan biri olan yıldızlararası absorpsiyon, R, G ve U bantlarının seçiliş özelliğinden tayin edilebilir.

RGU fotometrisi, UBV nin tersine, fotoğrafik olarak tanımlanmıştır: kalibrasyon eğrilerinin çiziminde kullanılan standart yıldızların fotoelektrik kadirleri U, B ve V cinsinden olup bunların R, G ve U ya dönüştürülmesi gerekir.

Görünen G kadirinin parlak değerlerinden sönük değerlerine doğru ardışık (G_1 , G_2) kadir aralıkları için çizilen iki renk diyagramları yardımı ile, galaksimizin belli bir (l,b) doğrultusunda incelenen alandaki yıldızların Disk ana kol yıldızı, Halo ana kol yıldızı, Geç Tipten Devler (Disk+Halo) ve Beyaz Cisimler şeklinde ayırımı yapılır. Bu yıldızlar için (Beyaz Cisimler hariç) çizilen yoğunluk fonksiyonları bize galaksimizin yapısını verir.

Bu deneysel çalışmalar, son zamanlara kadar, güneşe yakın yıldızların spektrumlarının tayin edilmesi sureti ile hesaplanan ve çok sınırlı uzaklıklar için geçerli olan yoğunluk ve lüminosite fonksiyonları ile karşılaştırılmakla yetiniliyordu. Bugün ise galaksi modelleri ile karşılaştırma aşamasına gelinmiştir.

Galaksimiz için üç model önerilmektedir:

1) İki bileşenden ibaret Bahcall-Soneira modeli,

a) Çift ekspanansiyelli bir disk ve

b) Orta basıklıkta bir *de V a u c o u l e u r s* sferoidinden ibarettir. Disk için farklı eşel yüksekliğinde (scale-height) üç ayrı çözüm söz konusudur.

* İ.Ü. Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, İstanbul.

2) Üç bileşenden ibaret Gilmore-Wyse modeli, çift eksponansiyelli,

a) İnce bir "genç" disk,

b) İnce bir "yaşlı" disk ve

c) l.b) deki de V a u c o u l e u r s sferoidinden oluşmuştur.

3) Dört bileşenli Gilmore-Wyse modeli ise 2.a, 2.b ve 2.c bileşenlerinden başka,

d) Çift eksponansiyelli bir k a l ı n d i s k t e n ibarettir.

Galaksimizin disk bileşenlerine ait yoğunluk değerleri

$$D_1^d(x,z) = n_i e^{-\frac{(x-R_0)}{h}} e^{-\frac{z}{H_i}}$$

formülü ile hesaplanır. Burada x ve z , gözönüne alınan noktanın, galaksi merkezli silindirik koordinatları, R_0 da güneşin galaksi merkezinden uzaklığıdır. i indisi yukarıda tanımlanan disk bileşenlerine, n_i bu bileşenler için güneşe ait normalleştirme katsayısına, H_i yine bu bileşenlere ait eşel yüksekliğine ve h da eşel uzunluğuna karşılık gelmektedir.

Sferoide ait yoğunluğun hesabında ise aşağıdaki formül kullanılır:

$$D^s(R) = n (R/R_0)^{-7/8} 10.093 [1-(R/R_0)^{1/4}] e^{-\frac{R}{R_0}}$$

Burada R gözönüne alınan noktanın galaksi merkezine olan uzaklığı ve n de güneşe ait normalleştirme katsayısıdır.

İncelenen yıldız alanının galaktik koordinatları l ve b , ve (l,b) doğrultusundaki noktanın güneşe olan uzaklığı da r olduğuna göre x,z ve R yi r,l ve b nin fonksiyonu olarak kolayca ifade edebileceğimizden, Disk ve Sferoide ait yoğunluk fonksiyonları da r,l ve b nin bir fonksiyonu olarak verilebilir: $D_1^d(r,l,b)$, $D^s(r,l,b)$. Bunların toplamı ise tanımlanan modeller için $D(r,l,b)$ toplam yoğunluk fonksiyonunu verir. Bu son değerler, incelenen alandaki ana kol yıldızlarının (Disk+Halo veya Disk+Sferoid) (M_i , M_{i+1}) mutlak kadir aralıkları için çizilen yoğunluk fonksiyonları ve geç tipten devlere ait yoğunluk fonksiyonları ile ayrı ayrı karşılaştırılır.

Galaktik koordinatları $l = 101^\circ$, $b = +60^\circ$ olan 2 derece karelik M 101 yıldız alanının yoğunluk histogramları, yukarıdaki modellere ait logaritmik yoğunluk gradiyentleri ile karşılaştırıldığında, dört bileşenli Gilmore-Wyse modelinin tercih edildiği görülmüştür.

I- RGU FOTOMETRİSİ

RGU, UVB gibi, bir geniş bant fotometrisi olup Becker (1938) tarafından galaksinin yapısının incelenmesi amacı ile kurulmuştur. Cetvel 1 de verilen R,G ve U bantlarına ait dalga boyları, galaksinin yapısının incelenmesinde karşılaşılan en önemli sorunlardan biri olan yıldızlararası absorpsiyonu tayin edebilecek şekilde seçilmiştir. Bir fotometri sisteminde kullanılan (en az) üç banttan biri λ 4600 Å dan daha büyük, diğeri de bundan daha küçük bölgede seçilirse, iki yıldızın etkin sıcaklık farkları etkisi ile farklı kızarma etkisini birbirinden ayırmak mümkündür (Becker, 1938; Strömberg, 1963). Bunun sebebi, yıldızların enerji dağılımının λ 3800–4600 Å $\lambda > 4600$ Å bölgesinde farklı karakterde olmasıdır. Bir yıldızın bütün dalga boylarındaki enerji dağılımını bir tek T sıcaklığına karşılık gelen bir Planck eğrisi ile çakıştırmak mümkün değildir; halbuki bu yıldızın λ 3800–4600 Å bölgesindeki enerji dağılımını T_1 sıcaklığındaki bir Planck eğrisi ile ve $\lambda > 4600$ Å bölgesindeki enerji dağılımını da, T_1 den farklı, T_2 sıcaklığındaki bir Planck eğrisi ile çakıştırmak mümkündür.

Cetvel 1. Spektrel bantların λ etkin dalga boyları ve $\Delta\lambda$ yarı genişlikleri.

Bant	λ	$\Delta\lambda$	Bant	λ	$\Delta\lambda$	Bant	λ	$\Delta\lambda$
U	3500	700	U _c	3700	—	U	3690	540
B	4350	970	B	4350	970	G	4680	490
V	5550	850	V	5550	850	R	6380	400

RGU fotometrisi, fotoğrafik olarak tanımlanmıştır; kalibrasyon eğrilerinin çiziminde kullanılan standart yıldızların fotoelektrik kadirleri U, B, V cinsinden olup R, G ve U ya dönüştürülmesi gerekir. İlk dönüşüm formülleri Stock'a (1956) ait olup bunlar Becker (1962) tarafından biraz değiştirilmiştir. Daha sonra Steinlin (1968) tarafından geliştirilen bu formüller bugüne kadar kullanılmaktadır. Buser (1978) tarafından bulunan ayrıntılı dönüşüm formülleri ise, homojenliği korumak için, bugüne kadar kullanılmamıştır.

1983 yılında, Basel'de yıldızların R,G,U kadirleri fotoelektrik olarak tayin edilmeğe başlanmıştır; 1-m lik teleskopla yapılan ışık ölçümleri ile şimdilik yaklaşık $G=8.5$ kadire kadar gidilmiştir.

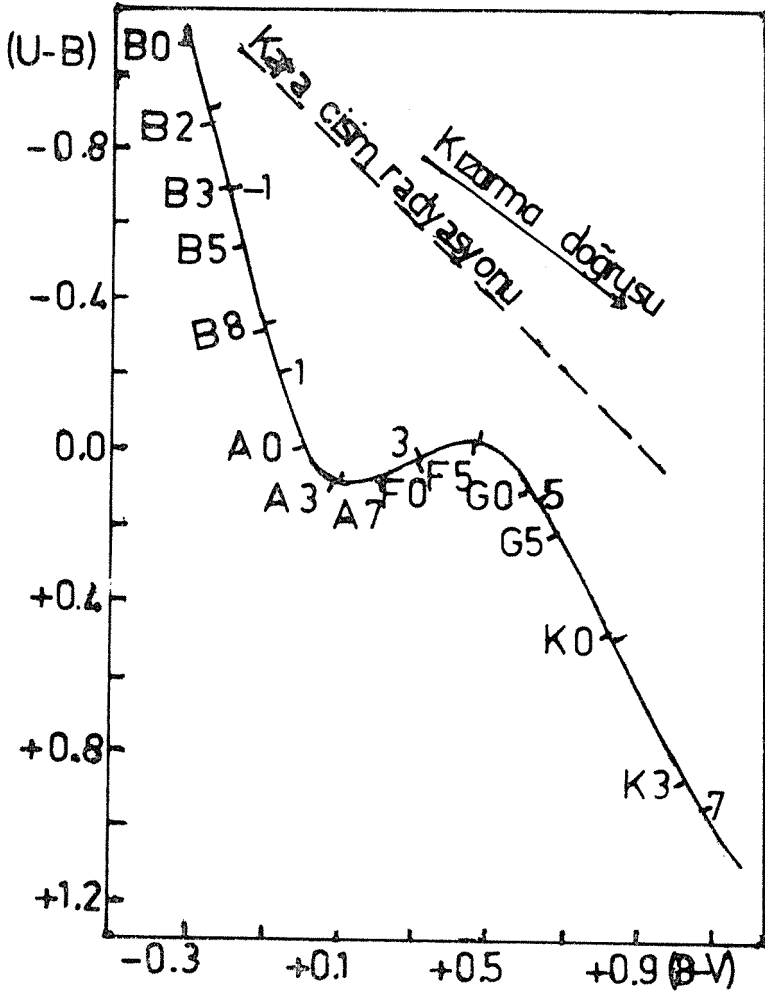
Galaksinin yapısının, fotometrik olarak, incelenmesi çeşitli doğrultulardaki yıldız yoğunluklarının, yani birim hacimdeki yıldız sayısının, tayini ile yapılır. Belli bir doğrultuda seçilen bir yıldız alanı, istatistiğe

yetecek kadar yıldız içermeli fakat alan hatası v.b. hatalara sebep olmayacak kadar da küçük olmalıdır. Genellikle 2000 kadar yıldız ölçülür; galaksi düzlemine yakın ve galaksinin merkez doğrultusunda ise, G deki limit parlaklık 18-19 kadir olduğu takdirde, 1 derece² den çok küçük alanlar yeterli iken daha büyük enlemlerde 2-3 derece² lik alanların ölçülmesi gerekir.

Standart yıldızlar, ölçülen alanın civarında olmalıdır; sayıları ölçülecek alan yıldızlarının parlaklık eşelini kapsayacak kadar olmalıdır. G de 20 kadirlik limit parlaklığa kadar ölçülen yıldızlar için 30-50 kadar yıldız gerekirse de çoğu zaman 20 ve hatta 15 yıldızla dahi kalibrasyon eğrisi çizilebilmekte ve standart yıldızlarla birlikte ölçülen yıldızların R,G ve U kadirleri, bu eğriler yardımı ile, tayin edilebilmektedir. Fotometre, her renk için ölçülen kararmaların ortalaması alınacak şekilde ayarlanmalıdır; bu yöntemle elde edilecek verilerin doğruluğu, her plâk için çizilecek ayrı kalibrasyon eğrisinden elde edileceklerden daha büyüktür.

Yukarıda da belirtildiği gibi, fotometri yöntemi ile, galaksinin yapısının incelenmesinde karşılaşılan en önemli sorun yıldızlararası absorpsiyondur. Yüksek galaktik enlemlerde absorpsiyonun az olması veya hiç olmaması büyük bir avantajdır. R,G,U kadirleri tayin edilmiş yıldızlar, ordinat ekseninde U-G ve apsis ekseninde de G-R renk indeksi bulunan, iki renk diyagramı dediğimiz, diyagrama yerleştirildikleri zaman, yıldızlararası absorpsiyondan etkilenmeleri halinde, Şek.1'de gösterilen ve kızarma doğrusu denilen bir doğru boyunca bir kayma gösterirler. Soldaki eğri, kızarmamış disk ana kol yıldızlarının bulunacağı eğridir; bu eğride hem spektrel sınıf ve hem de mutlak kadirler gösterilmiştir. Şekilde ayrıca karacisim radyasyonu yayımlayan bir cismin yeri de gösterilmiştir. Şek.2 de, yıldızlararası absorpsiyondan dolayı, kızarmış bir yıldızın, kızarma doğrultusunda, yer değiştirilmesi gösterilmiştir; kayma miktarı, kızarma miktarı ile doğru orantılıdır. Bu kızarma miktarının (şekildeki vektörün) apsis ve ordinat eksenleri üzerindeki izdüşümleri bize gözönüne alınan yıldızın, sırası ile, E(G-R) ve E(U-G) renk ekselerini verir.

Kızarma doğrultusu, elbette, seçilen bantların bir fonksiyonudur; Şek. 3 te, U_cBV fotometri sistemine ait ana kol eğrisi ve kızarma doğrultusu verilmiştir. Daha önce belirtildiği gibi, bu bantlar uygun seçilmediği takdirde, kızarma doğrusu ile ana kol yıldızlarını temsil eden eğri arasındaki açı az olabilir ve bir yıldızın etkin sıcaklık farkından mı yoksa yıldızlararası kızarmanın etkisinden mi kaydığı anlaşılamaz.



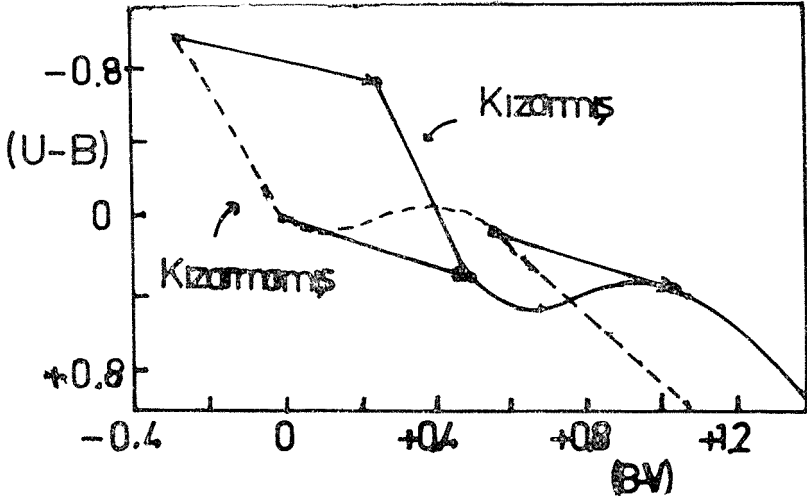
Şekil 1: İki Renk Diyagramı. Yıldızlararası absorpsiyondan dolayı kızarmış bir yıldız "Kızarma Doğrusu" boyunca kayar.

$E(G-R)$ renk eksenini tayin edilmiş bir yıldızın toplam absorpsiyon miktarı,

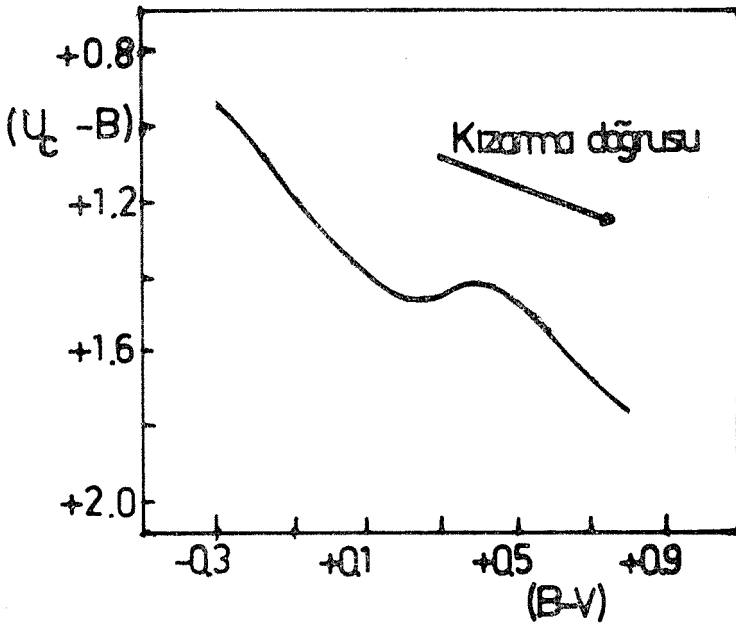
$$A(G) = 2.69 E(G-R) \quad (I.1)$$

eşitliğinden derhal bulunur.

İki renk diyagramına oturtulmuş yıldızların, fotometrik olarak, sınıflandırılması üç renk fotometrisinin uygulanmasında önemli adımlardan birini teşkil eder. Galaktik evrimi küçük olan ve $G = 16$ kadirlik



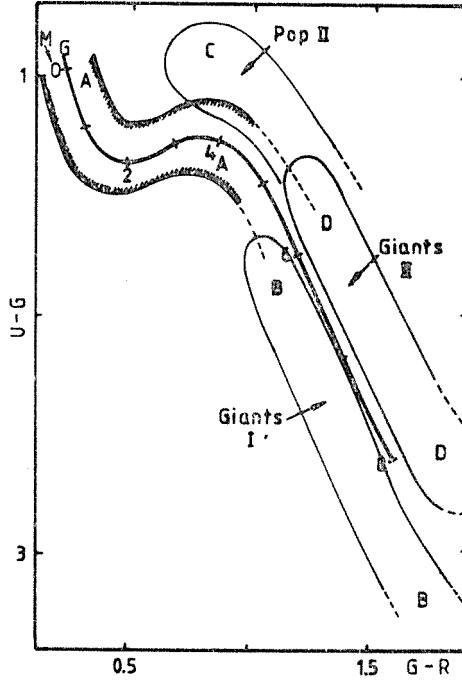
Şekil 2: İki Renk Diyagramında kızarmış ve kızarmamış ana kol eğrileri. Yıldızın kayma miktarı, yıldızlararası absorpsiyon miktarı ile orantılıdır.



Şekil 3: (U_cBV) fotometrisinde ana kol eğrisi ve kızarma doğrusu. Gerek eğrinin şekli ve gerekse kızarma doğrusunun doğrultusu seçilen bantların bir fonksiyonudur.

limit parlaklığı aşmayan çalışmalarda, ana kol yıldızları, Şek.1 de verilen eğri üzerinde, geç tipten devler ise bu eğrinin sağ alt ucunda bulunurlar. Bu yıldızların disk yıldızları olduğu hemen anlaşılıyor. Ancak G deki limit kadar daha sönük ve galaktik enlem daha büyük olduğu takdirde bu özellik kaybolmakta, mutlak kadir bakımından sönük olup sağ uca yer alan ana kol yıldızları ile geç tipten devler karışmaktadır. Hatta bu eğrinin sağ tarafında dahi dev yıldızlar bulunabilmektedir.

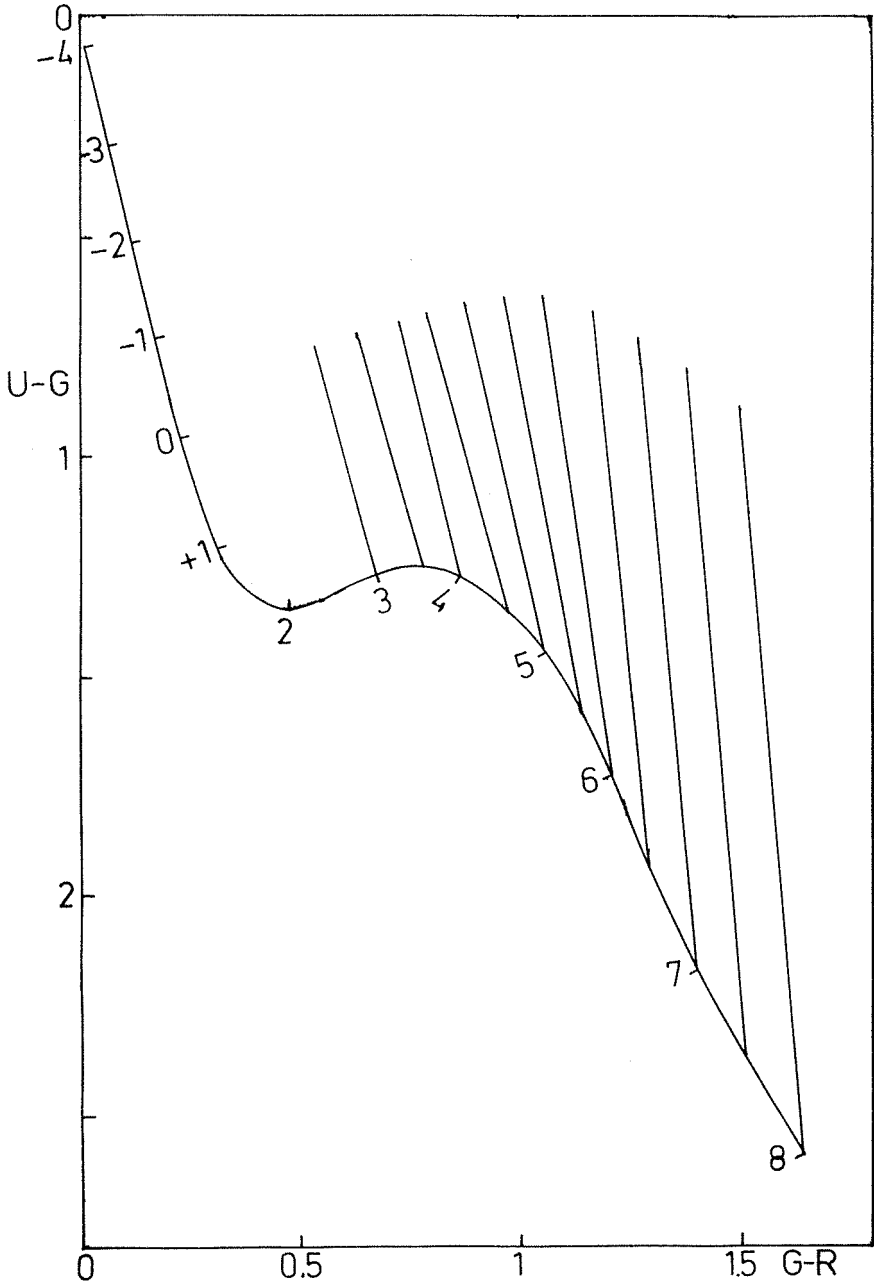
Becker (1979) yayınladığı bir makale ile konuya açıklık getirmiş ve Şek.4 deki sınıflamayı yapmıştır. Şekilde Pop.I (disk) e ait ana kol yıldızları ile devleri (Giants I) ve Pop. II (halo) ye ait ana kol yıldızları ile devleri (Giants II) gösterilmiştir.



Şekil 4: İki Renk Diyagramında Disk ve Halo yıldızlarının yerleri.

Yoğunluk hesaplarında gerekli olan mutlak kadirlerin tayini şöyle yapılır:

Bir disk ana kol yıldızının mutlak kadiri, yıldızın ana kol eğrisine en yakın olduğu noktadaki M(G) mutlak kadiridir; halo ana kol yıldızları, metal bakımından fakir yıldızlar olup aynı mutlak kadirdeki bir disk ana kol yıldızına göre, Şek.5 te gösterilen doğrultuda yukarıda



Şekil 5: İki Renk Diyagramında, metal bakımından fakir olan, Halo yıldızları, Disk ana kol yıldızlarına göre yukarıya doğru kayar.

doğru bir yerde bulunur. Bu sebepten böyle bir yıldızın mutlak kadiri, yıldız bu doğrultu boyunca aşağıya doğru eğriye kadar kaydırılarak bulunur. Geç tipten devler için (disk ve halo) $\overline{M(G)} = +1$ kadirlik ortalama bir değer kabul edilir (Becker ve Fang, 1973). Mutlak kadirler tayin edildikten sonra yıldızların uzaklığı

$$G - M(G) - A(G) = 5 \log r - 5 \quad (I.2)$$

formülünden bulunur.

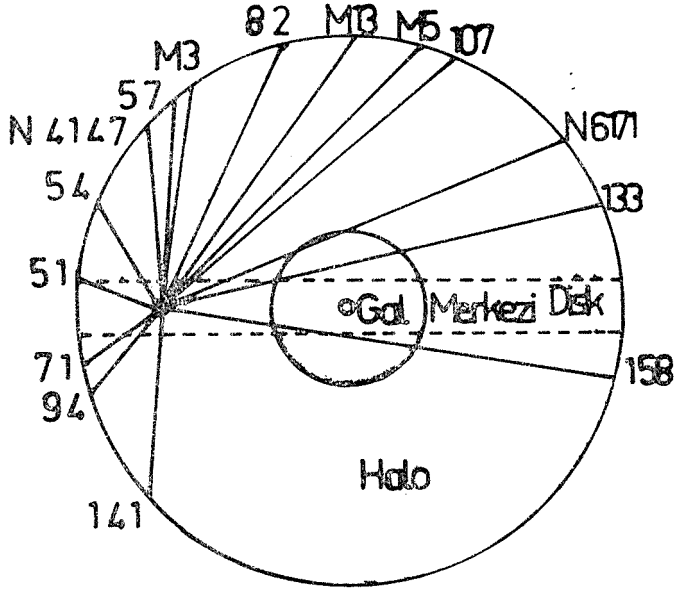
II- GALAKSİ MODELLERİ

II.1) Modellerin Gerekliği

Becker, 1965 yılında (Becker, 1965), Cetvel 2 ve Şek. 6 da gösterilen 15 tane yıldız alanını seçerek galaksinin bir bütün olarak (disk+halo) incelenmesine ait programı başlatmış ve ilk uygulamayı SA 51 alanına yapmıştır. Söz konusu yıldız alanları, galaksi düzlemine dik, güneşten ve galaksi merkezinden geçen ve "Meridyen" olarak adlandırılan bir düzlem civarında seçilmişlerdir. Daha sonra bu alanlara, gerek bu düzlem civarında ve gerekse bu düzlemin dışında, başka alanlar da eklenmiştir. Bu program hazırlanırken galaksinin, bu meridyene veya kendi düzlemine göre simetrik bir yapıda olabileceği düşünülmüştür. Bu program sayesinde,

Cetvel 2. Galaksinin yapısının incelenmesinde seçilen alanlar.

Alan	l	b	Büyüklik (derece ²)	^m G,lim.	E(G-R)
SA107	5.7	+41.3	0.95	18.3	0.00
M5	4.0	+47.0	1.05	18.5	0.00
M13	59.0	+41.0	1.09	17.9	0.00
SA82	6.3	+66.3	1.20	18.0	0.00
M3	42.0	+78.0	2.72	16.5	0.00
SA57	65.5	+85.5	2.61	18.5	0.00
N4147	256.0	+78.0	3.46	17.9	0.00
SA54	200.1	+58.8	2.56	18.0	0.00
SA51	189.2	+20.9	0.45	19.0	0.00
SA71	167.0	-34.0	2.97	18.0	0.00
SA94	175.3	-49.2	2.03	18.3	0.00
SA141	245.0	-85.8	1.92	17.0	0.00
N6171	3.3	+22.8	0.92	18.0	0.32
SA133	6.5	+10.3	0.19	17.0	0.27
SA158	3.7	- 8.8	0.43	15.5	0.15



Şekil 6: Galaksinin yapısının incelenmesinde Becker tarafından seçilen alanlar.

a) Galaksinin uzun eşelli bazı özellikleri,

b) U-G renginin metalliliğe olan hassasiyeti sebebiyle, (U-G, G-R) iki renk diyagramları kullanılmak sureti ile, metal bakımından daha fakir (Pop.II veya halo) yıldızlarının, metal bakımından zengin (Pop.I veya disk) yıldızlardan ayrımı yapılacaktır.

Bunlar yapılmıştır. Bundan başka,

c) Galaksinin yoğunluk bakımından yapısı (Becker, 1972 a, 1972 b ve 1980),

d) Halonun metallilik gradiyenti (Trefzger, 1981) ve

e) Yerel halo-disk yıldız yoğunluğunun oranı (Fenkart, 1977, 1980 ve 1981) elde edilmiştir.

Bu yapılan çalışmalar galaksinin yapısını ortaya koymağa yeterli midir?

Scruya olumlu cevap vermek mümkün değildir. Gözlemsel sonuçlar teorik sonuçlarla bağdaşmadığı sürece bunların fazla bir anlamı yoktur ve bu düşüncenin tersi de doğrudur: teorik olarak ifade edilen birtakım bilgiler, deney sonuçları ile uyum içinde olmadığı sürece bun-

lar gerçek olamaz. O halde gözlemlerden elde edilen sonuçların matematik formüllerle ifade edilmesi ve bu formüllerin de bir fizik anlamı olması gerekir.

Konuyu, daha açık olarak, şöyle ele alabiliriz:

1) Gözlemlerimiz belirli bir limit kadire kadarı geçerlidir. Birçok bilgi daha sönük yıldızlarda saklıdır.

2) RGU fotometrisinde elde edilen deneysel sonuçlar, esas itibarı ile, Disk ve Halo yıldızlarının ayırımına dayanıyor ve bu ayırım, daha önce de belirtildiği gibi, U-G nin metalliliğe olan hassasiyeti sayesinde yapılabiliyor. İyi ama, galaksimizin disk ve halo yıldızlarının sınıflandırılmasında kullanılan temel kriter kinematik bir kriterdir: Halo yıldızlarının uzay hızları, disk yıldızlarının uzay hızlarından daha büyüktür. Fotometrik olarak yapılan sınıflama, kinematik sınıflama ile uyuyor mu? Buser ve Chiu (1981 a, b) nun SA 51 ve SA 57 alanlarında bulunan 400 kadar yıldızın öz hareketleri ve RGUBV fotometrisi üzerinde yaptıkları çalışma sonucunda görülmüştür ki RGU fotometrisi ile metal bakımından fakir olarak sınıflandırılan halo yıldızlarının sayısı normalden biraz fazladır.

Kısaca diyebiliriz ki galaksimizin bütünü hakkında bilgi sahibi olabilmemiz için birtakım matematik formüllere ihtiyacımız vardır ki bunlara galaksi modelleri diyeceğiz.

Galaksi modelleri kurulurken hem galaksimize ait bilgilerden ve hem de galaksimize benzer tipteki galaksilere ait bilgilerden faydalanılır. Kendi galaksimizde yapılan gözlemler, güneş civarındaki lüminositeyi tespit etmede kullanılır. Galaksimizin dışındaki gözlemler, bir galaksideki parlak maddenin parlaklığının bu galaksinin merkezinden itibaren radyal olarak veya rotasyon düzleminden itibaren dikey olarak nasıl değiştiğini tespit etmeğe yarar. Bu iki kaynağın birleştirilmesi ile güneşten başlayarak büyük uzaklıklara kadar, galaksi merkezinden itibaren ölçülen uzaklıklara bağli olarak, yıldız yoğunlukları elde edilir.

II.2) Çeşitli Galaksi Modelleri

Üç modelden bahsedeceğiz; bunlardan bir tanesi Bahcall ve Soneira'ya (1980, 1984), diğer iki tanesi de Gilmore ve Wyse'a (1985) aittir:

1) Bahcall-Soneira modeli iki bileşenden ibarettir:

a) Çift eksponansiyelli ince bir disk,

b) Orta derecede yassı bir de *Vaucouleurs sferoidi*. Bu model, $(M(G))$ ye bağlı olmayan üç farklı H_i ($i=1,2,3$) ortalama scale-height (eşel yüksekliği) için hesaplandığından bunu üçe ayırıyoruz ve BS_{III} ($i=1,2,3$) sembolü ile gösteriyoruz; buradaki romen rakamı II, modelin iki bileşenli olduğunu gösterir.

2) Üç bileşenli Gilmore-Wyse modeli, çift eksponansiyelli

a) İnce bir genç disk ve

b) İnce bir yaşlı diskten ve

c) 1.b) deki de *Vaucouleurs sferoidinden* ibarettir. Bu model GW_{III} sembolü ile göstereceğiz; III rakamı, modelin üç bileşenli olduğunu gösterir.

3) Dört bileşenli Gilmore-Wyse modeli, GW_{III} ün (a), (b) ve (c) bileşenlerini ve bundan başka

d) Çift eksponansiyelli bir kalın disk içermektedir.

II.3) Yoğunluk Fonksiyonları

Bütün disk bileşenlerine (ince disk, ince genç disk, ince yaşlı disk ve kalın disk) ait yoğunluk fonksiyonları,

$$D_i^d(x,z) = n_i e^{-\frac{(x-R_0)}{h}} e^{-\frac{z}{H_i}} \quad (II.1)$$

formülü ile verilmektedir. Burada x ve z , gözönüne alınan noktanın galaktik merkezli silindirik koordinatları, n_i güneşe ait normalleştirme katsayısı, R_0 güneşin galaksi merkezine olan uzaklığı, H_i ve h da sırası ile scale-height ve eşel uzunluğudur. Bütün modellere ait sferoid yoğunluk fonksiyonu ise

$$D^s(R) = n \left(\frac{R}{R_0} \right)^{-7/8} e^{-10.093 \left(1 - \left(\frac{R}{R_0} \right)^{1/4} \right)} \quad (II.2)$$

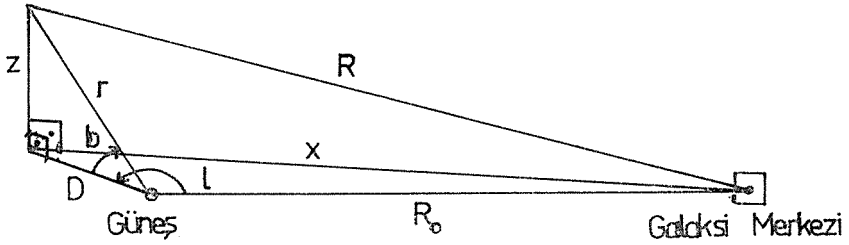
denklemleri ile verilir. Burada R , gözönüne alınan noktanın galaksi merkezine olan uzaklığı ve n de güneşe ait normalleştirme katsayısıdır. $\eta = B/A$ yassılaştırma katsayısı olmak üzere,

$$R = \left(x^2 + \frac{z^2}{\eta^2} \right)^{1/2} \quad (II.3)$$

dir. Gözönüne alınan noktanın güneşe olan uzaklığı r , bu noktanın galaksi düzlemi üzerindeki izdüşümünün güneşe olan uzaklığı D ve aynı noktanın galaktik koordinatları da (1,b) olduğuna göre

$$\begin{aligned}
 D &= r \cos b \\
 x &= (R_0^2 + r^2 \cos^2 b - 2 R_0 r \cos b \cos l)^{1/2} \\
 z &= r \sin b
 \end{aligned}
 \tag{II.4}$$

yazılabileceğinden (Şek.7), disk ve sferoid bileşenlere ait yoğunluk değerleri, gözönüne alınan noktanın r, l ve b koordinatları cinsinden ifade edilebilir. O halde galaksimizin her hangi bir noktasındaki yoğunluk, bu noktanın güneşe olan uzaklığının (r) ve galaktik koordinatlarının (l, b) bir fonksiyonudur:



Şekil 7: Galaksimizde bir noktanın (x, z) silindirik koordinatları ile (r, l, b) koordinatları arasındaki bağıntı.

$$D(r, l, b) = D_i^d(r, l, b) + D^s(r, l, b)
 \tag{II.5}$$

Modellerde kullanılan farklı parametreler Cetvel 3 te verilmiştir. Bütün modellerde $h = 4$ kpc., $R_0 = 8.5$ kpc. ve $\eta = 0.85$ tir. Uygulamada, incelenen alan için, modele ait toplam yoğunluğun ($D(r, l, b)$)

Cetvel 3. Modellere Ait Parametreler.

Model	Toplam Yoğunluk	Parametre	Güneşe Ait Toplam Yoğunluk
BS _{III}	$D(r, l, b) = D_i^d(r, l, b) + D^s(r, l, b)$ ($i=1, 2, 3$)	$n_i=1$ ($i=1, 2, 3$), $n=0.002$ $H_1=0.1, H_2=0.2, H_3=0.3$ kpc.	1.002
GW _{III}	$D(r, l, b) = \sum_{i=1}^2 D_i^d(r, l, b) + D^s(r, l, b)$	$n_1=0.2, n_2=1, n=0.001$ $H_1=0.1, H_2=0.3$ kpc.	1.201
GW _{IV}	$D(r, l, b) = \sum_{i=1}^2 D_i^d(r, l, b) + D^s(r, l, b)$	$n_1=0.2, n_2=1, n_3=0.02$ $n=0.001,$ $H_1=0.1, H_2=0.3, H_3=1.0$ kpc.	1.221

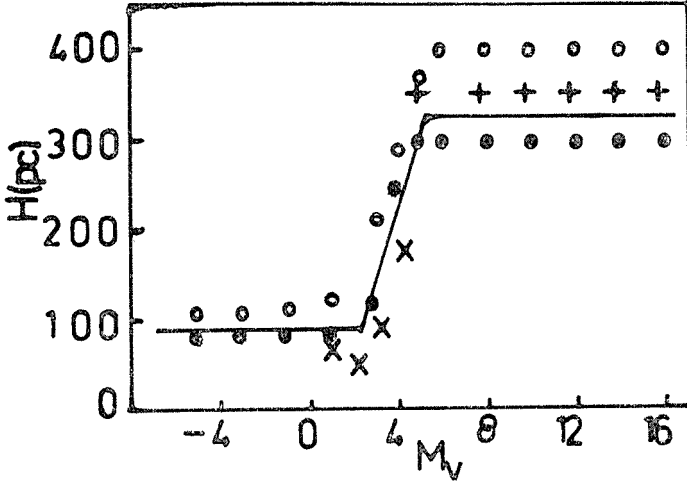
nin), güneşe ait yoğunluğa oranının logaritması alınır ve bunun uzaklıkla değişimi çizilir; başka bir ifade ile

$$\Delta \log D_r = \log (D (r,l,b)/D (0,l,b)) \quad (II.6)$$

rölâtif logaritma gradiyenti elde edilir.

II.4) Parametreler

Yukarıda belirtildiği gibi, galaksi modellerinde tartışma konusu olan modellerdeki parametrelerin alacağı sayısal değerlerdir. Özellikle $scale-height$ lar için alınan değerler ortalama değerlerdir. Bahcall ve Soneira (1980, 1984) kendi modelleri için bile üç farklı scale-height almak sureti ile üç ayrı çözüm önermektedir. Scale-heightlar için ortalama değerler alınmasına rağmen bunların mutlak kadirin bir fonksiyonu olduğu bilinmektedir. Şekil 8 de birçok astronoma ait scale-heightlar gösterilmiştir.



Şekil 8: Mutlak kadirin eşel yüksekliğine (scale-height) bağlılığı. Semboller şu astronoma aittir: İçi boş ve içi dolu daireler: Schmidt (farklı yıllarda bulunmuş); Artı işaretleri: Oort; Çarpı işareti: Upgren.

Güneşe ait normalleştirme katsayıları, sözkonusu model bileşeni için güneş civarındaki yoğunluktur. Kabul edilen bileşen sayısına göre bu miktarlar biraz farklıdır.

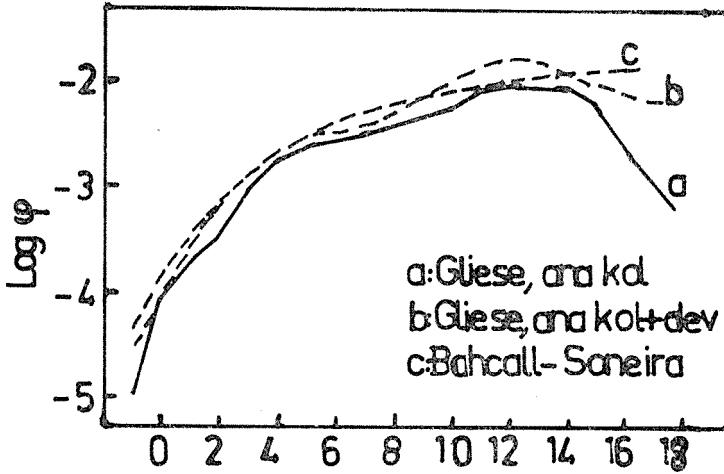
Gilmore-Wyse (1985) modelindeki kalın disk kavramı, daha önce Gilmore (1984) ve Gilmore ve Reid (1983) tarafından ortaya atıl-

miş ve bazı astronomlar, bu arada Bahcall ve Soneira tarafından da benimsenmemiştir. Bahcall ve Soneira'ya göre kalın disk, iki renk diyagramındaki yıldızların tamamının, Gilmore ve Reid tarafından, ana kol yıldızı olarak alınmasından kaynaklanıyordu. Gilmore ve Wyse (1985), kalın diskin varlığını spektroskopik ve kinematik olarak kanıtlamakla bu kavramın tartışmasını noktalamışlardır. $[Fe/H]$ e göre çizilen histogramlarda, V uzay hızlarına göre sınıflandırıldıklarında, $40 \leq V < 60$, $60 \leq V < 80$ ve $80 \leq V < 100$ km./sec. uzay hızlarındaki yıldızlar kalın diski oluşturmaktadır.

II.5) Lüminosite Fonksiyonları.

Lüminosite fonksiyonu, belirli bir uzaklık aralığı için hesaplanan yıldız yoğunluğu ile $M(G)$ mutlak kadiri arasındaki bağıttır. Sözkonusu uzaklık aralığı yerine çoğu zaman güneş civarı alınır.

Bir $(M_i(G), M_{i+1}(G))$ mutlak kadir aralığı için çizilen logaritmik yoğunluk değerleri ile logaritmik model gradiyentleri karşılaştırıldığında, bu gradiyentlerin sıfır noktasına isabet eden yoğunluk değeri, güneşe ait lüminositeyi verir. Bu şekilde elde edilen lüminosite fonksiyonu, teorik lüminosite fonksiyonu ile uyum içinde olmalıdır. Şek.9 da Gliese (1969) ve Bahcall-Soneira (1980) ya ait lüminosite fonksiyonları verilmiştir. Gliese'nin (a) eğrisinde sadece disk ana kol yıldızları, (b) eğrisinde ise hem disk ana kol yıldızları ve hem de geç tipten disk devleri bulunmaktadır. (c) eğrisi ise Bahcall ve Soneira'nın ana kol ve dev yıldızları için kullandığı lüminosite fonksiyonudur.



Şekil 9: Gliese ve Bahcall-Soneira'ya ait lüminosite fonksiyonları.

II.6) Galaksi Modellerinin M 101 Alanına Uygulanması

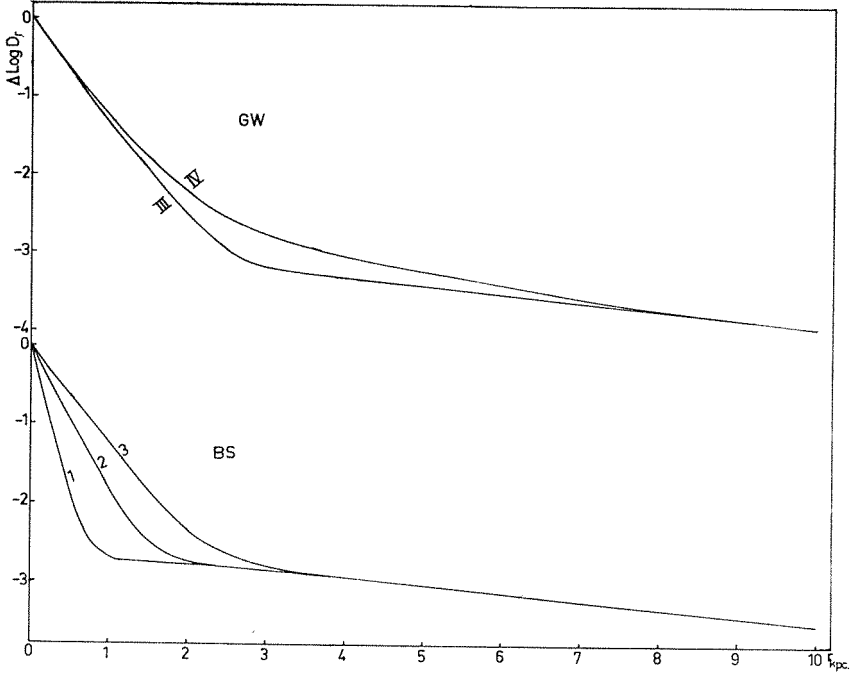
Yukarıda anlatılan galaksi modelleri M 101 yıldız alanına uygulanmıştır. Galaktik koordinatları $l = 101^\circ$, $b = +60^\circ$ olan, M 101 galaksisi civarında, net 2 derece karelik bir alanda, 1806 yıldız ölçülmüştür. M 101 galaksisine ait 12 standart yıldızla çizilen kalibrasyon eğrileri ile $G = 19.5$ limit kadire kadar yıldızların R,G ve U kadirleri tayin edilmiştir. İki renk diyagramları ile yapılan sınıflamada bu yıldızlardan 347 tanesinin Disk ana kol yıldızı, 785 tanesinin Halo ana kol yıldızı, 29 tanesinin Geç Tipten Dev (Disk + Halo), 7 tanesinin Beyaz Cisim olduğu tespit edilmiştir. 290 yıldız, çeşitli sebeplerden sınıflandırılmamıştır: İki renk diyagramındaki yerlerinden, R,G,U kadirlerinden birinin tayin edilememesinden veya $G > 19.5$ kadir olmasından. 1986 yılına kadar, $M(G)$ mutlak kadiri 8 den büyük olan ($M(G) > 8$) yıldızlar sınıflama dışı kalyordu. İlk defa Fenkart'ın bulduğu yarı teorik bir yöntemle bu yıldızlar sınıflandırılmıştır (Fenkart, del Rio 1986). Biz de aynı yöntemle bu alanda, bu türden 348 tane yıldız sınıflandırmış bulunuyoruz (Fenkart, Karaali 1986). Katalog hataları Cetvel 4 te verilmiştir.

Cetvel 4. M 101 alanına ait ortalama katalog hataları.

M (G)aralığı	G	G-R	U-G
11 ^m .5-15 ^m .5	$\pm 0^m .03$	$\pm 0^m .05$	$\pm 0^m .03$
15 .5-17 .5	.02	.02	.11
17 .5-19 .5	.02	.02	.17

M 101 alanına ait logaritmik model gradientleri, yani $\Delta \log D_r$ ile r uzaklığı arasındaki bağıntı, Şek 10 da gösterilmiştir. $BS_{II,1}$ ve $BS_{II,2}$ modellerine ait eğriler 2 kpc. civarında birleşmekte ve 3-4 kpc. uzaklık aralığında $BS_{II,3}$ modeline ait eğri ile bütünleşmektedirler; 1,2,3 modellerine gidildikçe $\Delta \log D_r$ değerleri cebirsel olarak artmaktadır.

GW_{III} modeline ait eğri, GW_{IV} e ait eğrinin altında bulunmaktadır. Baştan itibaren 1.5 kpc. ğe kadar iki eğriye ait $\Delta \log D_r$ farkları az, 7 kpc. ğin ötesinde ise bu fark sifıra yaklaşmaktadır; en büyük fark ise 1.5-7 kpc. arasında bulunmaktadır. $BS_{II,3}$ modeline ait eğri, GW_{III} ve GW_{IV} modellerine ait eğrilere en yakın olanıdır; yakın uzaklıklarda bu iki eğri arasında bulunmakta, büyük uzaklıklarda ise bunların biraz altına geçmektedir.

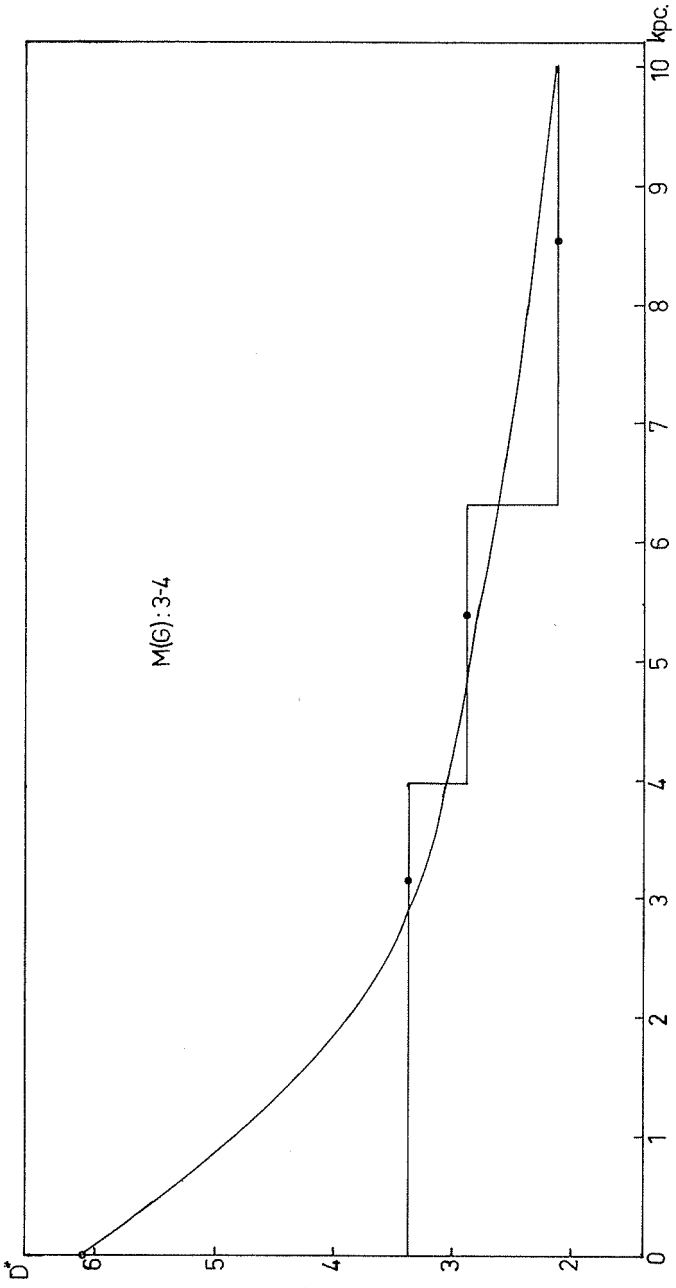


Şekil 10: Logaritmik model gradiyentleri ile uzaklık arasındaki bağıntı.

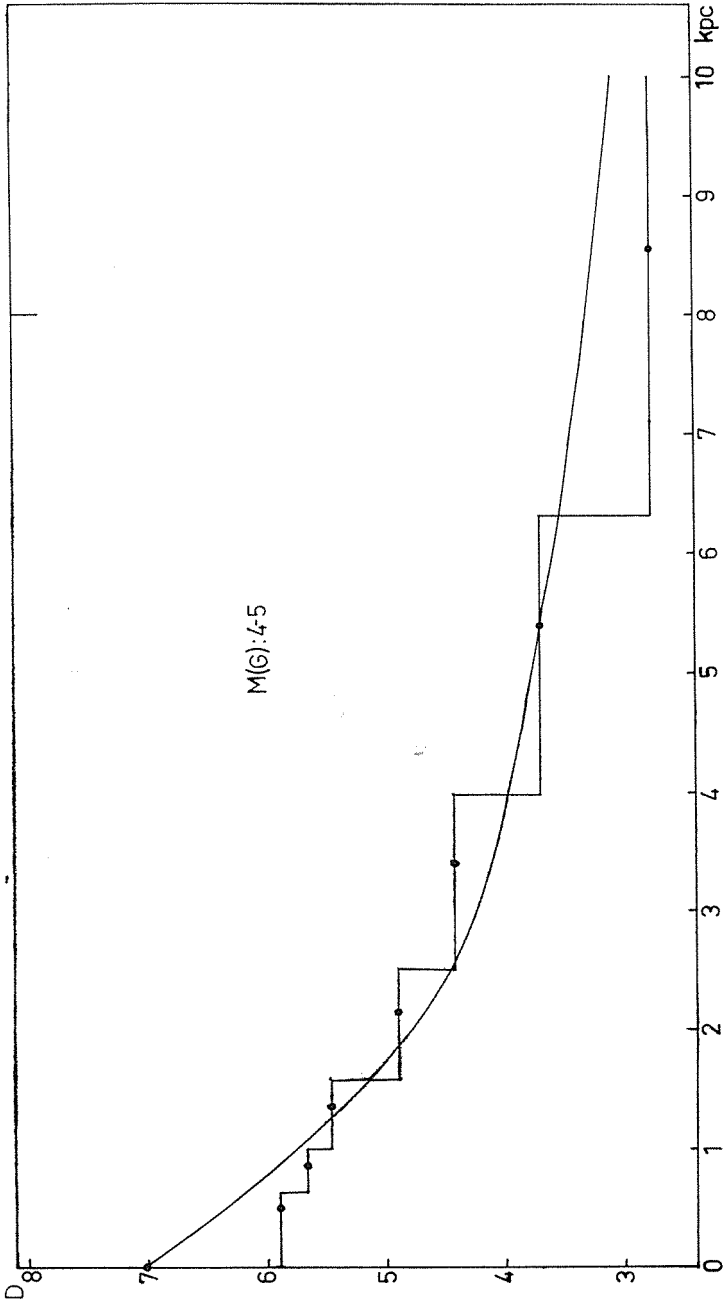
Alanımızdaki disk ve halo yıldızlarının toplamına ait, ve $M(G)$ nin 3-4, 4-5, 5-6, 6-7 ve 7-8 aralıkları için, ayrıca dev yıldızlar (disk + halo) için çizilen yoğunluk histogramlarımızın doğruluk limitine kadar olan kısmını, aşağıda anlatıldığı gibi, model gradiyentleri ile karşılaştırılmıştır:

Model eğrisi, gözlemlerden elde edilen yoğunluk değerlerinin bu eğriye ait değerlerden x sapma değerlerinin toplamı sıfır oluncaya kadar düşey olarak kaydırılmış ($\sum x = 0$) ve bu konum için $s = \{[\sum x^2 - (\sum x)^2/n]/(n-1)\}^{1/2}$ standart sapması hesaplanmıştır. Histogramların çoğu için en küçük s değerlerini veren model, en iyi model olur. Alanımız için bu yapıldığında, Şek. 11-16 ve Cetvel 5 teki sonuçlar elde edilmiştir. Görüldüğü gibi bütün histogramlar için GW_{IV} modeli en küçük standart sapmayı veriyor (sadece $7 < M(G) \leq 8$ aralığı için GW_{III} modeline ait s değeri 0.01 daha küçüktür.

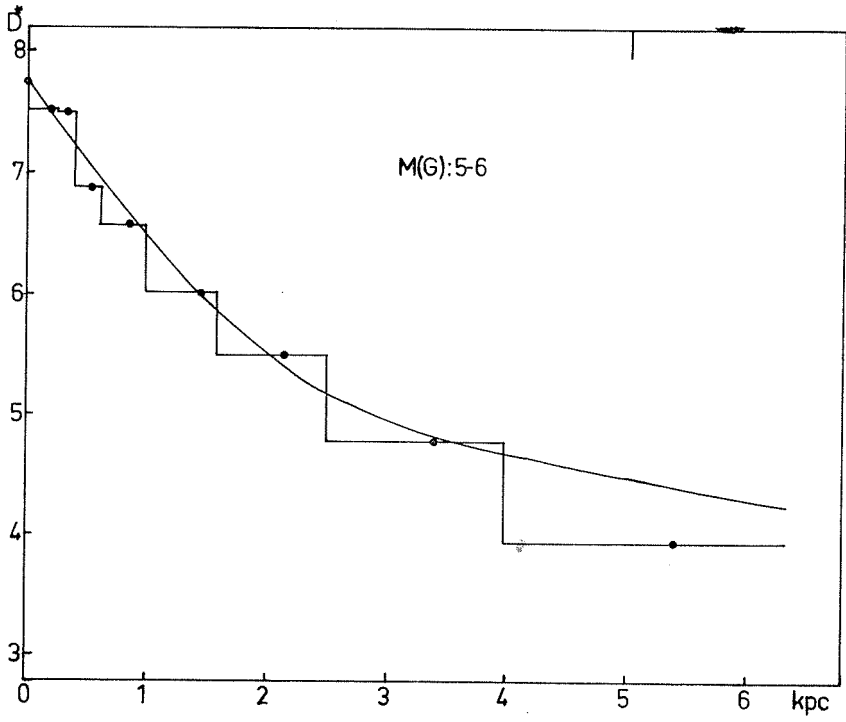
GW_{IV} modeline ait eğrinin sıfır noktasma ($\Delta \log D_r = 0$) karşılık gelen deneysel yoğunluk değerleri, alanımıza ait lüminosite fonksiyonunu verir. Bu değerler de aynı cetvelde ve Şek. 17 de verilmiştir.



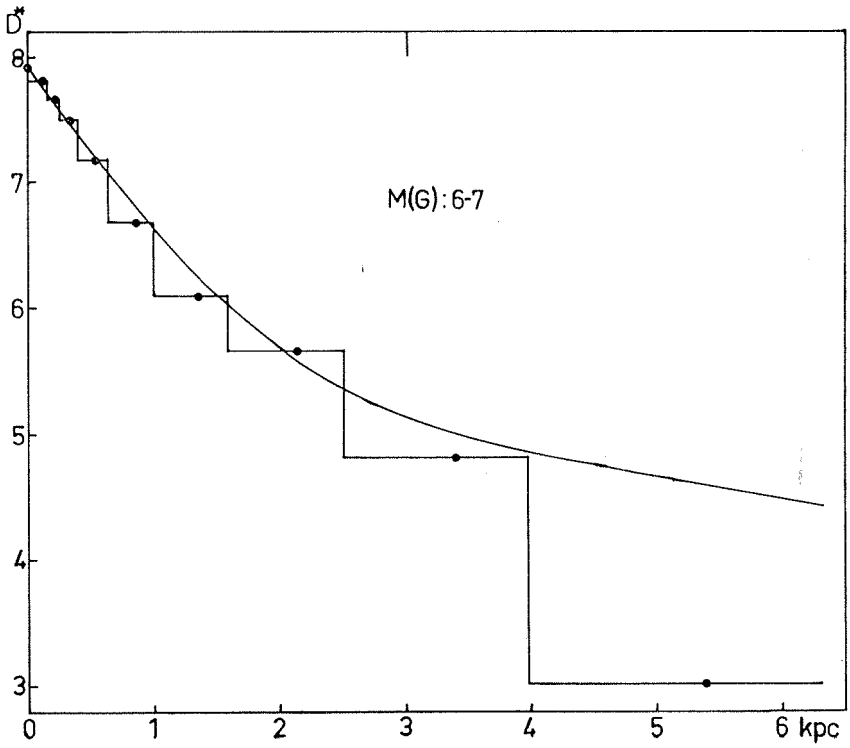
Şekil II:



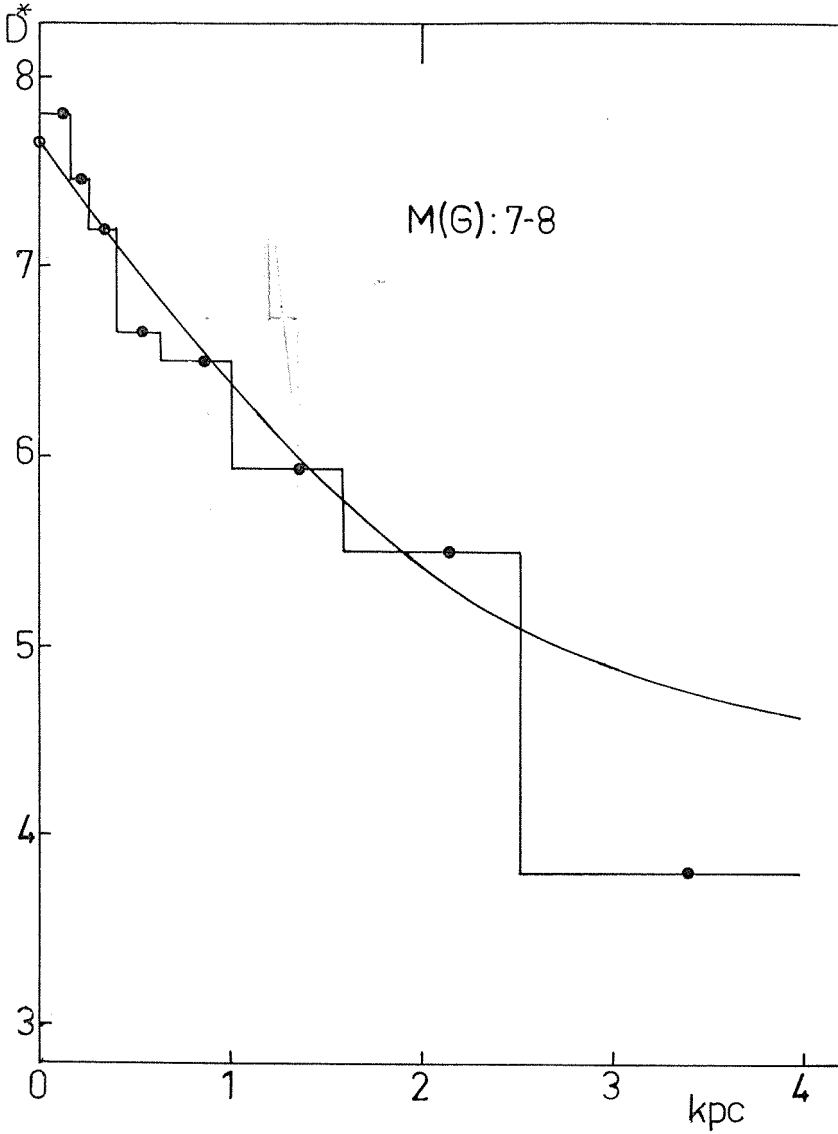
Şekil 12:



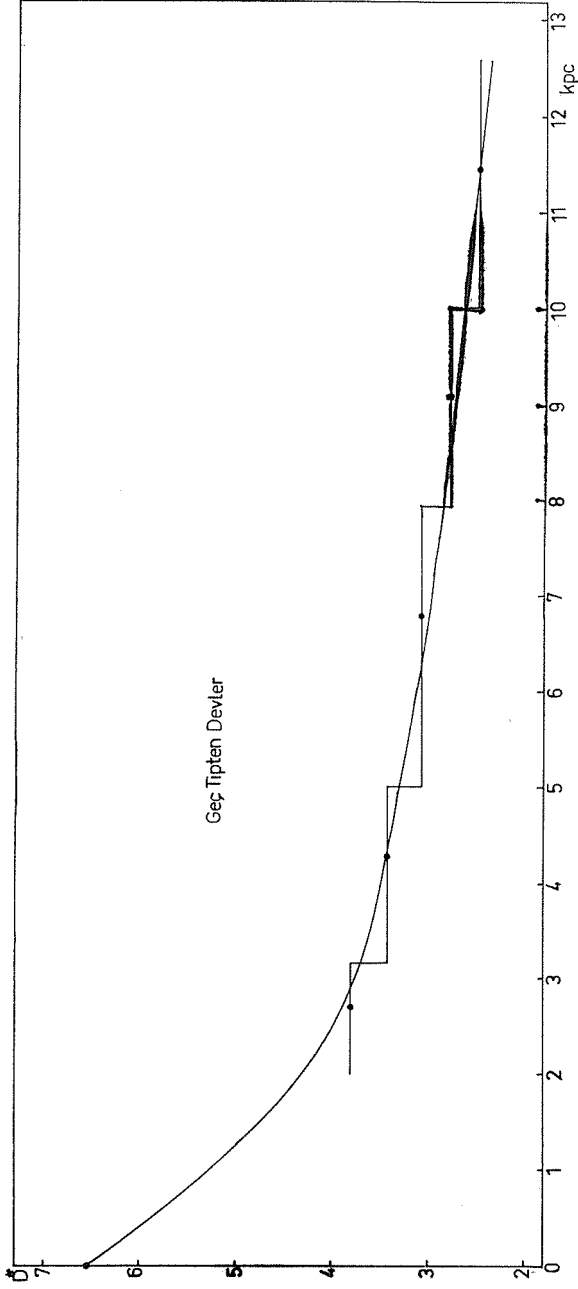
Şekil 13:



Şekil 14:



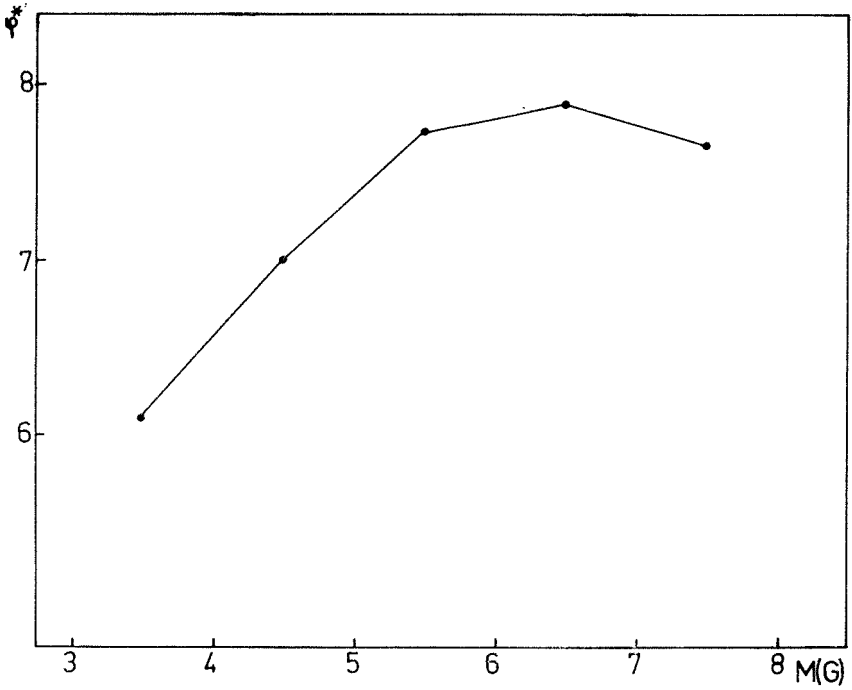
Şekil 15: GW_{IV} e ait logaritmik model gradiyentleri ile yoğunluk histogramlarının karşılaştırılması. $D^* = \log D + 10$ olarak alınmıştır. Histogramlardaki kapalı daire (●), gözönüne alınan hacimdeki kütle merkezinin uzaklığını göstermektedir. Şekillerin üst tarafında çizilen düşey çizgiler ise yoğunluk değerlerinin doğru olduğu limit uzaklıklara karşılık gelmektedir. (Söz konusu karşılaştırma bütün modeller için yapılmış ancak fazla yer tutmaması için sadece GW_{IV} modeline ait karşılaştırma verilmiştir).



Şekil 16: G_{WIV} e ait logaritmik model gradiyentleri ile Geç Tipten Devlere ait yoğunluk histogramlarının karşılaştırılması (Ayrıntılar Şekil 11-15 te açıklandığı gibidir).

Cetvel 5. M 101 Alan na Ait Standart Sapmalar.

M(G)	3-4	4-5	5-6	6-7	7-8	Devler
Model	x	x	x	x	x	x
BS _{II} ₁	-0.40 +0.10 +0.30	-0.91 -0.36 +0.04 +0.56 +0.61 +0.06	-0.87 -0.25 +0.24 +0.62 +0.32 +0.22 -0.28	-0.31 +0.09 +0.51 +0.41 +0.01 -0.25 -0.46	+0.12 +0.52 +0.08 -0.08 -0.34 -0.30	-0.18 -0.12 -0.06 +0.06 +0.30
	⊙=5.92 s = 0.36	⊙=7.64 s = 0.57	⊙=8.54 s = 0.50	⊙=8.76 s = 0.37	⊙=8.56 s = 0.32	⊙=6.34 s = 0.19
	x	x	x	x	x	x
BS _{II} ₂	-0.40 +0.10 +0.30	-0.58 +0.04 +0.42 +0.57 0.00 -0.45	-0.39 +0.23 +0.35 +0.08 -0.17 +0.06 -0.16	+0.21 +0.22 +0.04 -0.04 -0.09 -0.14 -0.20	+0.33 -0.13 -0.30 -0.13 -0.09 +0.06	-0.18 -0.12 -0.06 +0.06 +0.30
	⊙=5.92 s = 0.26	⊙=7.26 s = 0.46	⊙=8.04 s = 0.26	⊙=8.23 s = 0.16	⊙=7.95 s = 0.22	⊙=6.34 s = 0.19
	x	x	x	x	x	x
BS _{II} ₃	-0.40 +0.10 +0.30	-0.20 +0.32 +0.40 +0.17 -0.24 -0.45	-0.08 +0.22 -0.05 -0.11 -0.20 +0.18 +0.04	+0.22 -0.13 -0.16 -0.05 +0.02 +0.04 +0.06	-0.04 -0.07 -0.30 0.00 +0.09 +0.32	-0.16 -0.10 -0.04 +0.07 +0.23
	⊙=5.92 s = 0.36	⊙=6.96 s = 0.34	⊙=7.74 s = 0.15	⊙=7.90 s = 0.13	⊙=7.63 s = 0.20	⊙=6.31 s = 0.15
	x	x	x	x	x	x
GW _{III}	-0.37 +0.07 +0.30	-0.02 +0.48 +0.40 +0.06 -0.34 -0.58	+0.14 +0.30 -0.09 -0.14 -0.24 +0.10 -0.07	+0.34 -0.10 -0.12 -0.06 0.00 -0.02 -0.04	0.00 -0.03 -0.29 -0.02 +0.06 +0.28	-0.16 -0.10 -0.02 +0.08 +0.20
	⊙=6.27 s = 0.34	⊙=7.16 s = 0.41	⊙=7.85 s = 0.19	⊙=7.98 s = 0.16	⊙=7.69 s = 0.18	⊙=6.68 s = 0.14
	x	x	x	x	x	x
GW _{IV}	-0.21 +0.10 +0.11	+0.02 +0.32 +0.24 +0.12 -0.25 -0.45	-0.05 +0.11 -0.08 -0.07 -0.16 +0.20 +0.05	+0.10 -0.15 -0.11 -0.01 +0.06 +0.05 +0.06	-0.07 -0.05 -0.28 0.00 +0.10 +0.30	-0.02 +0.04 +0.06 0.00 -0.08
	⊙=6.10 s = 0.18	⊙=7.01 s = 0.30	⊙=7.74 s = 0.13	⊙=7.90 s = 0.10	⊙=7.66 s = 0.19	⊙=6.55 s = 0.05



Şekil 17: GW_{IV} modeline ait lüminosite fonksiyonu: $\phi^* = \log \phi (M(G)) + 10$ dur.

References

- 1- Bahcall, J.N., Soneira, R.M., 1980. *Astrophys. J. Suppl.* **44**, 73.
- 2- Bahcall, J.N., Soneira, R.M., 1984. *Astrophys. J. Suppl.* **55**, 67.
- 3- Becker, W., 1938. *Zs. Astrophys.* **15**, 225.
- 4- Becker, W., 1962. *Zs. Astrophys.* **54**, 155.
- 5- Becker, W., 1965. *Zs. Astrophys.* **62**, 54.
- 6- Becker, W., 1972a. *Quart. J. Roy. Astron. Soc.* **13**, 226.
- 7- Becker, W., 1972b. *The Role of Schmidt Telescopes in Astronomy*, ed. U. Haug. Conf. Hamburg, p. 9.
- 8- Becker, W., 1979. *Astron. Astrophys. Suppl.* **38**, 341.
- 9- Becker, W., 1980. *Astron. Astrophys.* **87**, 80.

- 10- Becker, W., and Fang, Ch., 1973. *Astron. Astrophys.* **22**, 187.
- 11- Buser, R., 1978. *Astron. Astrophys.* **62**, 425.
- 12- Buser, R., and Chiu, L-T.G., 1981a. *Galaktische Struktur und Entwicklung* ed. R. Buser, Preprint Astron. Inst. Univ. Basel No: 2, p. 69.
- 13- Buser, R., and Chiu, L-T.G., 1981b. *Mitt. Astron. Ges.* **52**, 40.
- 14- Fenkart, R.P., 1977. *Astron. Astrophys.* **56**, 91.
- 15- Fenkart, R.P., 1980. *Astron. Astrophys.* **91**, 352.
- 16- Fenkart, R.P., 1981. *Galaktische Struktur und Entwicklung*, ed. R. Buser, Preprint Astron. Inst. Univ. Basel No: 2, p. 5.
- 17- Fenkart, R.P., and del Rio, G., 1986. *Astron. Astrophys. Suppl.* (baskıda)
- 18- Fenkart, R.P., and Karaali, S., 1986. *Astron. Astrophys. Suppl.* (baskıda)
- 19- Gilmore, G., 1984. *Mon. Not. R. Astron. Soc.* **207**, 223.
- 20- Gilmore, G. ve Reid, N., 1983. *Mon. Not. R. Astron. Soc.* **202**, 1025.
- 21- Gilmore, G., and Wyse, R.F.G., 1985. *Asgron. J.* **90**, 2015.
- 22- Gliese, W., 1969. *Veröff. Astron. Rechen Inst. Heidelberg*, No: 22.
- 23- Steinlin, U.W., 1968. *Zs. Astrophys.* **69**, 276.
- 24- Stock, J., 1956. *Ap. J.* **123**, 258.
- 25- Strömgren, B., 1963. *Basic Astronomical Data*, p. 126.
- 26- Trefzger, Ch.F., 1981. *Astron. Astrophys.* **95**, 184.

16. YÜZYILDA OSMANLILARIN ASTRONOMİYE YAPMIŞ OLDUKLARI KATKILAR

Sevim TEKELİ*

16. yüzyılda iki önemli kültür merkezi egemendir.

1. Hıristiyan, başka deyimle Batı Dünyası.

2. İslâm Dünyası. Bu yüzyılda İslâm Dünyasının temsilcisi Osmanlı İmparatorluğudur.

Osmanlıların, bu yüzyılda, astronomi alanında, Dünya bilimine katkılar yapıp yapmadıklarını, yapmışlarsa bunların neler olduğunu saptamanın en güvenilir ve de kolay yolu, her şeyden önce, 16. yüzyılda Batıda astronomi alanında ne gibi katkıların gerçekleştirilmiş olduğuna bir göz atmakla başlamaktır.

Batı astronomi tarihi ayrıntılarıyla incelenmiştir ve bu yüzyılda ne gibi katkıların yapıldığı saptanmıştır. Şimdi bunların bir tablosunu çıkaralım.

A) Teorik astronomi alanında:

a) Güneş merkezli sistem kurulmuştur. (Copernicus tarafından)

B) Pratik astronomi alanında:

1.a) Yeni gözlem araçları yapılmıştır. (Hven Rasathanesinde Tycho Brahe tarafından, Sextant, Duvar kadranı, azimut yarım halkası, ekvator halkası en önemlileri arasında yer alır).

b) Gözlem araçları yapımında transversal taksimat kullanılmıştır.¹ (Tycho Brahe tarafından)

* A.Ü. Dil Tarih Coğ. Fakültesi.

¹ Teleskobun icadından ve gözlem araçlarına uygulanmasından önce, gözlem araçlarının dakika ve saniyeye kadar inen bölümleri göstermek çok zordu. Bu nedenle, İslâm Dünyasında araçların boyutlarını büyütme yoluna gidildi. Ancak bunun, aracın ağırlığı nedeniyle eğilimi gibi bir sakıncası ortaya çıktı. İşte Tycho Brahe araçların boyutlarını çok büyütme yerine,

2. Yeni gözlem yöntemleri uygulanmıştır.

a) Yıldızların enlem ve boylamlarının hesaplanmasında Ay'ın aracılığı yerine Venüs kullanılmıştır.² (Tycho Brahe tarafından)

3. Yeni hesaplama yöntemleri geliştirilmiştir.

a) Güneş'in eksantrisitesinin hesaplanmasında üç gözlem noktası yöntemi uygulanmıştır. (Copernicus ve Tycho Brahe tarafından)

4. Yeni hesaplama sistemleri kullanılmıştır:

a) Eksantrik ve episikle sistemlerine ek olarak içten teget iki daire kullanılmıştır.³ (Copernicus tarafından)

b) Üst üste iki episikle kullanılmıştır.⁴ (Copernicus tarafından)

Şimdi gözlerimizi Osmanlılara çevirelim ve neler yapıldığına bakalım.

A) Teorik astronomi alanında:

Osmanlılarda bu alanda bir çalışma söz konusu değildir.

B) Pratik astronomi alanında:

1.a) Yeni gözlem araçları yapılmıştır. 1575 yılında İstanbul'da, Takiyüddin adlı astronom tarafından bir rasathane kurulmuştur. Bu

çok gelişmiş bir biçimde transversal taksimatı kullanmıştır. Bu, derecenin altındaki bölümleri göstermekte gerçekten son derecede başarılı bir yöntemdir. Sevim Tekeli, Nasirüddin, Takiyüddin ve Tycho Brahe'nin Rasat Aletlerinin Mukayesesi. Ankara Üniversitesi, Dil ve Tarih-Coğrafya Fakültesi Dergisi, Cilt XVI, Sayı: 3-4 (1958 den ayrı basım), s. 370-373.

2 Yıldızların enlem ve boylamlarının saptanmasında, çok eskiden beri, Ay aracı olarak kullanılıyordu. Ancak Ay'ın boylamdaki hareketi, düzeltmeler yapılsa da hatanın işin içine girmesine neden oluyordu. Daha doğru bir sonuç elde etmek için, Tycho Brahe boylamdaki hareketi daha az olan Venüs'ü seçmiştir. Sevim Tekeli, Solar Parameters and Certain Observational Methods of Taqi'ül Din anı Tycho Brahe. Ithaca-26 VIII-2IX 1962, Cilt 2, S. 623-626.

3 Mercur'un hesabını verebilmek çok zordur. Bu nedenle Copernicus bu gezegenin hareketlerini hesaplamakta içten teget iki daire kullanmıştır (Şekil 5). $R=2r$, küçük dairenin hızı = 2 büyük daire hızı. Değme noktası küçük daire üzerinde kalmak koşuluyla, hareket başladıktan sonra, değme noktası A, büyük dairenin çapı üzerinde bir aşağı bir yukarı hareket eder. N. Copernicus, The Revolutions of Heavenly Spheres Gleen Wallis tarafından İngilizceye çevrilmiştir. Britanica, Great Books, Cilt 14, S. 628.

4 Batlamyüs Ay'ın hareketini gerektiği biçimde açıklayamamıştı. İlk defa olarak, Batı Dünyasında, Copernicus üst üste iki episikle kullanmak suretiyle buna güzel bir çözüm getirmiştir (şekil 6) Copernicus, s. 679.

rasathanedeki gözlem araçları n'etelik yönünden Tycho Brahe'nin gözlem araçlarıyla tam bir paralellik göstermektedir. (Sextant, Duvar kadranı, azimut yarım halkası ve saat bunlar arasında söz konusu edilir).

b) Gözlem araçları yapımında transversal taksimat kullanılmıştır. (Amilî adında bir astronom tarafından.⁵)

2. Yıldızların enlem ve boylamlarının hesaplanmasında Ay'ın aracılığı yerine Venüs kullanılmıştır. (Takiyüddin tarafından).

3. Güneş'in eksantrisitesinin hesabında üç gözlem noktası yöntemi kullanılmıştır. (Takiyüddin tarafından).

4. Yeni hesaplama sistemlerinin kullanılması:

a) Eksantrik ve episikle sistemlerine ek olarak iç içe geçen iki daire kullanılmıştır. (Takiyüddin, daha önce de Nasirü ldiia-i Tusi⁶ tarafından).

b) Ay'ın ve diğer gök cisimlerinin hareketlerinin açıklanmasında üst üste iki episikl'in kullanılması ise iki yüz yıl önce Ibn üş Şâtır tarafından gerçekleştirilmiştir. Copernicus'un Ay'ın hareketlerini açıklarken kullandığı yöntemle Ibn üş Şâtır'ınki arasında şaşılacak bir benzerlik vardır.⁷

Bunların hepsi üzerinde durmak, ayrıntılı bilgi vermek olanaksızdır. 16. yüzyılda bunlar Osmanlılarda da ele alınmıştır dendiğinde bunun ne ölçüde gerçekleştirilmiş olduğunu gösterebilmek için, bunlar arasından bir örnek seçeceğiz.

Üç gözlem noktası yardımıyla Güneş'in eksantrisitesinin hesabı: Şimdi buraya bir nokta koyarak gözlerimizi geçmişe çevirelim.

M.Ö. 4.yüzyılda ünlü bilgin, filozof, mantığın kurucusu Aristoc fizik evrenin şöyle olduğunu varsaymıştı. Evren herşeyi kucaklayan

5 Kaşî, *Şerh-i Alat-ı Rasad* adlı eserinde bunun çizimini vermiştir. Bak. Sevim Tekeli Nasirüddin, Takiyüddin ve Tycho Brahe'nin Rasat Aletlerinin Mukayesesi. A.Ü.D.T.C.F.Dergisi, Cilt 16, Sayı: 3-4, (1958), S. 301-393.

6 Tusi 13. yüzyılda yaşamıştır. Hulâgu'nun desteği ile ünlü Meragâ Rasathanesini kurmuş, ve yaptığı gözlemlere dayanarak bir *zic* kaleme almıştır. İslâm Dünyasının sayılı matematikçi ve astronomlarından. Batlamyüs'e karşı çıkmış episikle ve eksantrik sistemler yerine içten teğet iki daire kullanarak gök cisimlerinin hareketlerini açıklamaya teşebbüs etmiştir. Batlamyüs'ü eleştiren nadir astronomlardan olup, Copernicus'a giden yolu açmıştır. Carra de Vaux: Les spheres celestes selon Nasir-Eddin Attûsi, in appendix to P. Tannery: Recherches sur l'histoire de l'astronomie.

7 Bak. Victor Roberts, The Solar and Lunar Theory of Ibn ash-Shâtir, A Pre-Copernican Copernican Nodel. *Isis*, Cilt 48, Kısım 4, Sayı 154 (1957) S. 428-432.

bir küredir. Yer evrenin merkezinde ve hareketsizdir. Bütün gök cisimleri (Ay, Merkür, Venüs, Mars, Jupiter, Satürn ve sabit yıldızların çakılı olduğu küre) Yer'in çevresinde dolanmaktadır. Gözlemlenen bütün hareketler bu kürelerin hareketinden meydana gelirler. (Ay ve Güneş'in doğup batması gibi)

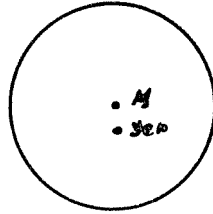
Aristo bu fizik evren görüşüne uygun bir astronomik model geliştirmişti, ancak başarılı alamamıştı. Daha sonra, M.Ö. 150 yıllarında Hiparchos adlı ünlü astronom Aristo'nun önerdiği fizik evrenin temel prensiplerini kabul etti.

1. Evren küreseldir.
2. Yer evrenin merkezinde hareketsizdir.
3. Bütün gök cisimleri yer'i merkez alan daireler üzerinde muntazam hızla hareket ederler.

Bu temel prensiplerle gök yüzünde gözlemlenen intizamsızlıkları, başka deyimle bir gök cisminin ne zaman nerede olacağını hesaplamak imkansızdı.

Hiparchos'dan biraz önce Apollonius adlı ünlü bir matematikçi yaşamıştır. Bu matematikçi Yer merkez kabul edilmiş ve gök cisimlerinin dairesel yörüngeler üzerinde muntazam hızla hareket etseler de, gök yüzündeki bu intizamsızlıkları açıklayabilecek iki geometrik sistem önermişti.

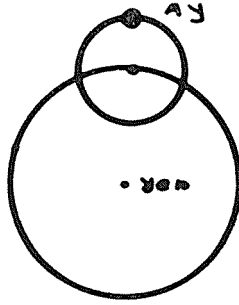
1. Dış merkezli sistem. (Şekil 1)



Şekil 1

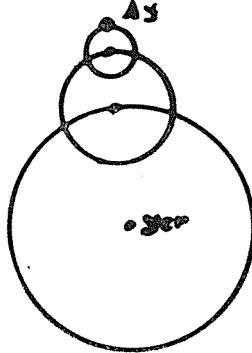
2. Episikle sistem. (Şekil 2)

Hiparchos bu iki geometrik sistemi kabul ederek, Aristo'nun fizik evren görüşüne dayalı bir astronomik modeli geliştirmişti. Güneş'in



Şekil 2

hareketini açıklamak için de eksantrik sistemi seçmişti. (Şekil 3). Y yer, E evrenin merkezi. Buradaki en önemli sorun Yer'in evrenin merkezinden ne kadar kaydırılacağını hesap etmektir. Hiparcos gerçekten son derecede başarılı bir yöntemle, mevsim farklarından yararlanarak, bunu çözümlüdü.



Şekil 3

Bu yöntem çok başarılı olmakla beraber, dönence noktalarının tam olarak gözlemlenememesinden ötürü, sonucu gerektiği kadar dakik veremiyordu. Bu uygulama 16. yüzyıla, Copernicus'a kadar sürdü. Copernicus dönence noktalarının gözlemlenmesini gerektirmeyen bir yöntem geliştirdi.⁸ Bu gözlemlenen üç noktaya yardımıyla eksantrisitenin

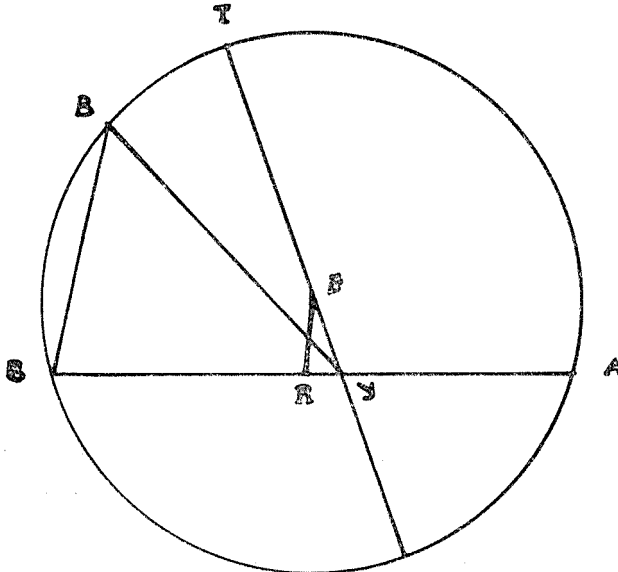
8 N. Copernicus The Revolutions of Heavenly Spheres Glen Wallis tarafından İngilizceye çevrilmiştir. Britanica Great Books. Cilt 14, S. 659,

hesaplanmasıydı. Daha sonra Tycho Brahe de bu yöntemi kullanmıştır. Bu, pratik astronomi alanında atılmış çok önemli bir adımdı.

Buraya bir nokta koyarak gözlerimizi başka bir kültür çevresinde, İslâm Dünyasına çevirelim. Son zamanlarda yapılan araştırmalar bu yöntemin, 16. yüzyılda, yalnızca Copernicus ve Tycho Brahe tarafından kullanılmamış olduğunu göstermiştir.

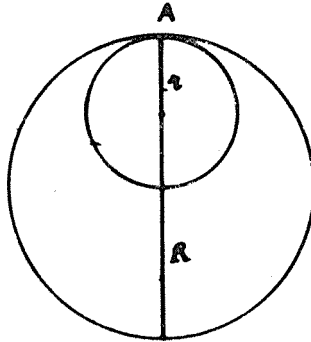
Takiyüddin Sidret ül-Müntehâ adını verdiği astronomi kitabında bu konuya, yani Güneş'in eksantrisitesininin hesaplanmasına ilişkin şu bilgiyi verir. "Nerede olurlarsa olsunlar, ikisi karşılıklı olmak koşuluyla, üç nokta yardımıyla (Güneş'in eksantrisitesininin hesabında) modern bilim adamlarının izledikleri yol."⁹

Takiyüddin bunun açıklamasını şöyle yapar (Şekil 4). A, B, C, üç gözlem noktasının yeri. E evrenin merkezi, Y Yer'in merkezi. A ve C noktaları gözlem yapana göre karşılıklı olduklarından A ve C yi birleştiren doğru Y den geçer. Yer'in A ya mı yoksa C yemi daha yakın olduğunun bililmesi çok kolaydır. E ile Y birleştirilir. EY istenilen yani eksantrisitedir.



Şekil 4

⁹ Sevim Tekeli, Takiyüddin'de Güneş Parametrelerinin Hesabı, Necati Luğal Armaganı (1969) S. 703-710.



Şekil 5

$ER \perp CA$, BYC üçgeninde Y açısı gözlemle bilinir

$\angle C = 1/2 \widehat{AB}$, $B = 180^\circ - C$, BC kirişi BEC açısının kirişi olduğundan bilinir.

Bu üçgene sinüs teoremi uygulanırsa $\sin Y / \sin B = CY / CB$ Buradan CY hesaplanır.

$CR = 1/2$ kiriş AC, $CY = CR = RY$, $ER = \sin 1/2 (180^\circ - \angle ABC)$

$$EY = \sqrt{RY^2 - ER^2}$$

EY nin uzantısının daireyi kestiği nokta (T) perijedir. İlk önceleri perijenin hareketli olduğu bilinmiyordu. Daha sonra bunun hareketli olduğu gözlemlendi, ve Takiyüddin de bu hareketin miktarını hesapladı.

Aynı yöntemi kullanan Copernicus, Tycho Brahe ve Takiyüddin'in hesaplama sonuçlarını karşılaştıralım.

Güneş'in eksantrisitesi (EY)

Copernicus	$1P_{56}I$
Tycho Brahe	$2P_9I_2II_{24}III$
Takiyüddin	$2P_0I_{34}II_6III_{53}IV$

Burada Copernicus'un verdiği değer gerçek değerden daha küçük, Tycho Brahe'ninki daha büyüktür. Takiyüddin ise en yaklaşık değeri bulmuştur.

Apsisler doğrusunun yıllık hareketini,

Copernicus	24''
Tycho Brahe	45''
Takiyüddin	63''

Gerçek değeri ise 61'' dir. Görüldüğü gibi en yaklaşık değeri Takiyüddin vermiştir.

Sonuç: Güneş parametrelerinin hesabında, Dünyada en yaklaşık değeri elde eden astronomun Takiyüddin olduğunu söyleyebiliriz.

WOLF-RAYET YILDIZLARI GÖZLEMSEL

Halil KIRBIYIK*

1. Giriş

Wolf-Rayet yıldızları bu ismi onları ilk keşfeden astronomların adlarından almaktadır; Charles Joseph Etienne Wolf ve Georges Antoine Pons Rayet (1). Paris gözlemvinde Cygnus takım yıldızında yaptıkları bir gözlem sırasında spektrumlarında çok geniş salma çizgileri olan üç cisim (HD 191765, HD 192103 ve HD 192641) dikkatlerini çekmiştir. Bu olay olduğunda yıl 1867 idi. Şimdi bu üç cisim WN6, WC8 ve WC7+8e olarak sınıflandırılmaktadır.

Birkaç yıl sonra Respighi (2) uzaydaki en parlak Wolf Rayet yıldızını (γ_2 Velorum) keşfetmiş ve daha sonra bunlara başka yenileri eklenmiştir. 1894 yılına kadar bu ilginç cisimler astronomların fazla dikkatini çekmemiştir. Ancak 1894 yılında Campbell (3) Wolf-Rayet yıldızlarının geniş salma çizgilerinin dalga boyunu tayin etmiş; ve 1920 yıllarında ilk kez Kanada'da Plaskett (4) tarafından slit (yarık) tayfları alınmıştır.

Wolf-Rayet yıldızları ile ilgili inceleme ve araştırmayı derinliğine başlatan yine bir Kanadalı; Beals'dir. Bu yıldızlar hakkında bugüne kadar edindiğimiz bilgilere katkısı olan bilim adamlarının hepsini burada saymak mümkün değildir, ancak bazılarını şöyle sıralayabiliriz: Swings, Struve, Olin Wilson, Hiltner, Kron, Underhill, Kubi, Bappu, Conti, Breysacher, Barlow, Maeder, Noels vb.

2. Tayfsal sınıflama: WN ve WC dizisi

Wolf-Rayet yıldızlarının tayfi geniş salma çizgileri ile tanınır. Bu çizgilerin genişliği 100 Å a kadar çıkmaktadır. Salma çizgileri atomların uyarılması ve iyonlaşması ile oluşmaktadır.

* ODTÜ, Fizik Bölümü.

Ayrıca Wolf-Rayet yıldızlarında çizgi tayfının uyarılması seviyesi oldukça yüksektir. Tayfları incelendiğinde yapılarında He, C, O, Si olduğu görülmektedir. Bu elementler Wolf-Rayet yıldızlarında farklı iyonlaşma safhalarında gözlenmektedir (HeI, HeII, CII, CIII, CIV, OII, OIII, OIV, OV, OVI, NIII, NIV, NV, SiII SiIII, SiIV). Wolf-Rayet yıldızlarının gözlemlerinin ilginç bir sonucu; tayfında N varsa C ve O olmuyor; C ve O varsa N olmuyor. Bunun sonucu Beals 1935 yılında IAU'nun yıldız Tayfları Komisyonuna Wolf-Rayet yıldızlarının sınıflandırılmasına ilişkin bir teklifte bulunmuştur, ve bu teklif 1938 yılında kabul edilerek (5) WN ve WC dizileri ortaya çıkmıştır. Ayrıca WN dizisinin WN 5,6,7, ve 8, ve WC dizisinin de WC 6,7 ve 8 diye alt guruplara ayrılması kabul edilmiştir. Bu alt ayrılma bir iyonlaşma dizisidir. Sonradan keşfedilebilecek başka iyonlaşma derecelerini de gösterebilmek için WN'ler 5 den ve WC'ler de 6'dan başlatılmıştır. Ultraviyole ve fotoğrafik bölgede tayfsal çizgiler hesaba katıldığında WN dizisinde karbon (C) ve oksijenin (O); WC dizisinde de azotun (N) var olabileceği bulunmuştur. Ancak WN dizisinde azotun, WC dizinde de karbonun göreceli olarak daha fazla olduğunu belirtmeliyiz. WN yıldızları, ayrıca WNE ve WNL diye iki guruba ayrılırlar. WNE yıldızlarında CIV çizgileri gözlenmekte ve tayflarında hidrojene pek raslanmamaktadır. WNL gurubu yıldızların tayflarında ise H bulunmaktadır.

Her iki dizide var olan elementler Tablo 1.de verilmektedir.

Tablo 1. WN ve WC dizisi Wolf-Rayet yıldızlarında görülen elementler, (altı çizilenler olması muhtemel olan elementler).

WN	HeI, HeII NIII, NIV, NV SiIV CII, CIII, CIV OIII, OIV, OV, OVI
WC	HeI, HeII CII, CIII, CIV OII, OIII, OIV, OV, OVI NIII, NIV, NV SiIV

3. Wolf-Rayet yıldızlarının katalogları

Wolf-Rayet yıldızlarının ilk katalogu 1894 yılında Campbell tarafından yayınlanmıştır. 55 yıldız kataloga alınmış, fakat şimdiye kadar bunların 12 tanesinin Wolf-Rayet yıldızı olmadığı anlaşıl原因 olarak listeden çıkarılmıştır. Kısa zamanda WR yıldızlarının sayısı artmış ve ikinci katalog 1912 yılında Fleming (6) tarafından yayınlanmıştır. Fleming'in

listesinde 108 yıldız olup, bunların 86'sı Bizim Galaksi de, 21'i LMC'de ve 1'i de SMC'dedir. Bugün 86'dan 19 tanesinin Wolf-Rayet olmadığı anlaşıldığından listeden çıkarılmıştır. Birisi SMC'de olmak üzere 92 yıldız içeren üçüncü Wolf-Rayet kataloğunu da 1930 yılında Payne (7) yayınlamıştır. Galaksimize ait 91 yıldızdan 20 tanesi daha sonraları listeden çıkarılmıştır. Dördüncü katalog ise 1962 yılında Roberts (8) tarafından yayınlanmıştır. Bu kataloğa 123 yıldız alınmış ve daha sonraları 19 tanesi listeden çıkarılmıştır. Beşinci Wolf-Rayet kataloğunu 1968 yılında Smith (9) çıkarmış ve 127 yıldız listelemiştir. Bunlardan yedi tanesi daha sonra listeden silinmiştir. Sonraki yıllarda pek çok yeni Wolf-Rayet yıldızı keşfedilmiştir. Altıncı ve şimdilik son katalog ise 1981 yılında Hucht ve arkadaşları (10) tarafından yayınlanmıştır. Bu katalogda hepsi Galaksimize ait olan 159 tane WR yıldızı vardır. Bunlardan sadece 20 tanesi gerçek WR çift yıldızdır. Bunlara son yıllarda keşfedilen iki yeni WR yıldızını da eklediğimizde toplam 161 WR yıldızı oluyor Galaksimizde.

WR yıldızları genelde iki ana guruba ayrılmaktadır. Birinci grup klasik WR yıldızları olup büyük kütle ve ışıma gücüne sahip genç yıldızlardır, ve Öbek I (Pop. I) WR yıldızları olarak gösterilirler. Burada bahsettiğimiz bu yıldızlardır. İkinci grup ise WR tipinde tayfı olan gezegenimsi bulutsuların merkezi yıldızlarından oluşmaktadır. Bunlar da Öbek II (Pop.II) WR yıldızları olarak bilinmektedir.

Bunlardan başka LMC de 100 kadar (11)

SMC'de 8 tane (12)

ve M33 de 40 tane (13)

WR yıldızı bulunduğunu belirtmek yerinde olur.

4. Mutlak kadirleri ve HR diyagramı

Çoğu LMC'de olan bazı Wolf-Rayet yıldızlarının görsel mutlak kadirlerinin tayini yapılabilmektedir. LMC'deki Wolf-Rayet yıldızları ile Galaksimizdekilerin tayfları arasında önemli bir fark gözlenmediğinden LMC'deki yıldızlar için bulunur mutlak kadir değerleri Galaksimizdekiler için de geçerli kabul edilebilir. Buna göre Wolf-Rayet yıldızları için bulunan ortalama değerler (14) şöyledir:

WC için : $\bar{M}_v \sim -4.3$, yayılma 1.2,

WNE için : $\bar{M}_v \sim -4.3$, yayılma daha küçük,

WNL için : $\bar{M}_v \sim -6.4$, yayılma 2.5.

Yukarıda verilen mutlak kadirlerdeki yayılmaların yıldızların kendilerinden kaynaklandığı sanılmaktadır (15). Mutlak bolometrik kadirleri ise -7.0 ile -9.5 arasında değişmektedir. Biraz sonra verilecek yüzey sıcaklıklarını da dikkate aldığımızda Wolf-Rayet yıldızlarının HR diyagramında en parlak O-yıldızlarının bulunduğu bölgeye düştüğünü görürüz.

5. Yüzey Sıcaklıkları

Wolf-Rayet yıldızlarının sıcaklıklarını ölçmeye çalışan ilk astronom Gerasimovic'dir (16). Ölçümleri sonucunda Wolf-Rayet yıldızlarının ortalama sıcaklıklarını $17\ 000^{\circ}\text{K}$ – $50\ 000^{\circ}\text{K}$ arasında bulmuştur. Daha sonraları Beals (17) sıcaklıkları $54\ 000^{\circ}\text{K}$ – $100\ 000^{\circ}\text{K}$ arasında, Kuhi (18) WC'ler için $3500\ \text{Å}$ da 65000°K ve $9500\ \text{Å}$ da 15000°K ve WN ler için aynı dalga boylarında 11000°K ve 15000°K olarak bulmuştur. Etkin sıcaklıkların tayini ile ilgili daha ciddi çalışmalar bunlardan sonra başlamıştır.

Pyper (19) UBV renk indislerinden yararlanarak WC yıldızlarının etkin sıcaklığını $20\ 000^{\circ}$, ve WN yıldızlarınınkini ise $38\ 000^{\circ}$ olarak bulmuştur. Merten (20) ise WN yıldızlarının "ring" bulutsuları ile bağlantılı olduğu düşüncesinden hareketle bu yıldızların etkin sıcaklığının 29500°K – 54200°K arasında olduğunu göstermiştir. Willis ve Wilson (21, 22) yer ve uydu gözlemlerini birleştirerek 9 Wolf-Rayet yıldızının renk sıcaklıklarını tayin etmiştir. Buldukları değerler $26\ 000^{\circ}\text{K}$ – $36\ 000^{\circ}\text{K}$ arasındadır. Benzer yolla Underhill (23) 9 Wolf-Rayet yıldızı için yaptığı incelemede etkin sıcaklıklarını 25500° – 30000° arasında bulmuştur. Son olarak ise Schmutz ve Smith (24)'in bulduğu değerleri verelim. Ultraviyole IUE sürekli (continuum) dağılım ve optik ve kızıl ötesi verilere dayanan çalışmaları sonucu elde edilen renk sıcaklıkları yaklaşık olarak $15\ 000^{\circ}\text{K}$ – $50\ 000^{\circ}\text{K}$ arasındadır.

Değişik araştırmacılar tarafından kullanılan ortak Wolf-Rayet yıldızları için bulunan değerler gözönüne alındığında Wolf-Rayet yıldızlarının etkin sıcaklıklarının $25\ 000$ – $30\ 000^{\circ}\text{K}$ arasında olduğunu görmekteyiz. Bulunan değerlerden altgruplar arasında belirli bir sıcaklık farkının olmadığını söyleyebiliriz.

6. Kütle kayıp hızları

Küresel simetri varsayımı ile kütle kayıp hızı ifadesi şöyle yazılabilir:

$$dM/dt = 4 \pi \rho v R^2 \text{ gms}^{-1}$$

Burada ρ = yoğunluk, v = hız (dışa doğru genişleyen maddenin hızı), ve R_e , salma (emission) çizgi bölgesinin yıldızın merkezinden olan uzaklığı ($R_e \sim 60 R_\odot$).

Kütle kayıp hızının hesaplanmasında iki tayfsal ve iki kontinyum (continuum) yöntem vardır.

1. UV yöntem: Şimdilik en duyarlı yöntemdir. Bu yöntemle en küçük kütle kayıp hızı bile ölçülebilir.

2. Optik Yöntem: H_α ve HeII çizgilerinin gözlemi ile yapıldığından en yüksek dM/dt değeri ile sınırlıdır.

3. Kızılötesi yöntem (IR): En duyarlı yöntem, fakat şimdilik teknik açıdan sınırlıdır. En büyük belirsizlik, kabul edilen hız dağılımındadır, çünkü kızılötesi bölgede hız terminal hıza ulaşmamaktadır.

4. Radyo yöntemi: Bu bölgede hız terminal değerine ulaştığından radyo yöntemi modele en az bağımlı olan bir yoldur.

Barlow ve arkadaşlarının (25) 21 Wolf-Rayet yıldızı için, IR ve Radyo gözlemlerine dayanarak, elde ettikleri kütle kayıp hızı değerleri şöyledir:

$$\overline{M}(\text{WC}) = 4.7 \times 10^{-5} M_\odot \text{ y}^{-1},$$

$$\overline{M}(\text{WN}) = 3.2 \times 10^{-5} M_\odot \text{ y}^{-1}.$$

Biegging ve arkadaşları (26) radyo kontinyum yöntemi kullanarak daha küçük bir kütle kayıp hızı elde etmişlerdir,

$$\dot{M}(\text{WR}) = (2.0 \pm 0.6) \times 10^{-5} M_\odot \text{ y}^{-1}.$$

Burada belirtmek gerekir ki değişik yöntemler farklı \dot{M} değerleri vermektedir (27,28). Kontinyum ve H_α yöntemi en yüksek kütle kayıp hızını verirken uv yöntemi en düşük \dot{M} değerini vermektedir. Işıma gücü yüksek olan yıldızların daha yüksek hızda kütle kaybettikleri dikkat çekicidir. Abbott ve arkadaşları (26) ve Hogg (29) VLA radyo gözlemlerinden kütle kayıp hızı için şu değerleri bulmuşlardır:

$$\overline{M}(\text{WN}) = (2.9 \pm 1.1) \times 10^{-5} M_\odot \text{ y}^{-1} \text{ (9 WN yıldızı için)}$$

$$\overline{M}(\text{WC}) = (2.3 \pm 0.7) \times 10^{-5} M_\odot \text{ y}^{-1} \text{ (4 WC yıldızı için)}$$

$$\overline{M}(\text{WN+O}) = 1.4 \times 10^{-5} M_\odot \text{ y}^{-1} \text{ (1 yıldız için)}$$

$$\overline{M}(\text{WC+O}) = 5.9 \times 10^{-5} M_\odot \text{ y}^{-1} \text{ (1 yıldız için)}.$$

Genel olarak kütle kayıp hızlarının ışınma gücüne bağlı olarak sınırları şöyledir:

$$-M_b = + 6.5 \text{ için } \dot{M} = 10^{-8} - 10^{-7} M_{\odot} \text{ y}^{-1}$$

$$-M_b \geq + 11 \text{ için } \dot{M}(\text{WR}) \geq 10^{-5} M_{\odot} \text{ y}^{-1}.$$

Gözlenen kütle kayıp hızları o kadar yüksek ki Wolf-Rayet yıldızları WR döneminde kütlelerinin hemen hemen yarısını kaybetmektedirler.

7. M-L (ışınma gücü) bağıntısı ve kütle kaybı üzerine öneriler

O-B tipi genç yıldızlarda kütle kaybı ışınım (radyasyon) basıncı sonucu yıldız rüzgarları ile olmaktadır.

Gözlemlere göre ışınma gücü fazla olan Wolf-Rayet yıldızlarının kütle kayıp hızları daha büyüktür. Singh (30)'in yaptığı çalışmada ise \dot{M} -Te bağıntısının daha anlamlı olacağı belirtilmekte ve yüzey sıcaklığı büyük olan Wolf-Rayet yıldızlarında kütle kayıp hızının daha büyük olduğu gösterilmektedir.

\dot{M} -L diyagramında Wolf-Rayet yıldızları ile O-B yıldızları farklı bölgelerde bulunmaktadır. Bundan çıkarılabilecek sonuç ise Wolf-Rayet yıldızlarının kütle kayıp mekanizmasının O-B tipi yıldızlardakinden farklı olduğudur. Wolf-Rayet yıldızlarındaki kütle kayıp hızları O-B yıldızlarına göre 5-20 kat daha fazladır. Yani yıldız rüzgarları mekanizması Wolf-Rayet yıldızlarındaki yüksek kütle kayıp hızlarını açıklayamamaktadır. Öyleyse temel fizik farklı olabilir.

Yüksek kütle kayıp hızları ($4 \cdot 10^{-5} M_{\odot} \text{ y}^{-1}$) ve $v = 3000 \text{ kms}^{-1}$ lik bir terminal hızla yıldız rüzgarı ile uzaya pompalanan mekanik güç $L_w = (1/2) \dot{M} v^2_{\infty} = 3 \cdot 10^4 L_{\odot}$ olmaktadır ki bu da $t(\text{WR}) \sim 5 \cdot 10^5 \text{ y}$ için $2 \cdot 10^{51} \text{ erg}$ yapar. Yani bir Wolf-Rayet yıldızı yaşam süresi içinde süpernova patlamasına eşdeğer enerjiyi uzaya bırakmaktadır. Buradan, Wolf-Rayet yıldızlarının dev HII bölgelerini beslediğini söyleyebiliriz (13).

8. Wolf-Rayet yıldızlarının Galaksimizdeki dağılımı

Wolf-Rayet yıldızları ve O-tipi yıldızlar her ikisi de Öbek-I yıldızlarıdır. Bu nedenle Garmany ve arkadaşları (31) büyük kütleli yıldızların başlangıç kütle fonksiyonunu (IMF) incelemiş, Hidayet ve arkadaşları (32) Wolf-Rayet yıldızlarının Galaksimizdeki dağılımına bak-

mış, Meylan ve Maeder (33) büyük kütleli yıldızların Galaksimizdeki sayısal dağılımını ele almış ve Conti ve arkadaşları (34) ise O-tipi yıldızlarla Wolf-Rayet yıldızlarının Galaksimizdeki sayılarını ve dağılımını incelemişlerdir.

Garmany ve arkadaşları Wolf-Rayet yıldızları ile O-tipi yıldızların başlangıç kütle fonksiyonlarının benzer olduğunu göstermişlerdir. Analizlerinde Güneşe 2.5 kpc uzaklıktaki 424 büyük kütleli yıldızı, ve aynı uzaklık içinde 31'i Güneş dairesinin içinde 4'ü de Güneş dairesinin dışında olmak üzere 35 Wolf-Rayet yıldızı kullanmışlardır. Hidayet ve arkadaşları ise Wolf-Rayet yıldızlarının Galaksi düzlemine göre simetrik dağıldıklarını göstermiş; WC tipi yıldızların sayısının Galaksi merkezine doğru arttığını fakat buna karşın WN'ler için aynı şeyin gözlenmediğine işaret etmiştir. Dağılımın Galaksideki metal zenginliği ile ilgili olabileceğini ileri sürmüşlerdir. Diğer yandan Meylan ve Maeder ise $M_V = -6$ 'dan daha parlak olan O-yıldızlarının sayı yoğunluğunun Galaksinin merkezine doğru arttığını bulmuşlardır. Mavi üst devler, sarı üst devler O-yıldızları ile paralellik göstermekte, fakat kırmızı üst devlet tersi bir özellik taşıyarak Galaksi merkezine doğru azalmaktadır. Kırmızı üst devlerin bu özelliği metalikliğin bir sonucu olabileceği sonucuna varılmaktadır. Galaksimizin dış bölgelerinde daha az metal var ve o nedenle daha çok kırmızı üst dev var. Parlaklığı $-M_b > 8.5$ olan yıldızları ele alarak Wolf-Rayet yıldızlarının O-yıldızlarına sayıca oranını bulmuşlar ve bu oranın Galaksinin dış bölgelerine doğru azaldığını tesbit etmişlerdir. Wolf-Rayet yıldızlarında gözlenen bu sayısal yoğunluk gradyantının sadece başlangıç kütle fonksiyonundan değil fakat aynı zamanda başka etkilerden de olabileceğini ileri sürmüşlerdir (metaliklik gibi). Metalikliğe göre bu oranın (WR-sayısı/O-sayısı) nasıl değiştiğini şu değerlerden anlayabiliriz:

$$\frac{\text{WR-sayısı}}{\text{O-sayısı}} = 0.100, \text{ Galaksimizde Güneş civarında}$$

$$" = 0.045, \text{ LMC'de (z = 0.008-0.010)}$$

$$" = 0.019, \text{ SMC'de (z = 0.002-0.003)}$$

Metal zenginliğinin yüksek olması hem O-yıldızlarında hem de kırmızı üst devlerde kütle kayıp hızını arttıracığından ve bunun sonucu da daha fazla Wolf-Rayet yıldızı oluşturulabileceğinden kimyasal gradyantın Wolf-Rayet yıldızlarının Galaksideki dağılımını etkileyen önemli bir faktör olduğu sonucuna varılmıştır. Nitekim WR-sayısı/Kırmızı

üst dev-sayısı oranı Galaksinin merkezinden dışına doğru azalmaktadır. Bu sonuca dikkat çeken Conti ve arkadaşları aynı oranın SMC ve LMC de de küçük olduğunu belirtmektedirler. Ayrıca Galaksimizde $l = 125^\circ$ ile $l = 234^\circ$ arasında (merkezin tersi yönünde) hiç bir Wolf-Rayet yıldızına rastlanmadığına işaret edilmektedir. Analizleri sonucu Wolf-Rayet yıldızlarının Galaksimizdeki dağılımının kütleleri büyük olan ($M_* > 40 M_\odot$) O-yıldızlarının dağılımına oldukça benzer olduğunu bulmuşlar ve Wolf-Rayet yıldızlarının büyük kütleli O-yıldızlarından oluştuğu sonucuna varmışlardır. WR-sayısı/O-sayısı ($M_* > 40 \pm 5$) oranının gözlemsel değerini $= (44/152) = 0.29 \pm 0.09$ olarak elde etmişlerdir. Bu oran kuramsal olarak öngörülen değerden (~ 0.08) 3-4 kat fazladır.

Gözlemsel değerle kuramsal değer arasında uyum sağlayabilmek için Conti ve arkadaşları O-yıldızlarından başka B-üst devlerini (BI) de analiz numunesi içine almışlardır. Bunlardan sadece $M_b = -8.8'$ den daha parlak ve yüzey sıcaklıkları $25\ 000^\circ\text{K}$ 'den az olanları seçilmiştir, çünkü bu grup B-yıldızları da Wolf-Rayet yıldızlarının dağılımını andırmaktadır. BI yıldızları da dahil edildiğinde, WR-sayısı/(O+BI)-sayısı oranı $= (44/224) = 0.20 \pm 0.05$ olmaktadır. Ancak yine de gözlemsel değere düşürülememiştir.

Galaksimizde, nerelerde bulduklarına gelince ise, toplam Wolf-Rayet yıldızlarının % (10-30)'u öbek (cluster) içinde bulunmaktadır. Ayrıca en az % 50'sinin O-B yıldız gurupları (association) içinde olduğu tahmin edilmektedir (35).

9. Kütleleri

Kütleleri, yarıçapları ve yoğunlukları ile ilgili direk gözlemsel bilgiler Wolf-Rayet çift yıldızlarından gelmektedir.

Güneşimizin komşuluğunda görünen yakın Wolf-Rayet çift yıldızlarının (WR+O) miktarı % 25 dir (36). Bununla beraber kompakt bileşeni olan çiftleri de dahil ederek bu oranı % 50 ye çıkaranlar da var (37).

Çift Wolf-Rayet yıldızların gözlemlerinden elde edilen bilgilere göre kütleleri $5-50 M_\odot$ arasında değişmektedir (36). Ancak ortalama kütle $20 M_\odot$ civarındadır. Örneğin V444 cyg (WR+O) nin Wolf-Rayet bileşeni $10.1 M_\odot$ 'lik bir kütleyle sahiptir.

WOLF-RAYET YILDIZLARI KURAMSAL

Wolf-Rayet yıldızlarının evrim çalışmalarına geçmeden önce bazı önemli özelliklerini birkez daha hatırlayalım:

1. Wolf-Rayet yıldızları oldukça yüksek kütle kaybı hızına sahip ve kütle kaybı yoluyla III bölgelerine süpernova patlamasına eşdeğerde enerji sağlamaktadırlar.

2. Wolf-Rayet yıldızları galaksilerde metal zenginliğinin göstergeleridir.

3. Wolf-Rayet yıldızları Galaksimizin bazı elementlerce zenginliğinin kaynağıdır (He^4 , ^{14}N , ^{12}C , ^{16}O ve ^{22}Ne gibi) (38)

4. Wolf-Rayet yıldızları süpernovaların atalarıdır.

Sıralanan bu özellikleri, Wolf-Rayet yıldızlarına duyulan merak ve ilgiyi hep canlı tutmuş ve bunların evrim safhasının anlaşılması astronomlar için önemli bir görev haline gelmiştir.

Evrime hesapları yaparken Wolf-Rayet yıldızlarının evrimi üzerindeki gözlemsel sınırlamalara da dikkat edilmesi gerekir. Kütlelerinin $5-50 M_{\odot}$ arasında oluşu, Mutlak bolometrik kadirlerinin -7.0 ile -9.5 arasında bulunması, etkin sıcaklıklarının $35\ 000^{\circ}\text{K}$ den başlayarak $60\ 000^{\circ}\text{K}$ 'ye kadar çıkabileceği, normal olmayan bir element bolluğuna sahip olmaları, Galaksimizdeki dağılımları ve yüksek kütle kaybı hızları kuramsal çalışmaları sınırlamaktadır.

İlk kez 1954 yılında Bok (39) Wolf-Rayet yıldızlarının yaşını 10^5-10^6 yıl arasında tahmin etmiş, Roberts (40) ise 1958 yılında bilinen verilerden bu yıldızların 2×10^8 yıldan daha yaşlı olmamalı gerektiğini ileri sürmüştür. Aynı yıllarda Sahade (41) Wolf-Rayet yıldızlarının evrimlerinin çekimsel (gravitasyonel) büzülme döneminde olduklarını belirtmiştir.

Bundan tam sekiz yıl sonra 1966 yılında Underhill (42) de hem genç hem de yaşlı Wolf-Rayet yıldızları olduğunu söyleyerek bu fikri desteklemiştir. Yine 1958 yılında Burbidge'ler (43) "Handbuch der Physik" için yıldız evrimleri üstüne bir bölüm yazmış ve bu bölümde Wolf-Rayet yıldızlarının görsel mutlak kadirlerinin -4.5 ile -2.5 arasında olduğunu ve anakol'un altında bulduklarını yazmıştır. Klasik Wolf-Rayet yıldızlarının sıcak alt-cüceler olarak sınıflandırılma-

bileceği, fakat aynı zamanda yüksek sıcaklıkları ve ışıma güçleri nedeniyle belki de anakol'un biraz üstünde olabileceklerine işaret edilmiştir. O ve B yıldız gurupları ile ilgili olduklarından hareketle, bunların yeni oluşmuş yıldızlar olduğu, ileri evrim safhasında olmalarından da büyük kütleli oldukları sonucuna varılmış ve Öbek-I yıldız gurubuna ait oldukları yazılmıştır. Burbidge'lere göre o günkü durum şöyleydi: Wolf-Rayet yıldızları tipik olarak $10 M_{\odot}$ kütleli, büyük kütleli cisimlerden oluşmuş ve enerjileri He-yanmasından gelen cisimlerdi. Bu bilgiler Wolf-Rayet yıldızlarını, yıldızların evrimi çerçevesinde anlamak için bir başlangıç olmuştur.

Çift yıldızlarda kütlelerin de bilinmesi ve bileşenler arasında kütle alış-verişi olması evrim hesaplarının yapılmasını ve Wolf-Rayet çift yıldızlarının gözlemlerinin anlaşılmasını kolaylaştırmıştır (44). Ancak kütleler bilinmediği için tek Wolf-Rayet yıldızları ile ilgili o yıllarda (1967) pek bir şey yapılamamıştır. Ancak on yıl kadar bir zaman sonra 1978 yıllarında tek Wolf-Rayet yıldızlarının evrimi başlatılabilmektedir (45).

1950 li yıllardan bugüne Wolf-Rayet yıldızlarının evrim safhaları ile ilgili farklı pek çok şey söylenmiş ve yapılmıştır. Ancak bugünlerde ortaya çıkan durum WR yıldızlarının bilinen gözlemlerini de sağlayan dört ana kuramsal senaryosunun ortaya çıkmasıdır.

WR yıldızlarının oluşturulmasında ortaya çıkan bu dört senaryo şu etkilere dayanmaktadır:

1. Çift yıldızlarda kütle transferi
2. Anakol yıldızlarında kütle kaybı (Conti, 46)
3. Üst devlerde kütle kaybı, özellikle kırmızı üst devlerde,
4. Değişik yollarla karışma.

Bu dört senaryoya karşı gelen evrim yollarını değişik kişiler hesaplamış (47, 48, 49) ve oluşturdukları Wolf-Rayet yıldızlarını HR' diyagramına yerleştirmişlerdir. Bileşen yıldızlar arasında kütle transferi olmasından dolayı Wolf-Rayet çift yıldızlarını oluşturmak nispeten kolaydır. Galaksimizde, LMC'de ve SMC'de ve WR çift yıldızlarının dağılımına bakıldığında WR çift yıldızlarının tüm WR yıldızları içindeki yüzdesinin metal zenginliği ile ters yönde değiştiği dikkati çekmektedir. Buradan çıkarılan sonuç çift yıldız senaryosu ile WR yıldızı oluşturmalarının önemi değişik galaksilerde aynı olmayıp, belki metal zenginliği gibi bölgesel koşullara bağlı olduğudur.

Çok kesin olmamakla beraber Güneş civarındaki WR yıldızlarının oluşturulmasında değişik mekanizmaların rollerini şöyle sıralayabiliriz: % 15'i karışma ve anakolda kütle kaybı yolu ile, % 35'i kırmızı üst dev sonrası evrim safhasında, ve % 50'si de çift yıldız evrimi (görülebilene ve görülemeyen bileşenliler dahil) yolu ile oluşmaktadır.

WOLF-RAYET YILDIZLARININ TİTREŞİMLERİ

Wolf-Rayet yıldızlarının gözlenen sayıları ile kuramsal sayılarının neden birbirinden farklı olduğunun henüz tam açıklanamadığını daha önce belirtmiştik. Bundan başka Wolf-Rayet yıldızlarının gözlemlerinde açıklanması gereken iki nokta daha vardır. Birincisi, bu yıldızların kimyasal yapılarındaki normal olmayan element bolluğu ve ikincisi de çok yüksek kütle kayıp hızına sahip olmalarıdır.

Hem gözlemsel hem de kuramsal yönden bugün hakim olan görüşe göre WN yıldızları, yüzeylerinde CNO çevrimi artışı maddeleri, ve WC yıldızları da He-yanması artışı maddeleri sergilenmektedir. Diğer yandan Wolf-Rayet yıldızları çok yüksek kütle kayıp hızına sahiptir. Gözlemlerden ve kuramsal çalışmalardan çıkardığımız sonuç O-tipi yıldızlardan Wolf-Rayet yıldızı oluşturur iken kütle kaybındaki hakim mekanizmanın yıldız rüzgarı olduğudur. Ancak yıldız rüzgarı yolu ile atılan kütle kullanılarak yapılan evrim hesapları gözlenen Wolf-Rayet yıldızlarını açıklayamamaktadır. Bu nedenle kütle atımında başka mekanizmanın da olabileceğinden şüphelenilmiştir. Bunun da yıldızların derinliklerinde oluşan titreşimlerden kaynaklanabileceği ileri sürülmüştür (25). Bu görüşü destekleyen birçok çalışma yapılmıştır (50, 51, 52). Sırasıyla bu çalışmalarda Noels ve Gabriel (50) 80 ve 100 M_{\odot} için titreşimsel kararsızlık bulmuş ve e-katlama zamanını 1000 yıl elde etmiş; Maeder (51) 85 ve 120 M_{\odot} için yaptığı hesaplarda radyal titreşimsel kararsızlık bulmuş ve Kırbıyık (52) ise 60 M_{\odot} için yaptığı çalışmada yine titreşimsel kararsızlık elde etmiştir. Yani bahsi geçen yıldızların kütle kaybı sonucu evrimleşerek Wolf-Rayet yıldızı olmaları safhasında radyal titreşimsel kararsızlıkla yeterli miktarda kütle kaybedebilecekleri gösterilmiştir.

Bu yıldızlarda normal olmayan kimyasal yapının açıklanmasına ilişkin olarak yapılan bir çalışmada da Wolf-Rayet yıldızlarının radyal olmayan titreşimlere karşı da kararsız olabileceği gösterilmiştir (53). Kırbıyık ve arkadaşları bu çalışmada elde edilen kararsızlığın karışmaya neden olabileceğini ileri sürmüş ve bu yolla yıldızın derinliğindeki nükleer yanma artışı maddelerin yüzeye çıkabileceğini tartışmıştır.

SONUÇ

Bir yüzyılı aşkın bir zaman önce keşfedilmiş olan Wolf-Rayet yıldızları ile ilgili gözlemsel ve kuramsal çalışmaların kısa bir özetini yapmış bulunuyoruz. Wolf-Rayet yıldızları ile ilgili bazı problemlerin özellikle son yıllarda yapılan çalışmalar sonucu, çözüme kavuşturulduğunu fakat hala çözüm bekleyen noktalar olduğunu da görmüş olduk. Wolf-Rayet yıldızlarının açıklanamayan bazı gözlemlerinin açıklığa kavuşturulması için hala pek çok çalışma yapılması gereğine de işaret etmek yerinde olur.

Kaynaklar

- 1- Wolf, C.J.E., and Rayet, G.A.P., *CR*, **65**, 292, 1867.
- 2- Respighi, M., *CR*, **74**, 516, 1871.
3. Campbell, W.W., *Astron. Astrophys*, **13**, 448, 1894.
4. Plaskett, J.S., *Publ. Dominion Astrophys. Obs.*, **2**, 287, 1924.
- 5- Beals, C.S., *Trans. IAU*, **6**, 248, 1939.
- 6- Fleming, W.P., *Harvard College Obs. Ann.* **56**, 165, 1912.
- 7- Payne, C.H., *The Stars of High Luminosity, Harvard Obs. Monographs*, No. 3, P. 19, 1930.
- 8- Roberts, M.S., The Galactic Distribution of the Wolf-Rayet Stars, *Astron. J.*, **67**, 79-85, 1962.
- 9- Smith, L.F., A Revised Spectral Classification System and A New Catalogue for Galactic Wolf-Rayet Stars, *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.*, **138**, 109-121, 1968.
- 10- Van der Hucht, K.A., Conti, P.S., Lundström, I., Stenholm, B., *Space Science Reviews*, **28**, 227-306, 1981.
- 11- Breysacher, J., Spectral Classification of Wolf-Rayet Stars in the Large Magellanic Cloud, *Astron. Astrophys. Suppl.*, **43**, 203-207, 1981.
- 12- Azzopardi, M., Breysacher, J., A Search for New Wolf-Rayet Stars in the Small Magellanic Cloud, *Astron. Astrophys.*, **75**, 120-126, 1979.
- 13- Conti, P.S., Massey, P., Wolf-Rayet Stars and Giant HII Regions in M33: Casual Associations or Meaningful Relationships, *Astrophys. J.*, **249**, 471-480, 1981.

- 14- **Conti, P.S.**, *Mass Loss and Evolution of O-Type Stars*, Eds. P.S. Conti and C.W.H. de Loore, D. Reidel Publ. Comp., Dordrecht, Holland, P. 431, 1979.
- 15- **Massey, P., Conti, P.S.**, *Wolf-Rayet Stars in the LMC: How Faint are the Faintest*, *Astrophys. J.*, **264**, 126-133, 1983.
- 16- **Geraismovic, B.P.**, *Harvard College Obs. Circ.*, No. 339, 1929.
- 17- **Beals, C.S.**, *Publ. Dominion Astrophys. Obs.*, **6**, 95, 1934.
- 18- **Kuhi, L.V.**, Wolf-Rayet Stars, II. The Infrared Spectrum *Astrophys. J.*, **145**, 715-723, 1966.
- 19- **Pyper, D.M.**, The Effective Temperatures of Wolf-Rayet Stars as Derived From Their UBV Colour Indices Corrected for Emission, *Astrophys. J.*, **144**, 13-24, 1966.
- 20- **Morton, D.C.**, *Wolf-Rayet and High Temperature Stars*, Eds. M.K.V. Bappu and J. Sahade, D. Reidel Publ. Comp., Dordrecht, Holland, P. 54, 1973.
- 21- **Willis, A.J., Wilson, R.**, Ultraviolet Observations of Nine Wolf-Rayet Stars, *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.*, **182**, 559, 1978.
- 22- **Willis, A.J., Wilson R.**, *Mass Loss and Evolution of O-Type Stars*, Eds. P.S. Conti and C.W.H. de Loore, D. Reidel Publ. Comp., Dordrecht, Holland, P. 461, 1979.
- 23- **Underhill, A.B.**, Concerning the Wolf-Rayet and Other Luminous Early-Type Stars, *Astrophys. J.*, **244**, 963-988, 1981.
- 24- **Schmutz, W., Smith, L.J.**, *The Second IUE European Conference (ESA-SP 157)*, P. 241, 1980.
- 25- **Barlow, M.J., Smith, L.J., Willis, A.J.**, Mass Loss Rates for 21 Wolf-Rayet Stars, *Monthly-Notices Roy. Astron. Soc.*, **196**, 101, 1981.
- 26- **Bieging, J.H., Abbott, D.C., Churchwell, E.B.**, Mass Loss Rates for Wolf-Rayet Stars from Radio Continuum Observations, *Astrophys. J.*, **263**, 207-214, 1982.
- 27- **Conti, P.S.**, *Effects of Mass Loss on Stellar Evolution*, Eds. C. Chiesi and R. Stalic, D. Reidel Publ. Comp., Dordrecht, Holland, P. 35, 1981.
- 28- **Garmany, C., Olson, G., Conti, P.S.**, *Mass Loss Rates from O Stars in OB Associations*, *Astrophys. J.*, **250**, 660-676, 1981.

- 29- Hogg, D., in IAU Symposium 99, *Wolf-Rayet Stars : Observations, Physics and Evolution*, eds. C. de Loore and A.J. Willis, D. Reidel Publ. Comp., Dordrecht, Holland, 1982.
- 30- Singh, M., *The Wolf-Rayet Stars*, *Astrophys. and Space Science*, **120**, 155-119, 1986.
- 31- Garmany, C.D., Conti, P.S., Chiosi, C., *The Initial Mass Function for Massive Stars*, *Astrophys. J.*, **263**, 777-790, 1982.
- 32- Hidayet, B., Supelli, K, Van der Hucht, K.A., *Wolf-Rayet Stars : Observations, Physics and Evolution*, eds. C.W.H. de Loore and A.J. Willis, P. 27, 1982.
- 33- Meylan, G., Maeder, A., *The Population of Massive Stars in the Galaxy : Their Frequency Gradients in relation to Metallicity and Initial Mass Function*, *Astron. Astrophys.*, **129**, 84-88, 1983.
- 34- Conti, P.S., Garmany, C.D., de Loore, C. Vanbeveren, D., *The Evolution of Massive Stars : The Numbers and Distributions of O Stars and Wolf-Rayet Stars*, *Astrophys. J.*, **274**, 302-312, 1983.
- 35- Lundström I., Stenholm, B., *Wolf-Rayet Stars in Open Clusters and Associations*, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.*, **58**, 163-192, 1984.
- 36- Massey, P., *The Masses of Wolf-Rayet Stars*, *Astrophys. J.*, **246**, 153-160, 1981.
- 37- Vanbeveren, D., Conti, P.S., *On the Binary Frequency Distribution and Evolution of Wolf-Rayet Stars*, *Astron. Astrophys.*, **88**, 230-235, 1980.
- 38- Maeder, A., *Evolution and Nucleo synthesis in Massive Stars with Mass Loss : The Yields in Helium and Heavy Elements and Constraints on the Past Star Formation Rate*, *Astron. Astrophys.*, **101**, 385-396, 1981.
- 39- Bok, B.J., N.S.F., *Berkeley Conference for Instructors in Astronomy*, p. 5, 1954.
- 40- Roberts M.S., *Etoiles a raies d'emission*, *Me'm.Soc. R. Sci. Liege*, **20**, 76, 1958.
- 41- Sahade, J., *Observatory*, **78**, 79, 1958.
- 42- Underhill, A.B., *The HR Diagram and Wolf-Rayet Stars*, *Observatory*, **86**, 25-27, 1966.
- 43- Burbidge, E.M., Burbidge, G., *Handbuch der Physik*, ed.S. Flügge (Springer-Verlag), **51**, 134, 1958.

- 44- Paczynski, B., *Evolution of Close Binaries. V. The evolution of Massive Binaries and the Formation of the Wolf-Rayet Stars*, Acta Astron., **17**, 355-380, 1967.
- 45- de Loore, C.W.H., *Mass Loss and Evolution of O Type Stars*, eds. P.S. Conti and C.W.H. de Loore, D. Reidel Publ. Comp. Dordrecht, Holland, P. 313. 1979,
- 46- Conti, P.S., *Astrophysique et Spectroscopie*, Me'm. Soc. Roy. Sci. Liege, 6^e s'e'rie, tome IX, P. 193, 1976.
- 47- Noels, A., Gabriel, M., *Evolution of Massive Stars with Mass Loss and Formation of WR Stars*, Astron. Astrophys., **101**, 215, 1981.
- 48- Maeder, A., *Evolutionary Scenarios Leading Massive Stars to WR Stars: Their Mutual Importance, The Role of Mixing*, Astron. Astrophys., **105**, 149-158, 1982.
- 49- de Loore, C.W.H., *Effects of Mass Loss on Stellar Evolution*, IAU Coll., n. 59, eds. C. Chiosi and R. Stalio, 1980.
- 50- Noels, A., Gabriel, M., *Evolution of Massive Stars with Mass Loss and Formation of WR Stars*, Astron. Astrophys., **101**, 215-222; 1981.
- 51- Maeder, A., *Vibrational Instability of Wolf-Rayet Stars*, Astron. Astrophys., **147**, 300-308, 1985.
- 52- Kırbyık, H., *Wolf-Rayet Yıldızları ve Radyal Titreşimleri*, Türk Fizik Derneği Toplantısı, ODTÜ Fizik Bölümü, 3-5 Eylül, 1986.
- 53- Kırbyık, H., Bertelli, G., Chiosi, C., *Vibrational Stability Analysis in Relation to WR Stars Models*, ISAS-International School For Advanced Studies, n. 65/84/A, 1984.

W UMA YILDIZLARI

Ömür GÜLMEN*

1. Giriş ve Sınıflama

Örten değişen yıldızlar, çekim kuvvetleri ile birbirlerine bağlı olan ve kütle merkezi etrafında Kepler yasasına göre yörünge hareketi yapan en az iki yıldızdan oluşan dizgelerden, yörünge eğiminin uygun olması nedeniyle dönemli olarak birbirlerini örtmeleri sonucu, ışık değişimi gösteren yıldız dizgeleridir. Bir örten değişen yıldızın ışık eğrisi olarak, dizgenin parlaklığının zamana (ya da evreye) göre değişimine denmektedir. Çoğu ödy dizgelerinde geometrik örtülmelerden oluşan ışık eğrisinin üzerine, yıldızların yakın oluşundan kaynaklanan başka ışık değişimleri de biner. Işık eğrilerinin biçimlerine göre ödyler üç ana sınıfa ayrılırlar. Bir ödy dizgesinin ışık eğrisinin biçimine göre girdiği sınıf, art-ardına sorulabilecek şu sorularla belirlenebilir:

- a) Işık eğrisinde minimumlar arasındaki kısım düz bir bölge içermeksizin yukarı doğru eğrisel midir?

Eğer cevap "hayır" ise bir Algol (EA) dizgeye sahibiz demektir. Eğer cevap "evet" ise o zaman:

- b) Bir eliptik dizge ile karşı karşıyayız demektir. Bu durumda şu soruya cevap aramak durumundayız: Art-ardına gelen minimumlar yaklaşık eşit derinlikte midir?

Cevap eğer "hayır" ise bir β Lyr (EB) dizgesiyle,

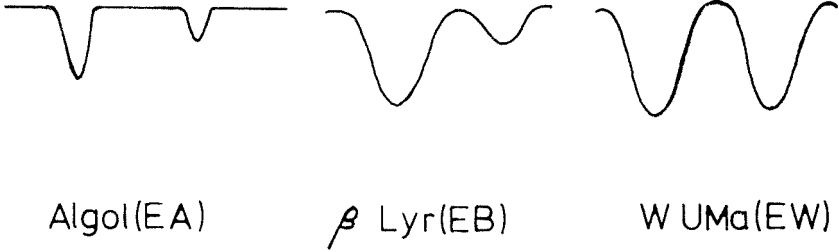
Cevap eğer "evet" ise, o zaman bir W Uma (EW) dizgesiyle karşı karşıyayız demektir.

Bu üç fotometrik sınıfın genel özellikleri Çizelge 1'de ve ışık eğrilerinin biçimleri ise Şekil 1'de gösterilmektedir.

* E.Ü.F.F. Astronomi ve Uzay Bil. Bölümü.

Çizelge 1. Örtlen değişen yıldızların genel özellikleri.

	EA	EB	EW
Prototip	Algol	β Lyrae	W UMa
Dönem	$P > 0^{\circ}.4$	$P < 0^{\circ}.4$	$0.2 < P < 1^{\circ}$
Tayf türü	B8-M1	B8-G3	F0-K0
N ($m < 12^m$)	~ 1000	~ 200	~ 100

Şekil 1. Algol, β Lyr ve W UMa türlerinin ışık eğrileri.

W UMa türü örtlen değişen yıldızlar, ışık eğrilerinin tutulmalar dışında eğrisel olması ve minimum derinliklerinin de birbirine yaklaşık eşit olmalarıyla karakterize edilirler. Bunlar aynı zamanda tayfsal çift yıldızlardır. Tayfları genellikle iki bileşenin de soğurma çizgilerini içerir. Bunun nedeni, minimum derinliklerinin ve dolayısıyla her iki yıldızın ışıtmalarının (ya da sıcaklıklarının) yaklaşık olarak eşit olmasıdır. Işık eğrilerinin minimumlar arasında eğrisel olması, bu dizgelerin bileşenlerinin yakın olması nedeniyle karşılıklı çekim etkisi sonucu büyük çapta şekil bozulmalarına uğramış olmalarının ve kendi eksenleri etrafında dönmelerinin, sürekli bir ışık değişimine neden olmasındandır.

Astronomide fotoelektrik fotometrinin yaygın olarak kullanılmaya başlanmasından önce fotoğrafik olarak elde edilen ışık eğrilerinde tüm W UMa dizgelerinin tutulmalarının parçalı olarak elde edilmesine karşın, fotoelektrik olarak elde edilen ışık eğrilerinden bu tür yıldızların yaklaşık üçte birinin tutulma eğrilerinin alt kısmında bir sabit ışık bölgesi bulunmuştur. Böylesi dizgeler tam tutulma gösterirler ve yörünge öğeleri çözümü daha duyarlı olarak yapılabilir. W UMa dizgelerinin son yıllarda elde edilen ışık eğrileri ve buradan elde edilen yörünge çözümleri, bunların yakın çift yıldız olduklarını ve bileşenlerin ayrıklıklarının, bileşenlerin boyutlarından daha küçük olduğunu göstermiştir. Bileşenlerin yakınlığından kaynaklanan birçok karmaşıklıklar ışık eğrilerinde ve tayflarında görülür.

2. Roche Modeli ve Bu Modele Göre Sınıflama

Yakın çift yıldızlarda hidrodinamik hareket denklemi, Ψ' toplam potansiyel, ρ yoğunluk ve P gaz basıncını birbirine bağlar. Yakın çift yıldızların bileşenlerinin hızlı dönmelerinden ötürü basıklaşıp karşılıklı çekim etkileriyle de armutlaşan biçimlerini belirtmek üzere özel koşullar uygulanarak hidrodinamik hareket denkleminde,

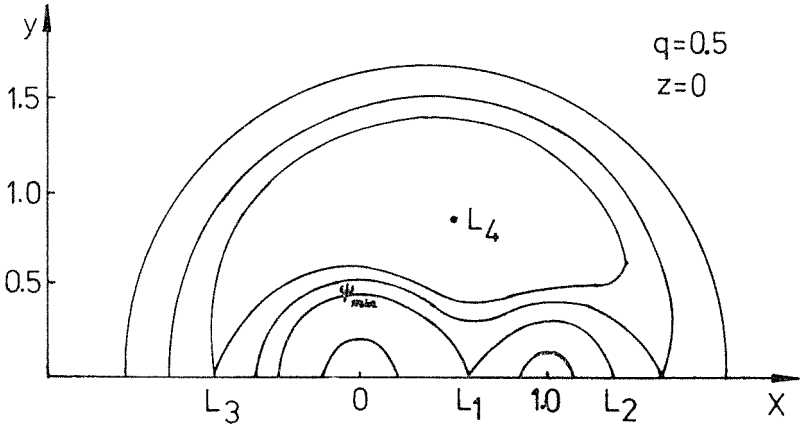
$$\rho \text{ grad } \Psi' = \text{grad } P \quad (1)$$

biçiminde bir Poisson denklemine ulaşılır. Bu denkleme göre toplam potansiyelin sabit olduğu yüzeylerde, basınç ve yoğunluk da sabittir. Bu yüzeyler “eşpotansiyelli yüzeyler” olarak tanımlanabilirler. Bu model ilk kez Roche (1849, 1873) tarafından ortaya atılmasına karşın, anakol ve devlet bölgesindeki yıldızlarda merkezî yoğunlaşmanın fazla olduğunun anlaşılması ve Chandrasekhar (1933) tarafından yıldız eksenlerinin kütle oranı ve politropik ölçeklerin fonksiyonu olarak ifade edilebileceğini belirtmesinden sonra çift yıldız astronomisinde önem kazanmıştır. Bir takım varsayımlar altında (1) denklemiyle belirlenen potansiyelin cebirsel ifadesi,

$$\Psi' = G \frac{M}{r} + G \frac{M'}{r'} + \frac{\omega^2}{2} \left[\left(x - \frac{M'r}{M+M'} \right)^2 + y^2 \right] \quad (2)$$

biçiminde verilir (Kopal, 1959). Burada M ve M' bileşenlerin kütlelerini, r ve r' bir P noktasının kütle merkezinden olan uzaklıklarını, ω ise xy düzlemine dik ve kütle merkezinden geçen eksene göre dönme ve dolanma hareketlerinin açısal hızını göstermektedir. x eksenini, iki yıldızın merkezlerini birleştiren doğrultudur. Şekil 2'de $q = 0.5$ için (2) denklemiyle belirlenen Ψ' yüzeyleri gösterilmektedir.

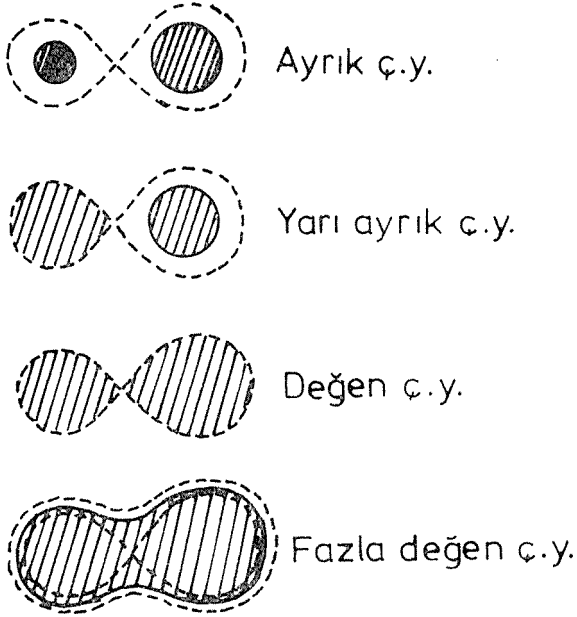
Ψ' nin büyük değerleri için eşpotansiyelli yüzeylerin küreden farkı çok az olup, Ψ' küçüldükçe kütle merkezlerini birleştiren doğrultuda giderek uzayan oval biçimini alırlar. Kütle oranına bağlı olarak belli bir Ψ'_1 değerinde bu eşpotansiyelli yüzeyler bir noktada birleşerek ∞ biçimini oluştururlar. Bu durumda hacimlerin büyüklüğü, q kütleler oranına bağlıdır. Bunlara “yıldız lobları” ya da “Roche lobları” adı verilir. L_1 noktasında çekim kuvveti çok küçük olup kuramsal olarak sıfırdır. Bu nokta yöresindeki lobun konik biçimi, L_1 de kütle çekimlerinin eşit olacağı varsayımıyla hesaplanır. Oysa yapılan hesaplamalar, gerçekte yıldızların birbirlerine bakan yüzeylerinin biçiminin yuvarlak olduğunu göstermiştir.



Şekil 2. Eşpotansiyel eğrileri.

Genel olarak yıldızların fotosferleri, eşpotansiyelli yüzeyler olarak ele alınırlar. Bu eşpotansiyelli yüzeylerde yoğunluk ve basınç sıfırdır. İlk kez Kopal (1959), çift yıldızları Roche modeline göre, a) Ayrık, b) Yarı-ayrık, c) Değen (kontakt) çift yıldızlar olarak sınıflandırmıştır. Ayrık çift yıldızlar, bileşenlerinin her ikisi de loblarını doldurmamış olan çift yıldızlardır ve bu nedenle karşılıklı etkileşme hemen hemen yoktur. Yarı-ayrık çift yıldızlarda bileşenlerden biri lobunu doldurmuştur ve bu nedenle etkileşim sözkonusudur. Değen çift yıldızlar ise her iki bileşenin fotosferleri de kendi Roche loblarını doldurmuş yıldızlardır (bk. Şekil 3). Roche loblarının boyutlarını veren geniş çizelgeler Plavec ve Kratochvill (1964) tarafından verilmiştir. Bu çizelgelerdeki kritik loblar denilen yüzeyler, W UMa dizgelerinin olası boyutlarının üst sınırını verirler. Son yıllarda yapılan yörünge çözümlerinden, bazı yıldızların loblarının dışına taşıdığı ve her iki yıldızın ortak bir zarfla kaplandığı da bulunmuştur.

Bu bilgiler ışığı altında, W UMa yıldızları iki sınıflandırmaya göre şöylece tanımlanabilirler: Yakınlık etkileri nedeniyle ışık eğrilerinde hiçbir sabit ışık evresi bulunmayan, hemen hemen aynı tayf türünden oluşan dizgelerdir. Roche modeline göre ise değen yıldız olarak tanımlanan dizgelerin bir grubunu oluştururlar. Tayf türleri F0 ve daha geri türlerden olan değen yıldızların yaklaşık 0.8 i W UMa yıldızlarıdır. B-V renk ölçekleri +0.54 ile +0.59 ve bileşenlerinin kütleleri 0.9-4.0 M_{\odot} arasında olup, kütle oranları yaklaşık 1/2 dir. W UMa yıldızları-



Şekil 3. Ayrık, yarı-ayrık ve değen çiftler.

nın özellikleri birçok tarama makalesinde tartışılmıştır (Binnendijk, 1970, 1977; Rucinski, 1974; Demircan, 1984).

W UMa'nın dönemleri ve tayf türleri (ya da sıcaklık ve renkleri), dönem kısalдықça geri tayf türlerine gidecek şekilde birbirleriyle bağlantılıdır. Işık eğrilerinde minimumlar da dahil olmak üzere renk ve tayf değişimi olmaması, bileşenlerin etkin sıcaklıkları aynı olan iki yıldız oluşuyla uyusmaktadır. Ancak değen yıldızları saran ortak bir zarfın varlığı ile de açıklanabilir. Çifti saran ortak zarf yeterince kalınsa bu zarf, içinde kalan yıldızların gerçekte farklı olan yapılarını örtecek ve tüm noktalarda aynı renk ve sıcaklığı gözlüyor olabileceğiz (Lucy, 1968 a, b).

Binnendijk (1970), W UMa yıldızlarının özelliklerini inceliyerek bu dizgeleri, W-türü ve A-türü olmak üzere iki alt gruba ayırmıştır. Bir W UMa türü ödy la karşı karşıya olduğumuz önceki iki soruyla belirlendikten sonra, alt türünü belirleyebilmek için aşağıdaki üçüncü soru sorulabilir:

c) Derin olan minimum bir transit midir?

Eğer cevap “hayır” ise W-türü ve eğer “evet” ise A-türü bir dizgeye sahibiz demektir. Bu iki türe ilişkin özellikler aşağıdaki Çizelge 2’de özetlenmiştir (Hazlehurst, 1976).

Çizelge 2. A ve W türlerinin özellikleri.

	EW A-türü	EW W-türü
Sıcak bileşen	Başyıldız (çok az)	Yoldaş yıldız (çok az)
Ortalama dönem	0.5 gün	0.3 gün
Dönem değişimi	Gözlenmemiştir	Vardır
Değme	Oldukça fazla	Az

W UMa’ların alt grupları olan W ve A türlerinin belirlenebilmesi için dizgenin tayfsal gözlemlerine (ya da radyal hız eğrilerinin elde edilmesine) gerek vardır.

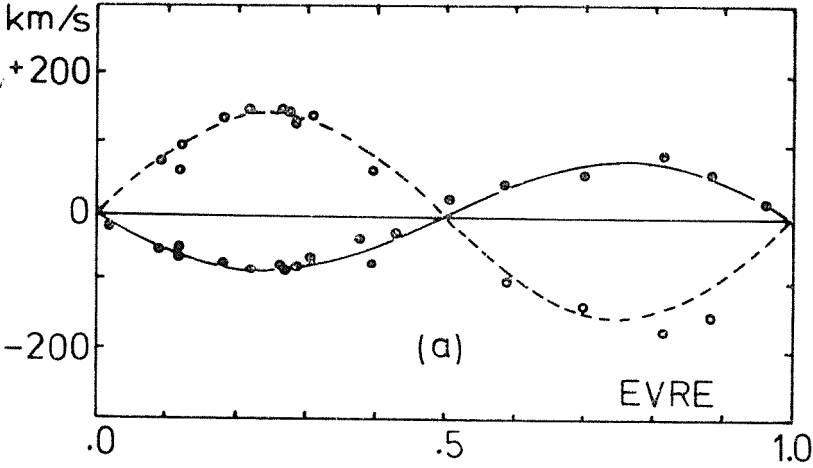
3. Radyal Hız Eğrileri

Yıldız tayflarından radyal hızlar elde edildiğinde, tek tek bileşenlerin hız değerlerinin evreye (ya da zamana) göre işaretlenmesiyle, o dizgenin radyal hız eğrilerinin elde edildiğini biliyoruz. W UMa yıldızlarının çok iyi tayflarını elde edebilmek genellikle zordur. Dolanma dönemleri gün kesrinde olduğu için alınan tayflarda poz süresinin kısa olması gerekir. Oysa bu dizgelerin oldukça büyük kısmı aynı zamanda sönük olduklarından büyük çaplı teleskoplara ihtiyaç olmaktadır. W UMa dizgelerinin tayflarındaki çizgileri genellikle geniş ve diffuz olduğu için güvenilir ölçümler elde etmek oldukça zordur.

W UMa dizgelerinin radyal hız eğrileri, sinüs eğrisi biçimindedir. Böyle olması, herbir bileşenin salt yörüngesinin dairesel biçimde olduğunu göstermektedir. Çoğu dizgelerin her iki bileşeninin radyal hız eğrilerinin ayrı ayrı elde edilebilmesi ise, bileşen yıldızların ışıtmalarının karşılaştırılabilecek düzeyde olduğunu göstermektedir.

Şekil. 4a da S Ant’ın radyal hız eğrisi görülmektedir. Sürekli çizgi, başyıldızın eğrisidir. Genlik daha küçük olduğundan, başyıldızın daha büyük kütleli olduğu sonucu kolayca çıkarılır. Kuramsal incelemelerden, bileşenleri yaklaşık aynı tayf türünden olan dizgelerde, çizgi derinlikleri oranının yıldızların yeğinalikleri oranına eşit olduğu gösterilmiştir (Petric, 1939). W UMa yıldızlarında da bileşenler genellikle aynı tayf türünde olduklarından, 1. bileşen daha büyük ışıtmalı (ya da parlak)

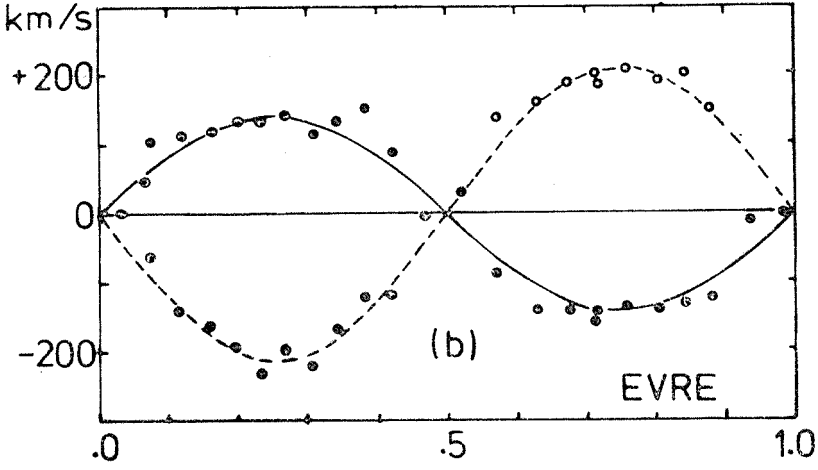
olacaktır. Bu tür dizgeler (yani sürekli eğrinin azalma kolunun orta noktası sıfır evrede olanlar) A-türü olarak sınıflandırılmışlardır. Bu dizgelerde daha büyük, daha kütleli ve parlak olan birinci bileşen başminimumda örtülmektedir ve bu bileşen aynı zamanda daha sıcaktır. Başka deyişle başminimum bir transittir. A-türü dizgeler genellikle daha erken tayf türlerinden yıldızlardan oluşmaktadırlar.



Şekil 4. a) S Ant'm,

Şekil. 4b de ise W Uma'nın radyal hız eğrisi görülmektedir. Görüldüğü gibi radyal hız eğrisinde 1. bileşenin eğrisinin (sürekli eğri) artma kolunun orta noktası, sıfır evreye karşılık gelmektedir. Bu dizgelerde daha büyük ve parlak olan bileşen daha soğuktur. Başka deyişle başminimum bir "occultation"dır. Bu özellik, W- türü olarak adlandırılan bu dizgelerin ilginç özelliklerinden biridir. W-türü dizgeler genellikle daha geri tayf türünden yıldızlardan oluşmuşlardır. A-türü dizgeler daha küçük kütle oranlarına ($q < 0.54$) sahip iken W-türü dizgelerde kütleler oranı daha geniş bir aralıkta ($0.14 < q < 0.87$) değerler almaktadır (Rucinski, 1974).

Her ne kadar son yıllarda Wilson (1979) tarafından bazı çift yıldızlarda bileşenlerin her ikisi de Roche loblarını doldurmalarına rağmen dönme ve dolanma dönemlerinin farklı olduğu ileri sürüldüyse, de örten değişen yıldızların dönme ve dolanma dönemlerinin birbirine eşit olduğu genellikle kabul edilmektedir. W Uma yıldızlarının ortalama yarıçapları gözönüne alınarak ve senkron dönme varsayılarak kendi eksenleri



Şekil 4. b) W UMA'nın radyal hız eğrileri.

etrafındaki dönme hızları hesaplanabilir. Dönemlerinin küçük olması nedeniyle hesaplanan hızlar büyüktür. Ortalama değerler olarak, başyıldızın ekvator yöresinde 150 km/s ve yoldaşın ise 100 km/s lik dönme hızlarına sahip oldukları kabul edilebilir. Bu büyük dönme hızları nedeniyle tutulmalar sırasında parçalı olarak örtülen yıldızın dönme etkisi, radyal hız eğrisinde yörünge eğrisinin üzerine binecek ve her iki tutulma sırasında radyal hız eğrilerinde bozulmalar görülecektir.

Eğer bileşenler dairesel yörüngeler de hareket ediyorsa,

$$a_1 \sin i = 0.01375 K_1 P$$

$$a_2 \sin i = 0.01375 K_2 P \quad (3)$$

ve Kepler kanununun da gözönüne alarak, sonuç olarak

$$M_1 \sin^3 i = a_2 \sin i (a \sin i / 5P)^2$$

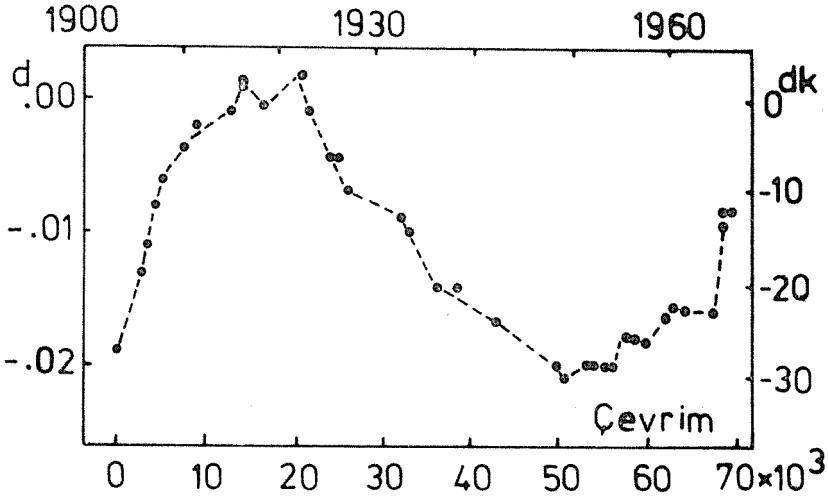
$$M_2 \sin^3 i = a_1 \sin i (a \sin i / 5P)^2 \quad (4)$$

bağıntılarından (eğer i fotometrik çözümden biliniyorsa), a_1 , a_2 ve a , 10^5 km, M_1 ve M_2 , ise M_\odot cinsinden kesaplanır. Eğer tek bir bileşenin radyal hız eğrisi gözlenebiliyorsa, bu durumda yalnızca kütle fonksiyonu da denilen $a \sin i$ elde edilebilir.

W-türü dizgelerin pek çoğunda CaII nin geniş ve difuzyz salma çizgileri gözlenmiştir. Bu salma çizgileri soğurma çizgilerine göre hareketlidirler. Struve'a göre bu çizgiler, büyük kütleli yıldızla ait oldukları varsayılarak açıklanabilir.

4. DÖNEM ve IŞIK EĞRİSİNDEKİ DEĞİŞMELER

Gözlenen minimum zamanlarından hesaplanan (O-C) değerlerinin, Julian tarihine (ya da yıl veya çevrim sayısına) göre işaretlenmesi, dönem değişiminin incelenmesi için alışlagelmiş yöntemdir. Burada (O-C) değerleri, doğrusal ışık öğelerinden sapmadır. Böylesi bir grafik bize dönem değişiminin toplam etkisini gösterecektir. Bu grafikteki noktalar düz bir çizgi üzerine düşüyorsa dönemin sabit olduğu, iki düz çizgi ile temsil mümkünse dönemin aniden başka bir değere değiştiği sonucu çıkabilir. Eğer bu noktalar, eğimi sürekli olarak değişen bir eğriyle temsil edilebiliyorsa dönemin sürekli değiştiği sonucuna varılabilir. Örnek olarak Şekil 5'te W UMA'nın dönem değişimi verilmektedir ve (O-C) grafiği, eğimi sürekli olarak değişen bir eğri vermektedir (Binnendijk, 1970).



Şekil 5. W UMA'nın dönem değişimi.

W UMa dizgelerinde görülen dönem değişimlerinin parabolik biçimli olduğu, dönemleri artan ve azalan dizgelerin sayısının hemen hemen eşit olduğu belirtilmiştir. Yeterince uzun süre gözlenen hemen bütün yakın çiftlerde, dönem değişikliği saptanmıştır. Benzer dönem değişimi gösteren herhangi iki dizge yoktur. Dönem değişiminin ileride nasıl olabileceğini tahmin etmek de mümkün değildir. W UMa yıldız-

larının minimum zamanlarının gözlemsel olarak saptanması, büyük öneme sahiptir.

Değen çiftlerin dönemlerindeki bu değişimler birçok nedene bağlanabilir. Bunlar arasında en gözde olanları, kütle kaybı ve kütle alış-verişidir. W UMa yıldızlarının, değen yıldızların bir grubu olduğu düşünüldüğünde ve bunların Roche loblarını doldurmuş olan yıldızlardan oluştuğu hatırlandığında, bu yıldızlarda kütle alışverişinin ve bunun sonucu olarak da dönem değişiminin doğal olduğu sonucuna varılır. Huang'a (1956) göre bir yıldız, kütlelerini eğer bileşenine atıyorsa dönem azalacak, fakat uzaya atıyorsa artacaktır. Örneğin AH Vir'de 0.22 saniyelik bir dönem artması bulunmuş ve buradan giderek dizgeden $2.4 \times 10^{-5} M_{\odot}$ lik bir maddenin uzaya atıldığı ileri sürülmüştür.

Rucinski (1974) tarafından dönem değişimiyle kütle alış-veriş hızı arasında,

$$\frac{d \ln M}{dt} = \frac{q}{3(q^2 - 1)} \frac{d \ln P}{dt} \quad (5)$$

bağıntısı verilmiştir. Burada (+) değerler başyıldızdan kütle kaybına karşı gelmektedir. Bu kütle alış-verişinde bileşenlerin kütlelerini denge durumuna ayarlayabilmeleri çok karmaşık olmalıdır. Tam bir inceleme için dönme ve dolanma açısal momentumlarıyla kütle alış-verişinden ortaya çıkan momentum değişimi arasındaki sıkı ilişki gözönüne alınmalıdır. A-türü dizgelerde hesaplanan kütle alış-veriş hızı oldukça küçüktür. Ancak bu sonucun doğmasına, gözlemsel verilerin azlığı neden olmuş olabilir.

W UMa dizgelerinin ışık eğrileri dönemden döneme tam olarak tekrarlanmayabilir. Bu durum birçok dizge için saptanmıştır. Bu nedenle W UMa dizgelerinin ışık eğrileri, olabildiğince kısa süreler içinde elde edilmelidir. Işık eğrilerindeki değişimler yaklaşık yarım çevrimde oluyorsa, bozucu etkinin genel konumu belirlenebilir. Dönen bir yıldız üzerindeki küçük yüzeyli bir bozucu etki, dönme döneminin yarısı kadar bir süreyle görülecektir. Geniş bir bölge kapsayan bir bozucu bir etki ise dönme döneminin yarısından daha uzun bir süre görülür ve örtülmeler sırasında bu etki de örtülür. Dönme ve dolanma dönemleri eşit olduğundan, farklı zamanlarda elde edilen ışık eğrilerini karşılaştırmak yoluyla bazı aktif (bozucu) bölgelerin yıldız yüzeyleri üzerine sınıma-yanılma yoluyla yerleştirilmesiyle, ışık eğrilerinin değişimleri açıklanabilir. Binnendijk (1969, 1970), AM Lac, RZ Com, U Peg, AH Vir ve SW Lac diz-

gelerinde, büyük yıldızın üzerine daha az ısıtmalı bölgeler yerleştirilerek bu yıldızların ışık eğrilerindeki değişimleri açıklamaya çalıştı. Bu dizgelerin hepsi de W-türü idiler. Daha sonra birçok araştırmacı da W-türü dizgelerdeki büyük bileşenlerin üzerine, magnetik kökenli lekelerin varlığına karşı gelen az ısıtmalı bölgeler yerleştirdiler.

Işık eğrisinin biçimindeki değişmeler genellikle W-türü yıldızlarda görülmektedir. A-türü yıldızların W-türü olanlara göre daha ön tayf türünde olmaları, bu tayf türündeki yıldızların radyatif atmosferlere sahip olmaları beklentisini yaratır. Bu beklenti de ışık eğrisindeki değişimlerin, neden daha çok W-türü yıldızlarda olduğunu ima etmektedir. Öte yandan kuramsal olarak bir yıldızın yüzeyindeki lekelerin, bir konvektif katmanın varlığına ve derinliğine bağlı olduğu da gösterilmiştir (Mullan, 1975).

Dört renk ışıkölçüm sonuçlarına göre Rucinski ve Kaluzny (1981), W UMA yıldızlarının moröte akılarının ek Balmer salmalarından etkilenmediğini ve bu salmanın belli bir tayf türü için de en kısa dönemli dizgelerde varlığını saptamışlardır. W UMA dizgelerinin en kısa ödy lar olduğu ve senkron dönmeden ötürü hızlı dönen cisimler olduğu vurgulanmıştır. Wilson'a (1978) göre moröte bölgedeki bu artık, konvektif atmosferlerle ve hızlı dönmeyle ilgili olarak açıklanabilir. Öte yandan ışık eğrilerindeki değişimin açıklanması, dizgenin daha büyük kütleli bileşeni üzerinde hemen hemen uniform olarak dağılmış lekeler gerektirirken, morötede gözlenen kromosferik salmalar, birçok dizgede pratik olarak evreden bağımsız gibi görünmektedirler (Rucinski, Wilhu, Whelan, 1985). Bu durum, iki bileşen üzerine yayılmış lekelerle ilişkili olan aktif bölgelerin varlığının belirtisi olarak da düşünülebilir (Eaton, 1985).

4. YÖRÜNGE ÇÖZÜMLERİ

Yıldızların kütle, yarıçap, sıcaklık ve bunun gibi temel niceliklerine ilişkin en sağlıklı bilgilerin ödy'lardan elde edildiği bilinmektedir. Yalnızca fotometrik gözlemlerin çözülmesinden rölatif değerler, radyal hız eğrisiyle beraber fotometrik gözlemlerden ise salt değerler elde edilmektedir.

Işık eğrilerinin çözümü için en basit hal, dairesel yörüngeli, kütleleri merkezlerinde toplanmış yıldızlar olup bu durum için çözüm teorisi Russell (1912) tarafından ortaya konmuştur. Bu yöntemde yıldızların etkileşmesi gözönüne alınmamış, yalnızca geometrik örtme ve örtülme olayları incelenmiştir. Oysa W UMA'ların ışık eğrilerinde tutul-

malar dışında da sürekli ışık değişimi olması, bu yıldızlarda bileşenlerin biçimlerinin büyük çapta bozulmaya uğradığını göstermektedir. Çekimsel etkilerle birbirlerine doğru uzamış ve armutlaşmış şekiller alan yıldızların, gözlemciye dönük yüzeylerinin izdüşümleri sürekli olarak değiştiğinden, tutulmalar dışında da sürekli ışık değişimi gözlenir. Ayrıca yalnız uzaklıklarının yıldız boyutlarıyla karşılaştırılabilecek düzeyde olması sonucu karşılıklı çekim etkisi, yıldız biçimlerini ve yüzeylerindeki ışık dağılımını bozacak büyüklüklere ulaşır.

Bir ödy m ışık eğrisinin biçimi fiziksel ve fotometrik etkilerinin büyüklüğüyle belirlenir. Bu etkiler başlıca, i yörünge eğikliği, r_1 ve r_2 bileşen yıldızların yarıçapları, L_1 ve L_2 yıldızların kesirsel ışıtmaları, $q = M_2/M_1$ kütleler oranı, $x_{1,2}$, $g_{1,2}$ kenar ve çekim kararım sabitleri ve $A_{1,2}$ yıldız yüzeyleri için albedo parametrelerine bağlıdır. Buna göre dizgenin toplam ışınmı birçok parametrenin fonksiyonudur:

$$I = F(r_1, r_2, i, q, L_1, L_2, x_1, x_2, \dots) \quad (6)$$

Bu parametrelerden bazıları dalgaboyunun fonksiyonudurlar. Bu nedenle gözlenen ışık eğrisinin biçiminin, gözlemin yapıldığı dalgaboyuna bağlı olması beklenir.

Işık eğrilerinin çözümü, (6) denkleminde, ölçülen I değerine karşılık gelen parametre değerlerinin saptanması demektir.

Etkileşen çift yıldızların ışık eğrilerini çözümleyebilmek için yakınlık etkilerinin cebirsel yolla hesaplanarak gözlenen ışık eğrisinden çıkarılması demek olan "rektifiye" işlemi uygulanmıştır. Bunun için ışık eğrisinin tutulmaları dışında kalan kısımları kullanılarak rektifikasyon sabitleri hesaplanır. Bileşenlerin benzer elipsoitler olarak gözönüne alınması ve disklerin uniform parlaklığa sahip olduklarının varsayımı gibi basitleştirmeler yapılır. Bu koşullardan en az birinin sağlanmaması durumunda minimumlar iki dairesel diskin örtülmesinden ortaya çıkan eğriler olmazlar. Bu nedenle bu tür yöntemlerle W UMa yıldızlarının ışık eğrilerinin çözümleri yapılamamış ve çoğu gözlemciler son on, onbeş yıla kadar elde ettikleri ışık eğrilerini çözümümeden yayınlamışlardır.

Roche modeline ilk yaklaşım, bileşen yıldızların Chandrasekhar'ın ifadelerindeki üç eksenli elipsoidler olarak kabulüyle yapılmıştır. Elipsoit model, Russell ve Merrill (1952) ve daha sonra Wood (1971, 1973-79) ve Napier (1981) metodlarında kullanılmıştır. Bu yöntemler temelde yarı-ayrık ve değen çiftler için geçerli değildirler ve yalnızca EA yıldızları için başarılıdır.

Öte yandan tüm ışık eğrisinin Fourier serileriyle temsil edilmeye çalışıldığı yöntemler de geliştirilmiştir. Bunlar arasında Kitamura (1966) ve Mauder (1967) yöntemleri sayılabilir. Her iki yöntem de geniş çizelgeler (Kitamura, 1967) ihtiyaç göstermektedir ve rektifikasyon işlemi sorun olmaya devam etmektedir.

Işık eğrilerinin çözümünde bundan sonraki ve son aşama sentetik ışık eğrileri yöntemidir. Bu yöntemler büyük bellekli bilgisayarların yapılmaya ve kullanılmaya başlamasıyla astronomiye girmişlerdir. Bu yöntemlerde bir ödy dizgesinin modeli en az yedi (7) parametrenin gözönüne alınmasıyla hesaplanır ve daha sonra bu model, gözlenen ışık eğrisine bazen sınaama-yanılma ve bazen de diferensiyel düzeltme yöntemiyle uydurulmaya çalışılır.

Işık eğrilerinin doğrudan hesaplanabilmesi için ilk deneme Lucy (1968) tarafından yapılmıştır. Ancak Lucy'nin bu yöntemi, potansiyelin yalnızca bir değeri ve "fazla değen" dizgeler için gözönüne alınmıştır. Karşılıklı ışımmsal etkileşme gözönüne alınmamıştır. Daha sonra Hill ve Hutchings (1970, 1973) yönteminde bu etki gözönüne alınmış, fakat başyıldız bir küresel yıldız olarak düşünülmüştür.

Sentetik ışık eğrileri yöntemleri arasında, Wilson ve Devinney (1971, 1973 ve 1984), Lucy (1973), Rucinski (1973) ve Binnendijk (1977)'in yöntemleri sayılabilir. Bütün bu yöntemlerde çekimle şekil bozulmaları, yansıma etkileri, kenar kararması ve çekim kararması gözönüne alınmıştır. Bu parametrelerden bazıları, yöntemlerle hesaplanabilmektedir.

W UMa dizgelerinin ışık eğrileri, çeşitli yakınlık etkilerinin iyi bir şekilde hesaba katıldığı, yukarıda belirtilen yöntemlerle çözümlenebilmektedir. Bu yöntemlerde Roche modeli kullanılmaktadır ve çiftin bileşenlerinin limit boyutlarını belirleyen lobların şekillerinin, ışınım basıncıyla değişmediği gösterilmiştir. Roche lobları q kütleler oranına bağlı olduğundan, ışık eğrilerinin çözümlenmesinden, kütleler oranı saptanabilmektedir. Bu yöntemlerden elde edilen kütleler oranı ve yörünge eğikliğ değeri genellikle birbiriyle uyusmaktadır.

Tutulmalar sırasında radyal hız eğrilerinin Rosister etkisinden etkilendikleri bilinmektedir. Gözlenen radyal hız eğrisindeki bu etkiyi hesaplayabilmek için dizgenin fotometrik öğelerinin bilinmesi gerekmektedir. Bu nedenle tam uyusumlu bir çözüm isteniyorsa, dizgenin ışık ve radyal hız eğrilerinin eşzamanlı olarak çözümlenmesi gerekir. Bu özellik ise yalnızca Wilson ve Devinney yönteminde vardır.

5. SALT ÖĞELER VE EVRİM DURUMLARI

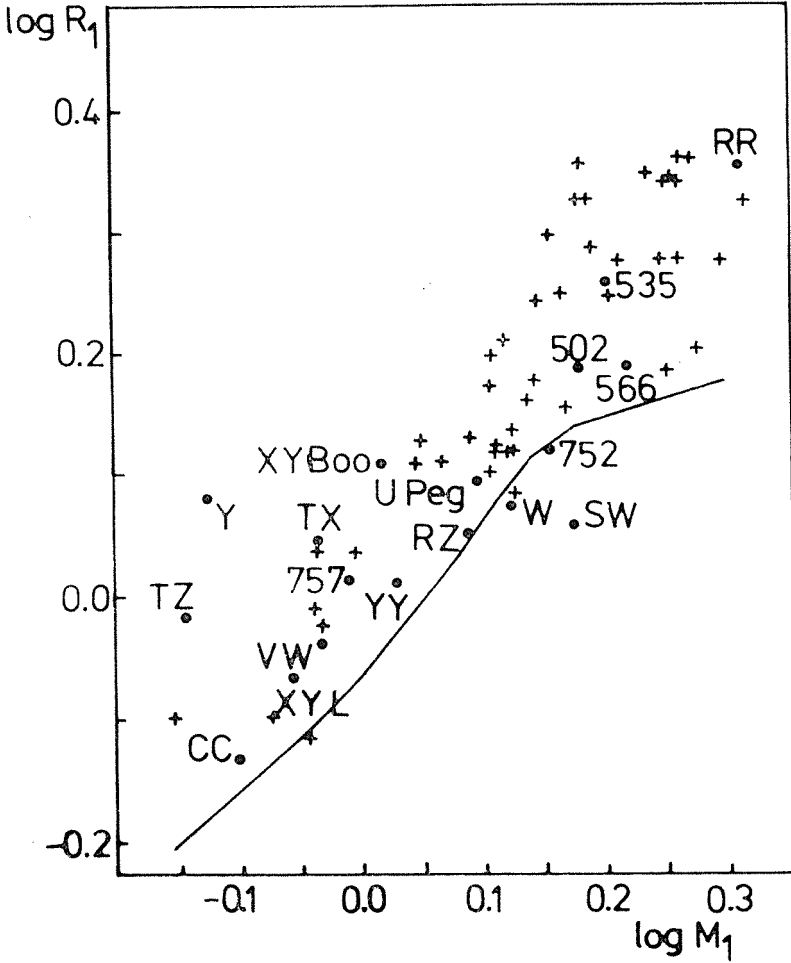
Işık eğrilerinin çözümlerinden yörünge eğikliği (i) açısı bulunduğunda, bu değer (3) ve (4) numaralı denklemlere konularak bileşenlerin kütlelerini güneş kütleli cinsinden hesaplamak mümkündür. a ve a_2 de km cinsinden bulunabilir. Böylece $a_1 + a_2 = a$ da bulunmuş olur. Benzer olarak Roche modelindeki yıldızların çeşitli büyüklükleri ile loba eşit hacimli kürenin yarıçapını da güneş yarıçapı cinsinden hesaplamak mümkündür. Binnendijk (1970), 21 W UMa dizgesinin salt öğelerini toplamış ve bu öğelere göre bu yıldızların bileşenlerinin ana-kol yıldızları olduğunu belirtmiştir. Ancak salt öğelerin elde edilmesinden kullanılan tayflar düşük kaliteli tayflardır (Batten ve ark, 1978).

Değen çiftlerin tayflarının analizi, çizgilerinin blend oluşu ve büyük dönme genişlemesinden ötürü zordur. Son yıllarda büyük duyarlığa sahip tayflara dayanan tayfsal öğeler yayınlanmıştır (McLean, 1981; McLean ve Hilditch, 1983; King ve Hilditch, 1983). Öte yandan tayfsal çalışmalara gerek kalmaksızın, yalnızca fotometrik bağıntıları kullanarak W UMa yıldızlarının salt öğelerinin hesaplanabileceği de ileri sürülmüştür (Mochnacki, 1981; Van Hamme, 1982).

Çizelge 3'te 18 dizgeye ilişkin ve büyük duyarlığa sahip tayflardan elde edilen salt öğeler verilmektedir (Kaluzny, 1985). Bu dizgelerin baş yıldızlarına ilişkin öğeler, Şekil 6 da $\log R_1 - \log m_1$ ve Şekil 7 de $M_{bol1} - \log m_1$ diyagramlarında işaretlenmiştir. Başyıldızlardan yalnızca dört tanesi hariç diğerlerinin, sıfır yaş anakoluna (ZAMS) çok yakın oldukları görülmektedir. Bu dört yıldız kütle oranları küçüktür ve tayflarını çözümlemek oldukça zordur. ZAMS'tan ayrılma, bu nedenle olabilir. Bir başka görüş ise, başlangıçta ayrık ya da yarı-ayrık olan bir dizgeden oluşmuş olmalarıdır. Bu dizgeler muhtemelen evrim-

Çizelge 3. Bazı W UMa Dizgelerinin Güneş Birimiyle Salt değerleri (Kaluzny, 1985).

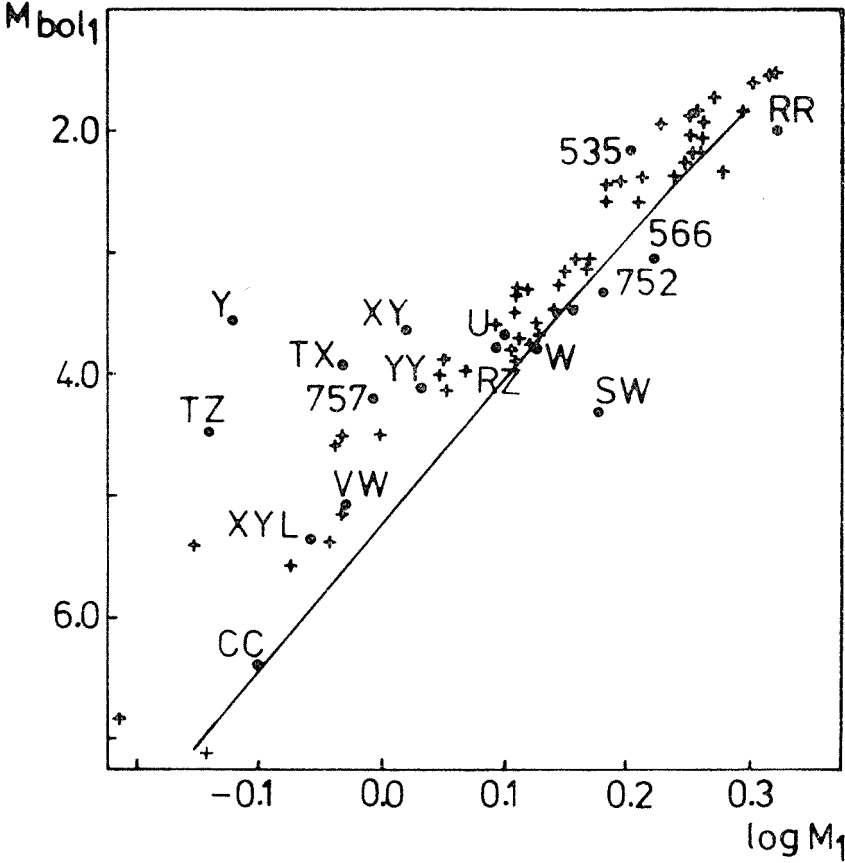
Yıldız	M_1	M_2	R_1	R_2	M_{1bol}	Yıldız	M_1	M_2	R_1	R_2	M_{1bol}
V535 Ara	1.58	0.53	1.97	1.28	2.16	CC Com	0.79	0.43	0.74	0.55	6.41
TZ Boo	0.72	0.11	0.96	0.40	4.48	YY Eri	1.07	0.65	1.02	0.80	4.11
XY Boo	1.04	0.19	1.27	0.62	3.63	SW Lac	1.49	1.30	1.14	1.07	4.32
TX Cnc	0.92	0.50	1.11	0.83	3.91	XY Leo	0.87	0.40	0.87	0.64	5.38
RR Cen	2.10	0.45	2.24	1.07	1.99	V502 Oph	1.52	0.56	1.53	0.94	3.47
V752 Cen	1.43	0.47	1.31	0.76	3.45	V566 Oph	1.66	0.44	1.54	0.82	4.74
V757 Cen	0.98	0.68	1.02	0.87	4.21	U Peg	1.25	0.54	1.24	0.83	3.65
VW Cep	0.93	0.40	0.91	0.61	5.09	Y Sex	0.75	0.15	1.20	0.54	3.55
RZ Com	1.23	0.55	1.12	0.77	3.72	W UMa	1.34	0.69	1.18	0.86	3.77



Şekil 6. Çizelge 3 teki çiftlerin başyıldızlarının kütle-yarıçap bağıntısı. Sürekli çizgi teorik ZAMS'ı, çarpılar ise anakol yıldızlarını göstermektedir.

lerinin A basamağında kütle alış-verişi sonucu kütle oranlarını tersine çevirmiş olabilirler.

Sonuç olarak, W UMa yıldızlarının bileşenleri anakol yıldızları olmalarına karşın, bazılarının anakoldan ayrıldıklarına ilişkin belirtiler de vardır. Bu önerilerin doğrulanması için duyarlı tayfsal çalışmalara gerek vardır. Kütlelere ilişkin bilgilerimiz tam yeterli değildir. Bu nedenle W UMa yıldızlarının evrim durumları, bugün için tam açıklığa kavuşmuş değildir.



Şekil 7. Başyıldızlar için kütle-parlaklık grafiği. İşaretler, Şekil 6'dakiyle aynı anlamıdır.

W UMA yıldızlarının ayrı çiftlerden oluştuğu Mochnancki (1981), Wilhu (1982) tarafından tartışılmıştır. Buna göre W UMA yıldızları, açısal momentum kayıplarıyla kontrol edilen bir gelişimle ayrı çiftlerden oluşurlar. Van Hamme (1982) ise, büzülen bir anakol yıldızının, açısal momentum kaybıyla iki bileşene ayrıldığını ve W UMA yıldızlarının oluştuğunu ileri sürmektedir. Van't Veer (1975, 1980), güneş türü değen çiftlerin, evrimden sonra çok çabuk tek yıldızlar durumuna geleceğini belirtmektedir.

Yukarıdaki tartışmalardan anlaşılacağı üzere bugün henüz W UMA ların nasıl oluştukları ve sonları kesin olarak bilinebilmiş değildir. Ayrıca

gözlemsel olarak ortaya konan A ve W türlerinin kuramsal olarak açıklaması ve bunların aynı yapısal kökene mi sahip oldukları soruları açıktadır.

Kaynaklar

- 1- **Batten, A.H., Fletcher, J.M., Mann, P.J.**, 1978. *Publ. Dom. Astrophys. Obs.* **15**, No. 5.
- 2- **Binnendijk, L.**, 1970. *Vistas in Astronomy*, Ed. A. Beer., Pergamon Press, N.Y., Vol. 12, 217.
- 3- **Binnendijk, L.**, 1977. *Vistas in Astronomy*, Ed. A. Beer, Pergamon Press, N.Y., Vol. 21, 359.
- 4- **Chandrasekhar, S.**, 1933. *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.* **93**, 539.
- 5- **Demircan, O.**, 1984. *Doğa Bilim Dergisi*, Seri A, Cilt 8, Sayı 2, 137.
- 6- **Eaton, J.A.**, 1985. *Inf. Bull. Var, Stars*, No. 2711.
- 7- **Hazlehurst, J.**, 1976. *Structure and Evolution on Close Binary Systems*, I.A.U. Symposium, No. 73, 323.
- 8- **Hill, G., Hutchings, J.B.**, 1970. *Astrophys. J.* **162**, 265.
- 9- **Huang, S.S.**, 1956. *Astron. J.* **61**, 49.
- 10- **Hutchings, J.B., Hill, G.**, 1973. *Astrophys. J.* **179**, 539.
- 11- **Kaluzny, J.**, 1985. *Acta Astron.* **35**, 313.
- 12- **King, D.J., Hilditch, R.W.**, 1983. *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.* **209**, 645.
- 13- **Kitamura, M.**, 1966. *Advances in Astron. Astrophys.* **3**, 27.
14. **Kitamura, M.**, 1967. *Tables of Characteristic Functions of the Eclipse and the Related Delta Functions For Solutions of Light Curves of Eclipsing Binary Systems*, Üniv. of Tokyo Press, Tokyo.
- 15- **Kopal, Z.**, 1959- *Close Binary Systems*, John Wiley and Sons, N.Y. Vol. 3.
- 16- **Lucy, L.**, 1968a, *Astrophys. J.* **151**, 1123.
- 17- **Lucy, L.**, 1968b. *Astrophys. J.* **153**, 877.
- 18- **Lucy, L.**, 1973. *Astrophys. Space Sci.* **22**, 381.
- 19- **Mauder, H.**, 1967, *Kleine Veröff.*, Bamberg, No. 38.

- 20- **Mc Lean, B.J.**, 1981. *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.* **195**, 931.
- 21- **Mc Lean, B.J., Hilditch, R.W.**, 1983. *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.* **203**, 1.
- 22- **Mochnecki, S.W.**, 1981. *Astrophys J.* **245**, 650.
- 23- **Mullan, D.S.**, 1975. *Astrophys J.* **198**, 563.
- 24- **Napier, W.M.**, 1981. *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.* **194**, 149.
- 25- **Petrie, R.M.**, 1939. *Publ. Dom. Astrophys. Obs.* **7**, 205.
- 26- **Plavec, M., Kratochvill, P.**, 1964.. *Bull. Astron. Inst. Czech.* **15**, 165.
- 27- **Roche, E.**, 1849. *Men de Acad Sci de Montpellier.* **1**, 243.
- 28- **Roche, E.**, 1873. *Men de Acad Sci de Montpellier.* **8**, 235.
- 29- **Rucinski, S.M.**, 1973. *Acta Astron.* **23**, 79.
- 30- **Rucinski, S.M.**, 1974, *Acta Astron*, **24**, 119.
- 31- **Rucinski, S.M., Kaluzny, Z.**, 1981. *Acta Astron.* **31**, 409.
- 32- **Rucinski, S.M., Wilhu, O., Whelan, J.A.J.**, 1985. *Astron Astrophys* **43**, 153.
- 33- **Russell, H.N.**, 1912. *Astrophys. J.* **35**, 315.
- 34- **Russell, H.N., Merrill, J.E.**, 1952. *Contr. Princeton Univ. Obs.* No. 26.
- 35- **Van Hamme, W.**, 1982. *Astron. Astrophys.* **116**, 27.
- 36- **Van Hamme, W.**, 1982. *Astron. Astrophys.* **105**, 389.
- 37- **Van't Veer, F.**, 1975. *Astron. Astrophys.* **44**, 437.
- 38- **Van't Veer, R.**, 1980. *Acta Astron.* **30**, 381.
- 39- **Wilhu, O., Rucinski, S.M.**, 1983. *Astron. Astrophys.* **127**, 5.
- 40- **Wilson, O.C.**, 1978. *Astrophys. J.* **226**, 379.
- 41- **Wilson, R.E., Devinney, E.J.**, 1971. *Astrophys. J.* **166**, 605.
- 42- **Wilson, R.E., Devinney, E.S.**, 1973. *Astrophys. J.* **182**, 539.
- 43- **Wilson, R.E.**, 1984. *Özel haberleşme.*
- 44- **Wood, D.B.**, 1972. *A Computer Program for Modelling Non-Spherical Eclipsing Binary Systems*, Goddard Space Flight Center, Greenbelt.
- 45- **Wood, D.B.**, 1973-79. *WINK Status Reports*, No 1-9. Goddard Space Flight Center, Greenbelt.

NGC 1851 VE NGC 6440 KÜRESEL KÜMELERİNDEKİ X-IŞIN KAYNAKLARININ EXOSAT GÖZLEMLERİ

E.N. ERCAN*, Ü. KIZILOĞLU*, G. BRANDUARDI-RAYMONT***, F. TOKDEMİR**, ve A. ESENDEMİR**

ÖZET

Bu çalışmada, X0512-401 ve X1745-203 küresel küme X-ışın kaynalarının sırasıyla 7 Ocak 1985 ve 6 Mayıs 1985 tarihlerinde yapılan EXOSAT gözlemlerinin sonuçları verilerek, analiz sonuçlarının güncel modellerle bir karşılaştırması yapılacaktır.

NGC 1851 küresel kümesinde bulunan X-ışın kaynağı X0512-401, EXOSAT, LE ve ME enerji aralığında toplam yaklaşık 6 saat süreyle gözlemlenmiştir. EXOSAT CMA in duyarlı olduğu 0.02-2.5 KeV enerji aralığında Lexan thin, Al/Pa ve Boron filtrelerle kaynaktan alınan sayım hızları sırasıyla, (0.0683 ± 0.0057) , (0.0454 ± 0.0044) ve (0.0195 ± 0.0054) cts/sec olarak elde edilmiştir. Bu enerji aralığında kaynağın X-ışın akısında dikkate değer bir değişim gözlemlenmemiştir. LE ile aynı zamanda yapılan ME (1.2-10 KeV) gözlemleri sonucunda da kaynağın spektrumu için en iyi uyan model, tek bir "termal Bremsstrahlung" olarak belirlenmiş ve spektral parametreler, $kT = 5.44 \pm 0.16$ KeV ve hidrojen kolon yoğunluğu olarak da 1.10^{20} (sabit tutulmuş) atoms/cm² elde edilmiştir. LE ve ME nin duyarlı olduğu toplam enerji aralığında, yani 0.02-10 KeV de, en iyi uyan model yine tek bir "termal" model olarak elde edilmiş ve spektral parametreler de bu aralıkta $kT = 5.29-0.16$ ve hidrojen kolon yoğunluğu, $(8.04 \pm 0.97) \cdot 10^{-20}$ atoms/cm² olarak bulunmuştur. Tek "black-body" modeli de dataya denenmiş fakat çok kötü bir fit verdiği için, modelin uygun olmadığı

* Boğaziçi Üniversitesi, Fizik Bölümü, P.K.2, Bebek 80815 İstanbul.

** Orta Doğu Teknik Üniversitesi, Fizik Bölümü, Ankara.

*** University College London, Mullard Space Science Lab. Holmbury St. Mary, Dorking, Surrey RH5 6NT, U.K.

kabul edilmiştir. Yine, tek “power-law” model de datalara fit edilmiş fakat tek “termal” spektral modele oranla daha yüksek, dolayısıyla daha kötü bir χ^2 değeri vermiştir. Denenen bu modellerin dışında son yıllarda yaygın bir şekilde kullanılan “iki-bileşenli” değişik modeller de tek başına hem ME, hem de LE + ME datalarına fit edilmeye çalışılmış fakat yine elde edilen yüksek χ^2 değerleri nedeniyle uygun modeller olmadıkları sonucuna varılmıştır. ME gözlemlerinin ilk yarısını içeren dedektör dizgilerinin yarısı (H1) için 1.2–10 KeV deki sayım hızı için 5.23 ± 0.06 cts/sec, ikinci yarısını içeren H2 için ise 5.25 ± 0.05 cts/sec elde edilmiş ancak 100 ile 500 saniyelik zaman süreçleri içinde araştırılan intensite değişimleri negatif olarak sonuçlanmıştır.

NGC 6440 küresel kümesinde yer alan X1745–203 X-ışın kaynağı, yaklaşık toplam 3 saat süreyle EXOSAT ca gözlemlenmiş fakat kaynağın gözlemlerimiz süresince çok sönük olması nedeniyle ancak 3σ üst limiti LE ve ME intensiteleri için elde edilebilmiştir. Bu üst limitler sırasıyla, 7.10^{-13} erg/cm²/sec ve 2.10^{-12} erg/cm²/sec (Crab gibi spektrum için) olarak belirlenmiştir. Her iki gözlem (LE ve ME) için daha ayrıntılı bilgi Ercan, E.N. et al. (1985) ve Ercan, E.N. et al. (1986) dan bulunabilir.

Burada kısaca EXOSAT gözlemleri sonuçlarını özetlediğimiz kaynaklardan, X0512–401 bir X-ışın bursteridir. Daha önceki çalışmalarından birinde White ve Mason (1985), hem EXOSAT gözlemlerine, hem de eski gözlemlere dayanarak parlak galaktik göbek kaynakları ve X-ışın bursterlerini iki ayrı grupta toplamışlardı. Bunu yaparken de bunların spektral farklılıklarını ele almışlardı. Son çalışmalarından birinde Lewin ve van Paradijs (1985), bu gruplandırmanın aynı zamanda bunların evrimleşme farklılıklarından dolayı olabileceğini öne sürdüler. Onlara göre, evrimleşmiş sistemler yüksek kütle transfer hızından dolayı parlak olmalı ve aynı zamanda daha zengin ve daha karmaşık bir spektral yapıya sahip olmalıydılar. Çünkü bu tür sistemlerde nötron yıldızının yüzeyi ile ilave disk arasında bir manyetosfer bulunmaktadır, yani nispeten genç bir nötron yıldızı tıkHz bileşeni temsil etmektedir. Bu tür bir sistemden beklenen spektrum, dolayısıyla muhtemelen “iki-bileşenli” ve hatta daha fazla bileşenli olmak durumundadır. Son zamanlarda parlak galaktik göbek kaynaklarının şimdilik 9 tanesinde gözlemlenen QPO (yarı periyodik osilasyonlar), Lewin ve van Paradijs’ın sınıflandırmasına uymaktadır zira güncel modeller de bir nötron yıldızı manyotosferinin varlığını zorunlu kılmaktadır. Diğer taraftan, evrimleşmemiş kaynaklar (ki bu gruba X-ışın bursterları da girmektedir)

düşük kütle transfer hızlarından dolayı daha sönüktürler ve tek bir spektral modelle fit edilebilirler zira ilave disk nötron yıldızının yüzeyine kadar iner.

Bizim gözlemlerimize göre, X0512-401 her bakımdan Lewin ve van Paradijs'in evrimleşmemiş sistemler kategorisine uymaktadır. Bu kaynak için herhangi bir QPO davranışın 33 Hz e kadar gözlemlenemedik. Kaynağın spektrumu tek bir modelle en iyi fiti sağladı, bunun da dışında M15 küresel kümesindeki X-ışın kaynağı X2127-119 un optik gözlemleri, optik bileşenin evrimleşmemiş bir yıldız olduğuna işaret etmekte (Auriere et al. 1984). Bu durumda düşük lüminositeli, düşük kütleli X-ışın kaynaklarının küresel kümelerde olanlarının evrimleşmemiş birer bileşenleri olması clasılığı oldukça yüksek.

Referanslar

- Ercan, E.N., Kızıoğlu, Ü., Tokdemir, F., Esendemir, A., 1985. *Proc. of an ESA Workshop on a Cosmic X-ray Spectroscopy Mission*, held in Lyngby, Denmark 24-26 June, 1985, p.p. 121-125.
- Ercan, E.N., Branduardi-Raymont, G., Kızıoğlu, Ü., Esendemir, A., Tokdemir, F., 1986. *Proc. of an ESA Workshop on Accretion onto Compact objects*, held in Tererife, Canary Islands, 21-25 April, 1986, in press.
- Levin, W.H.G., van Paradijs, J., 1985. *Astron. and Astrophys.* 149, L27.
- White, N.E., Mason, K.O., 1985. *Proc. of 18th ESLAB Symp.* Scheveningen, The Netherlands, Nov. 1984.
- Auriere, M.M., Le Fevre, O., Terzan, A., 1984. *Astron. and Astrophys.* 138, 415.

NGC 2420 HALO ALANININ RGU ÜÇ RENK FOTOMETRİSİ

R. FENKART*, L. TOPAKTAŞ**, Ş. BOYDAÇ***,
G. KANDEMİR****

Basle Halo Programı (BHP) uzun süreli bir araştırma olup Becker tarafından 1965 yılında başlatıldığından bu yana programda 20 tane çalışma yapılmış bulunmaktadır. Bu çalışmaların başlıca amacı 1) (fotometrik) disk ve halo popülasyonlarını ayırmak 2) Her iki popülasyondaki yıldızların mutlak kadirlerini istatistik olarak saptamak 3) Herbir alanda disk ve halo bileşenlerinin yoğunluklarını bulmaktır.

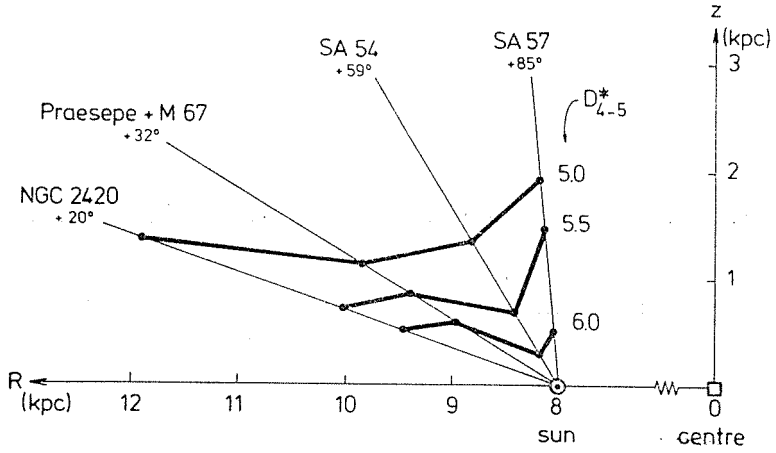
BHP çerçevesinden olan bu çalışmamızda antimerkez doğrultusunda ($l = 198^\circ$, $b = 20^\circ$) bir yıldız alanı RGU üç renk fotometrisi yöntemleri kullanılarak incelenmiştir. Alanımız Becker (1965) tarafından incelenmiş ilk alan olan SA51 e yalnız 9° uzaklıkta ve NGC 2420'ye çok yakındır. Bu bölge meridyenin antimerkez kuzey dörttebirinin eşyoğunluk çizgilerinin belirlenmesi için çok kritiktir. ve SA51 in yoğunluk sonuçlarını kontrol edebilmek amacıyla özellikle bu doğrultuda seçilmiştir. Her iki alan için yıldızların tümü ele alındığında yoğunluk fonksiyonlarının hemen hemen aynı olduğu, fakat halo için sistematik bir farklılık gösterdiği saptanmıştır. Aynı durum her iki alandaki (MG) $< 4^m, 5^m >$ yıldızlarının halo yoğunluk fonksiyonları için de saptanmıştır. Sonuç, meridyenin bu kısmındaki değişik BHP araştırmaları sonucu daha önce ortaya çıkarılan Fenkart-Karaali (1984) sinoptik halo eşyoğunluk çizgilerinde ve galaktik meridyenin antimerkez-kuzey dörttebirindeki ortalama eşyoğunluk diyagramında bir düzeltme yapılmasına neden olmaktadır (Şekil 1, 2).

* Univ.of Basle, İsviçre.

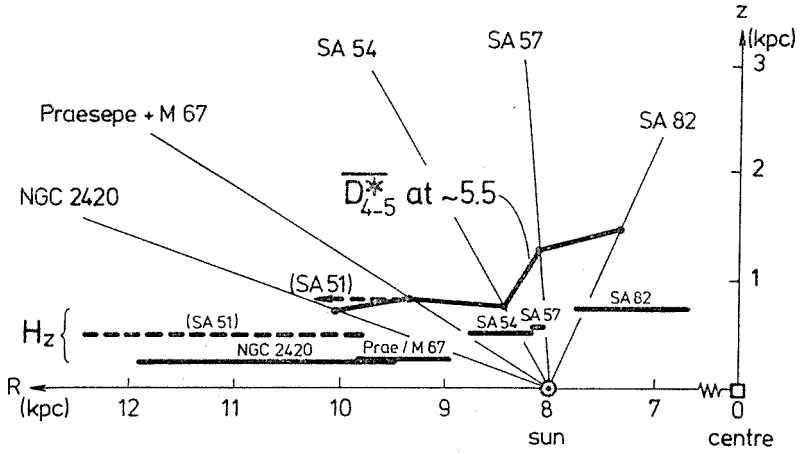
** King Saud Univ., Suudi Arabistan.

*** Yıldız Üniversitesi.

**** İstanbul Teknik Üniversitesi.



Şekil 1: Galaktik meridyenin antimerkez-kuzey dörttebirinde eşyoğunluk çizgileri, ilgili yıldız alanlarının doğrultu vektörleri üzerinde $l_gD + 10 = 5, 5.5$ ve 6 için $4^m < (G) < 5^m$ parlaklığındaki yıldızların yoğunluğunu gösteren noktalar birleştirilerek elde edilmiştir.



Şekil 2: Galaktik meridyenin antimerkez-kuzey dörttebirindeki ortalama eşyoğunluk çizgileri ve $4^m < M(G) < 5^m$ grubunun Z ölçek yükseklikleri. Şimdiye kadar incelenmiş olan yıldız alanlarının sonuçları ile çizilmiştir. 20° ve 32° arasındaki bölge daha önceki durumla Fenkart-Karaali (1984) karşılaştırılmıştır.

Referanslar

Becker, W., 1965. *Z. Astrophys.* **62**, 54.

Fenkart, R., Karaali S., 1984. *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.*, **57**, 419.

ORTAÖĞRETİMDE ASTRONOMİ DERSİ SORUNU

Leyla KÜÇÜKAHMET*

Fen bilimlerinin öğretiminde dönüm noktası sayılabilecek pekçok tarih vardır. Bu tarihlerden biri de 4 Ekim 1957'dir. Hepimizin bildiği gibi bu tarih yalnızca fen bilimlerinin öğretimi için değil, insanlık tarihi için bir dönüm noktasıdır. İlk yapay uydu Sputnik I Sovyet Sosyalist Cumhuriyetler Birliği tarafından bu tarihte uzaya fırlatılmıştır. Sovyetlerin bu atılımın öncülüğünü yapması pekçok ülkeyi fen bilimlerinde, özellikle uzayla ilgili konularda daha yoğun çalışmalar yapmaya yöneltmiştir. Bu konuda araştırmalar yaptığı bilinen ülkeler bile kendilerini açıkca suçlamışlar, daha fazla zamanın, daha fazla paranın ve daha fazla emeğin bir araya getirilmesi gerektiğini savunmuşlardır. Sovyetlerin öncülüğünün ardından yoğunlaşan çalışmalar ile uzayın gizli sırlarını açığa çıkartmakta ve insanlığın yararlanmasına sunulmaktadır.

Uzayın sırlarını açığa çıkarma ve bunlardan yararlanma konusundaki çalışmaların ilkçağlardan beri yapılmakta olduğunu görmekteyiz. Örneğin, Mısırlılar güneşin hareketlerine bakarak yılı 12 aya bölmüşler, günleri 24 saate ayırmışlar, bir yılı 365 gün olarak kabul etmişlerdir. Ay ve güneş tutulmalarını saptamış, günlük hayatlarında takvimi kullanmışlardır.

Bilim adamları uzayı, uzayda bulunan cisimleri, bu cisimlerin oluşumlarını, hareketlerini ve benzeri konuları inceleyen bilim dalı astronominin ilk temelini mezapctamya'da atıldığını söylemektedirler. Sümerler gökteki yıldızları izlemişler, birarada bulunuşlarına göre kümelere ayırıp isim takmışlardır. Yine bazı belgeler sümerlerin yıldızların bir haritasını da yaptığını göstermektedir.

Büyük İskenderin yolculukları, astronominin gelişmesine yolaçmıştır. Bu devirde yunanlıların evrenin bir takım boş küreler sisteminin

* Ankara Üniversitesi Eğitim Bilimleri Fakültesi Öğretim üyesi.

den oluştuğu ve dünyanın merkezde olmak üzere diğerlerinin onun etrafında döndüğü şeklindeki teorisinden vazgeçilmiştir.

Yine aynı devirde gökyüzündeki yıldızların büyüklükleri ve uzaklıkları hesaplanmıştır.

Astronomi bilmi için 1540 yılı bir dönüm noktası sayılmıştır. Bu yıllarda Kopernik dünyanın evrenin merkezi olmadığını, öbür gezegenlerle birlikte güneşin etrafında döndüğünü ispatlamıştır. Daha sonraları isimleri hemen aklımıza gelebilecek Kepler, Galileo, Halley gibi pekçok bilgin astronomi ile ilgilenmiştir.

Astronomi konusundaki yoğun çalışmalar özellikle uzay çağı dediğimiz içinde bulunduğumuz çağda pekçok konuda bize yardımcı olmaktadır. Örneğin, haberleşmede. Günümüzde her türlü haberleşme uzayda uydularla sağlanabilmektedir. Anında ses ve görüntü nakli bu yolla mümkün olmaktadır. Bir ülke dünyanın öbür ucundaki bir ülkede olup biteni anında öğrenebilmektedir. Astronomi bilgisinden havada, karada ve denizde ulaşım da yararlanılmaktadır. En basitinden açık bir denizdeki bir gemi yıldızlara bakarak yönünü tayin edebilmektedir. Astronomiden askerlikten tarıma kadar her türlü alanda yararlanma olanağı vardır. Astronominin her türlü zamanlamada kullanıldığı hepimizce bilinmektedir. Günümüzde, örneğin yerleşim gibi pekçok sorununuzun çözümüne astronomi bilgilerimizle erişebileceğimiz anlaşılmaktadır.

Mevcut astronomi bilgimizin genç kuşaklara aktarılması onları gelecekte bu konuyla ilgilenmeye yöneltme ancak ders programlarına bu konuda dersler koymakla mümkün olabilecektir. Fen ve teknik alanlardaki her türlü ilerlemenin hızına erişmenin tek yolu budur.

Yine, tarihi geçmişe bakıldığında astronomiden yararlanma ile astronomi bilgisinin öğrencilere öğretilmesi arasında bir papaleylik görülmektedir. Bu tabii ki bir tesadüf değildir. Örneğin, en eski kavimlerden biri olan Hindlilerin astronomi diye bir ders okuttukları anlaşılmaktadır. Finikelilerde zengin sınıfın çocukları için okutulan derslerin arasında yine astronominin yer aldığı bilinmektedir. Platonun (MÖ 427-347) "Kanunlar" adlı eserinde yer alan eğitim görüşlerinde 16-19 yaşlarındaki çocuklara okutulması gereken dersler arasında astronomi dersi de vardır. Helenizm devrinde (MÖ. 323-31) yüksek öğretim üçlü ve dördümlü yol diye 2 ye ayrılmıştır. Dördümlü yolda aritmetik, geometri ve müziğin yanında astronomiye yer verilmiştir. Bu dördümlü yol antik devirde, ortaçağ manastırlarında ve benzeri pekçok yerde okutulmuştur.

Örneğin, ortaçağ manastırlarında bayrak takvimlerinin hesaplanmasında astronomiden yararlanılmıştır. Aynı şekilde İslamiyette de çok eski devirlerden beri ibadet ve bayram vakitlerinin düzenlenmesinde astromi bilgileri kullanılmaktadır.

Görüldüğü gibi çocuklarımızın günlük hayatta karşılaşacakları pek çok konuyu ve sorunu anlamalarında astronomi bilgisi gerekmektedir. Bu bilim dalının en basit bilgilerinin okullarda okutulmasının gerekçelerini sıralamak çok fazla vaktimizi alabilecektir. Şunu söylememiz mümkündür; okullarımızda okutulan her ders, fizik, kimya, tarih, coğrafya, dersi bir öğrenci için ne kadar gerekli ise astronomi derside o ölçüde gereklidir. Hatta uzayda istasyonların kurulduğu, uzay savaşlarından söz edildiği, uzay silahlarının denendiği, gözlem uydularının kullanıldığı çağımızda astronomi bilgisi diğer bilgilerden daha da değerli olmaktadır.

Ülkemizdeki gelişmelere bakıldığında, bir yandan çocuklarımızı, günün koşullarına göre yetiştirelim derken, diğer yandan uygulamalarımızla bunun tersi bir davranış gösterdiğimiz anlaşılmaktadır. Okullarımızda uygulanan programlarının incelenmesinden bu kolaylıkla görülmektedir.

Astronomi dersinin orta eğitim programlarındaki yerine tarihi gelişim açısından baktığımızda şöyle bir durumla karşılaşmaktayız: Astronomi dersi 1937 yılına kadar ayrı bir ders olarak okutulmuştur. 1937-1974 yılları arasında ise matematik derslerinin 1 ya da 2 saati astronomiye ayrılmıştır. 9. cu Milli Eğitim Şurasının ışığında yayınlanan 15 Temmuz 1974 tarih ve 1797 sayılı Tebliğler dergisinde "Liselerin edebiyat kolunda astronomi okutulmayacaktır" ifadesine yer verilmiştir. Tavsiye niteliğinde olan bu fikir 9 Eylül 1974 tarih ve 1805 sayılı tebliğler dergisinde "1974-76 eğitim yılında uygulamaya konulacak esaslar" içinde yer almıştır. Buna göre liselerin edebiyat kollarının programlarından astronomi çıkarılmıştır. Modern ve klasik fen ve matematik programları uygulayan okul programlarında ise durum şöyledir: Modern fen ve matematik programı uygulayan okullarda zorunlu dersler arasında astronomi dersine raslanmamaktadır. Programlara seçimlik dersler diye dersler konmuştur. Ancak bu derslerin neler olacağı belirtilmemiş okul müdürlerine bu konuda yetki verilmiştir. Okul müdürü ilgili öğretmenlerin ve öğretmenler kurulunun görüşlerini de alarak, okulun ve çevrenin bütün olanaklarından yararlanmak suretiyle kendi okulunun programında yer alacak seçmeli dersler hakkında uygun kararı verecektir" denmektedir. Klasik matematik programı uygulayan okulların program-

larında ise 11.sınıfta “astronomi dersi seçmeli dersler arasına alınmıştır” ifadesi konulmuştur. Özetlemek gerekirse 1974-75 öğretim yılında liselerin edebiyat bölümünden astronomi dersi kaldırılmış, fen bölümlerinde ise seçimlik dersler arasına konmuştur. Ancak seçimlik dersleri açma yetkisi okul müdürlerine bırakılınca astronomi dersi okul programlarından fiilen çıkarılmış sayılmaktadır. Örneğin Ankara da hiçbir okulda seçimlikte olsa bu ders okutulmamaktadır.

Astronomi benim bilim alanım olmamakla beraber lise programlarında 1974-75 öğretim yılından itibaren bu dersin yer almamış olmasının sadece bir eğitim noksanlığı değil, çağdaş bilime de ters düşen bir uygulama olduğunu söylemek isterim. Dilerim ki yetkili eğitimciler çok kısa zamanda programlarda bu derse gerekli yeri versinler. Bu ümitle hepimizi saygıyla selamlarım.

KÜRESEL TRİGONOMETRİ YARDIMI İLE KÜRE ÜZERİNE V KADAR NOKTA YERLEŞTİRME

H. Hilmi HACISALİHOĞLU*

r -yarıçaplı bir süre üzerine, ardışık olarak, aralarındaki uzaklık (küresel uzaklık) aynı olan V kadar noktaların yerleştirilmesi problemi için çözüm kesin olarak polytop teorisinden bilinmektedir [2].

Biz burada cebirsel yönden cevabı bilinen bu soruyu küresel geometri-küresel trigonometri yönünden çözdükten sonra yeni bir çözüm daha a k l a ş ı k ç ö z ü m olarak verdik.

$S_k = 4 \pi r^2$, r yarıçaplı kürenin alanıdır.

$S_{\bar{u}} = \frac{\pi r^2 e}{180}$, küresel eşkenar üçgenin alanıdır,

burada

$$e = 3A - 180$$

dir [1].

m : küre yüzeyini örtebilen aynı cinsten kongrüent eşkenar üçgenlerin sayısı ise

$$m = \frac{S_k}{S_{\bar{u}}} \text{ veya } m = \frac{240}{A-60}$$

dır. Buradan

$$A = 60 + \frac{240}{m}$$

bulunur.

* Gazi Üniv. Fen - Edebiyat Fakültesi Ankara.

Bir küresel üçgende iç açılarının toplamı için bilinen sınırlardan dolayı

$$60 < A < 180$$

veya

$$60 < 60 + \frac{240}{m} < 180$$

veya buradan m için

$$2 < m < \infty$$

bulunur. Eşkenar üçgenin iç açılarından biri A ise

A için

$$(i) A > 60^\circ$$

$$(ii) A < 180^\circ$$

$$(iii) \frac{30}{A} = \text{bir tamsayı (Z)}$$

olmalıdır.

Diğer taraftan

V : Küreyi örten üçgenlerin köşe noktalarının sayısı,

E : Küreyi örten üçgenlerin kenarlarının sayısı,

F : Küreyi örten üçgenlerin yüzlerinin sayısı

olmak üzere Euler-Poincare bağıntısına göre

$$V - E + F = 2$$

dir [3].

$$F = m$$

olduğu aşikârdır. Komşu iki üçgenin bir kenarı çakışık olacağından

$$E = \frac{3 \cdot m}{2}$$

dır. Euler-poincare bağıntısından

$$V = \frac{m + 4}{2}$$

dır. Diğer taraftan V bir pozitif tamsayı ve

$$2 < m < \infty$$

olduğundan

$$m=2k+1, \quad k = 1,2,3,\dots$$

için çözüm yoktur.

$$m=2k, \quad k = 1,2,3,\dots$$

için çözüm beklenebilir.

Ayrıca eşkenar üçgenin A iç açıları ile a küresel kenar uzunlukları arasında

$$2 \cos \frac{a}{2} \cdot \sin \frac{A}{2} = 1$$

dir [1].

Buna göre örneğin

$$m=4 \text{ için } v=4 \text{ ve } A=120^\circ, \quad a=109^\circ 28'$$

dır. Örneğin

$$m=8 \text{ için } V=6 \text{ ve } A=90^\circ, \quad a=90^\circ$$

olur.

V nin en büyük değeri nedir?

(iii) den

$$\frac{360}{A} = \text{tamsayı } (Z)$$

dan $Z \geq 6$ olamayacağına göre $Z=5$ olması halinde $A=72^\circ$ olan en büyük değeri alır. Bu halde

$$m=20, \quad V=12 \text{ ve } a=62^\circ 01'$$

olur.

Y a k l a ş ı m Ç ö z ü m :

$$\varepsilon > 0, \quad A=60^\circ + \varepsilon$$

alalım. $\varepsilon = 1^\circ$ yani $A = 61^\circ$ olsun.

$$m=240, V=122 \text{ ve } a=13^{\circ}50'$$

olur. Bu durumda (iii) sağlanmadığı için çözüm yaklaşıktır.

Tersine, küre üzerine $V=442$ noktayı yerleştirmek istediğimizi düşünelim.

Bu halde

$$\frac{m+4}{2} = 442 \text{ den } m=880, A=60^{\circ} 16'$$

$$a=10^{\circ} 14', \varepsilon=16'$$

olur. ε yerine $16'$ 'dan vazgeçip $10'$ alırsak,

$m=800$ yerine	$m=1440$
$V=442$ yerine	$V=722$
$a=10^{\circ}14'$ yerine	$a=7^{\circ} 54'$

elde ederiz.

Şu halde

$A=72$	için	$V=12$
$A=61^{\circ}$	”	$V=122$
$A=60^{\circ}16'$	”	$V=442$
$A=60^{\circ}10'$	”	$V=722$

olduğunu görüyoruz.

Kaynaklar

- 1- **Kızılrnak, A.**, *Astronomi dersleri*, Cilt 1, Ege Üniversitesi Fen Fakültesi Yayınları, 1964. İZMİR.
- 2- **Coxeter, H.S.M.**, *Regular Polytopes*, Second Edition, Memillan Comp. London. 1963, pp. 1-57.
- 3- **Hacısalihoğlu, H.H.**, *Diferensiyel Geometri*, İnönü Üniversitesi Fen-Edebiyat Fakültesi Yayınları, 1983. Mat. No: 2, Malatya pp: 877.

CELESTIAL REFERENCE SYSTEMS THE ASTROLAB CONTRIBUTIONS

F. CHOLLET*

The reference system problems

The purpose of the astrometry is mainly to study and to quantify the positions and the motions of celestial objects. This may be done only if we can use a celestial reference system.

We can use, following the instrumental capabilities, dynamical or kinematical concept to materialise the reference system. The materialisation is effective and useful when we have the precise coordinates - or the possibility to compute them - of a set of celestial objects. With the high precision, the best celestial reference system could satisfy some properties as stability, density and accessibility.

A reference system is stable when it has no residual rotation. For example the FK4 system presents, relative to the dynamical system, a rotation practically around the z-axis, which induces variations of right ascensions of about, in second of time:

$$(\text{FK4/dyn}) = 0.035 + 0.00085 (T - 1950.0)$$

Since January 1, 1984, the correction are made (on α and $\mu \alpha$) and we are in the FK5 system, where this rotation is removed.

The accessibility means that objects of the reference system could be easy to observe and the density means that it is easy to find objects of the reference system in any part of the sky.

Everybody may understand that, because the techniques of observations are not perfect, the astronomers are obliged to use many different reference systems. The main problem is to connect these different systems to obtain a unique one. Since Newton theory, followed

* Paris Observatory.

by General Relativity, the best system was the dynamical one based on the motion of the Earth-Moon gravity center around the Sun. Now, new techniques such as Very Long Baseline Interferometry (VLBI) and the future Hipparcos satellite, give us the possibility to construct an extragalactic system of high precision and a stellar one connected with the extragalactic system. The extragalactic reference system will be the fundamental system and the stellar system being, as it is always the case, an "interpolation" system.

There remains the problem of connection between the old and the new systems and particularly the connection between dynamical and extragalactic systems. This will be obtained, mainly, by observations of Sun and planets positions in the Hipparcos stellar system. Then the connection of stellar and extragalactic systems give the positions of Sun and planets in the new fundamental system: the extragalactic reference system. As the astrolabe is now able to give positions of planets and Sun in the FK5 system which will be a subset of the Hipparcos system, this kind of instrument may give in the future, an important contribution to connect the stellar and the dynamical systems.

The astrolabe: New possibilities and new programs

The principle of the astrolabe is well known. Let us only repeat that the main quality of this instrument is the compacity of the solid reference constituted by the prism and the mercury surface. The observation consists of obtaining the transit time of the observed objects at a constant zenith distance (about 30° in the classical model). This intrinsic precision is about $0''.15$ to $0''.20$ for one observation. Primitively the astrolabe was used to determine the parameters of the Earth rotation through the measurements of longitude and latitude variations. Since the beginning, in 1956, many observers work to increase the precision and the possibilities of the astrolabe.

The precision is increased if we can give a greater stability to instrumental constant. Some of them are easy to measure and give no problem. The exact zenith distance is not in this case and remain as an unknown with time and latitude. As this zenith distance is defined by the size of the prism it is necessary to increase its stability. For some years we use in CERGA Observatory and now in Paris, prism built in ceramic with very low dilatation coefficient.

The possibilities of the astrolabe may be increased without big problem. In fact the main problem is to increase the field of declination which may be observed. This, which was not easy to do with classical prism, is very simple with new prism. Now, we can easily obtain field of about 120° and more in place of the 60° that we have with the old system. For example, it is now possible in Paris Observatory to observe stars and planets for which the declination is greater than -11° .

Finally to observe the Sun, it is only necessary to add a filter to protect the instrument. This filter is a plate covered by a coat of chromenickel directed toward the Sun. In CERGA Observatory a great plate protect the entire astrolabe but it is not negligible in the definition of the zenith distance. To remove this effect we have, in Paris, put the filter in front of the objective. In this case, only a differential effect may appear.

We construct at CERGA Observatory the solar astrolabe to obtain solar positions. The diameter is also obtained with a precision of $0''.5$ for one observation and since 1978, we have detected variation in the value of the solar diameter of $0''.5$ amplitude and periodicity of about 1000 days. We are doing analysis to detect the oblateness of the sun and, eventually, its variations, which is very important for solar astrophysicists.

It is why we construct a new astrolabe in Paris Observatory: it is very important to confirm (or not) these results, and to contribute to the elaboration of the new celestial reference system.

2.31 M_{\odot} KÜTLELİ KÜRESEL OLMAYAN YILDIZIN EVRİMİ

R. ÇELİKEL* ve D. ERYURT - EZER*

Normal yıldızların evrim hesaplarında küresel modeller kullanılmış ve evrimleri ayrıntılı olarak çalışılmıştır. Dönmenin evrim hesaplarına etkisini konu alan araştırmalarda son yıllarda oldukça yoğunlaşmıştır. Bu çalışmada 2.31 Güneş kütleli YZ Cassiopeiae örnek olarak seçilmiş ve yıldızın enerji kararlılık eşiğinden itibaren evrimi incelenmiştir.

Endal ve Sofia'nın (1976) yıldızların evrim çalışmalarındaki yöntem kullanılarak, normal yıldız evrim denklemleri dönmenin etkilerini içerecek şekilde yeniden düzenlenmiştir. Hesaplamalarda yıldızın toplam açısal momentumu $J = 2.78 \times 10^{51}$ gcm^2/s olarak alınmış ve evrim boyunca korunmuştur. Bu açısal momentum gözlemsel verilerden (Lacy, 1981) elde edilmiştir. Açısal hız dağılımı, yıldızın konvektif bölgelerinde bütünsel, radyatif bölgelerinde ise lokal olarak açısal momentum korunacak şekilde seçilmiştir (Özkara, 1984). Diğer bir deyişle, radyatif bölgeler difransiyel, konvektif bölgeler ise düzgün döndüğü düşünölmüştür.

Dönen yıldızın şekli dönme eksenini yönünde basık elipsoidir. Şekli, ekvator düzleminde merkezden uzaklık, r_{ek} : ekvatoryal yarıçap, dönme eksenini üzerinde merkezden uzaklık, r_{kutup} : kutupsal yarıçap ve aynı hacime sahip kürenin yarıçapı, r_{ort} : ortalama yarıçap belirlemektedir.

Küresel ve küresel olmayan yıldız modelleri için Hertzsprung - Russell diyagramında elde edilen evrim yolları, yıldızın fiziksel parametreleri ve dağılımı incelenmiş, yüzey ve merkez özellikleri karşılaştırılmıştır.

Kaynaklar

- 1- Endal A.S., and Sofia S., 1976. Apj., 210, 184.
- 2- Lacy, C., 1981. Apj., 144, 1008.
- 3- Özkara, N., 1984, O.D.T.Ü., Doktora Tezi.

* Fizik Bölümü O.D.T.Ü. Ankara.

ÖBEK III YILDIZLARINDA IŞINIM GÜCÜ İLE İLKEK VE ÇEKİRDEK KÜTLE BAĞINTILARI

N. KIZILOĞLU* ve D. ERYURT - EZER*

Yıldız evrimlerinin ileri evreleri, genellikle evrim süresinde merkezde oluşan çekirdek kütle tarafından kontrol edilir. Oluşan çekirdeğin büyüklüğü ve fiziksel özellikleri yıldızların son evrim durumlarını belirler.

İlkel kütlesi $M < 3 M_{\odot}$ olan normal yıldızlarda (Öbek I ve Öbek II yıldızları) oluşan helyum çekirdek kütlesi 1.4 güneş kütesinden küçük olduğundan bu yıldızların evrimleri bir helyum beyaz cücesi olarak son bulur.

İlkel kütlesi 10 ile 100 güneş kütesli arasında olan bir normal yıldız karbonu yavaşça yakarak ileri nükleer yanma evrelerine geçebilir ve evrim sonucu oluşan Fe çekirdeği içeren bu normal yıldızın yaşamı bir nötron yıldızı veya kara delik olarak son bulur.

İlkel kütlesi 3-9 güneş kütesli arasında değişen normal yıldızların son durumlarının ne olacağı ise, karbonu yakma evresine kadar kaybedilen kütle miktarına bağlı olduğundan, bugün için tam belirli değildir. Eğer helyum çekirdek 1.4 güneş kütesinden küçük ise karbon yanması olmayacak ve beyaz cüce oluşacaktır. Eğer karbon dejenere helyum çekirdekte yanarsa o zaman bir supernova patlaması yıldızın tamamen yokolmasına neden olabilir.

Verilen bu çekirdek kütle limitlerinin, Öbek III yıldızları için geçerliliğini araştırmak gerekir.

Çift enerji kaynaklı hidrojen ve helyum kabuk yakma evresindeki normal yıldızlar için çekirdek kütlesi ile ışınım gücü arasındaki bağıntılar araştırılmıştır (Paczynski, 1970). Bu bağıntılar, yıldızların ileri evrimleri için literatürde değişik amaçlarla sık sık kullanılmaktadır.

* Orta Doğu Teknik Üniversitesi, Fizik Bölümü, Ankara.

Bu çalışmada, ara kteli bek III yıldızlarının hidrojen ve helyum anakollarında ilkel kütle-ışımın gücü bağıntısı ile çift enerji kaynaklı kabuk yakma evresine girdiğinde çekirdek kütlesi-ışımın gücü bağıntısı araştırılmış ve bu bağıntılar normal yıldızlarınkı ile karşılaştırılmıştır.

Kaynaklar

Paczynski, B., *Acta Astronomica*, 20, 47, 1970.

AÇIK YILDIZ KÜMESİ NGC 2287 (M41)'NİN YAŞ TAYİNİ

İ. KÜÇÜK*, D. ERYURT - EZER*

NGC 2287 (M41), CMa (Büyük köpek) Takım yıldızı bölgesinde yer alan bir açık yıldız kümesidir. ($\alpha = 6^h 42.^m 7, \delta = -20^\circ 38'$). Kümeye ait ilk ayrıntılı fotoelektrik fotometrik çalışma Cox (1954) tarafından yapılmış, PV sistemi kullanılarak 106 adet yıldızın renk ve kadir sınıfları belirlenmiştir. Küme üzerinde fotometrik çalışmalar daha sonra, Eggen (1974, 1981) ile Feinstein ve arkadaşları (1978) tarafından yapılmıştır. Bu gözlemsel verilere dayanarak NGC 2287 için Feinstein ve arkadaşları 6×10^7 yıl, Eggen ise 10^8 yıl bir yaş belirlemişlerdir.

Lavato ve Garcia (1984), bu açık yıldız kümesi üzerine yaptıkları gözlemlerden, kümeye ait yıldızların dönme özelliği gösterdiğini vurgulayarak, 28 yıldızın eksensel dönme hızlarının ölçümlerini vermişlerdir.

Bu son gözlemsel sonuç bizi NGC 2287 için yeni bir yaş tayinine sevketti. Dönmenin etkisi dahil edilerek değişik kütlelerdeki yıldızların evrim çalışmalarından (Ezer ve arkadaşları, 1986) kuramsal izokronlar (eşit yaş çizgileri) çizildi. NGC 2287'ye ait gözlemsel Hertzsprung-Russel (H-R) diyagramı, literatürdeki en son bağlantılar kullanılarak kuramsal H-R diyagramına indirildi. Ana-kol yıldız yoğunluğunun ani azalması ile kendisini belli eden ana-kol'dan dönme noktası ile yaş arasındaki bağlantı araştırılarak, NGC 2287 için bir yaş tasbitine çalışıldı.

Kaynaklar

- Eggen, O.J., 1974. *Ap.J.* **188**, 59.
Ezer, D., Kırbıyık, H., Özkara, N., *Ap. and Sp. Sc.* 1986 (baskıda)
Ezer, D., Cameron, A.G.W., 1967. *Can. J. Phys.* **45**, 3429.

* O.D.T.Ü. Fizik Bölümü, Ankara.

Feinstein, A., Cabrera, A.I., Claria, J.J., 1978. *Astron. Astrophys. Supp.* Ser. 34, 241.

Flower, P.J., 1977. *Astron. Astrophys.* 39, 31.

Levato, H., Garcia, B., 1984. *Ap. Lett.* 24, 161.

CH CYGNI'NİN 1977-1985 PATLAMASI*

M. HACK**, L. RUSCONI**, G. SEDMAK**, C. AYDIN***,
S. ENGİN***, N. YILMAZ***

ÖZET

CN Cygni'nin 1977 de başlayan patlamasının incelendiği bu çalışmada Haute Provence Rasathanesinin 152 cm'lik teleskobu ile alınmış λ 3500-6700 Å aralığında yüksek dispersiyonlu çok sayıda spektrum ile 1978 de fırlatılan IUE uydusu ile Nisan 1978 den Mayıs 1985 e kadar alınan yüksek ve düşük dispersiyonlu UV spektrumları kullanıldı. Aktiflik döneminin 8 yıl sürdüğü bu son patlama önceki iki patlamaya göre daha uzun bir aktiflik dönemi göstermiştir. Bu çalışmada bu son patlamanın aktif dönemi olan 8 yıllık spektrum ve değişimlerin karakteristik özellikleri daha önceki patlamalarla karşılaştırılmaktadır.

CH CYGNI İÇİN BİR MODEL

1965 den 1985 e kadar Haute-Provence Rasathanesinde yapılan uzun ve düzenli gözlemler gösteriyorki: M6 devinin fotosferik çizgilerinin radyal hız değişimindeki dağılım, hatadan değil yörüngesel hareketten olmalıdır. M6 devininkilerle zıt fazda radyal hız değişimi gösteren izinli ve yasaklanmış emisyonların olduğu yer, sıcak bir cismin varlığını göstermelidir. Böylece en uygun model bir M6 devi ve bununla hemen hemen aynı kütleli ve patlamaların meydana geldiği bir disk tarafından çevrilmiş sıcak bir bileşenden meydana gelmiş bir çift sistem modelidir.

* C.Aydın'ın sunduğu ve kısa bir özetinin burada verildiği bu çalışma Astron. Astrophys. 159, 1986'da basılmıştır.

** Trieste Observatory, Trieste-Italy.

*** A.Ü. Fen Fak. Astronomi ve Uzay Bil. Böl. Ankara.

Diğer gözlemsel olaylar şunlardır:

- 1- Patlamanın başlangıcından itibaren sıcak kontinumda tedrici artma ve sona ermeden önce kaybolması.
- 2- Patlamanın başlangıcında ortaya çıkan ve mavi kontinumun kaybolmasından bir kaç ay sonra kaybolan çok sayıda izinli ve yasaklanmış emisyon çizgileri.
- 3- Patlamanın sonunda yoğunluk azalması (Fe II ve [FeII] lerin şiddet oranları, 1906/1909 CIII oranı, mavi kontinumun kaybolması ve ısrarlı emisyon çizgilerinin gösterdiği).
- 4- Patlamanın sonunda Balmer ve HeI emisyonlarının genişlemesi.
- 5- HeI emisyon çizgilerinin, metalik iyon absorpsiyon çizgilerinin, Balmer çizgileri ve CaI rezonans çizgilerinin ve CaII ve MgII rezonans çizgilerinin şiddet değişimi ve radyal hız değişimlerinin farklı davranışları.
- 6- Bu olaylara ek olarak son zamanlarda radyo (Taylor ve Seaquist 1985), IR (Viotti 1985) ve X- ışın gözlemleri (Leahy ve Taylor 1985) CH Cygni ile bağlantılı bileşik bir radyo kaynağının varlığını göstermektedir.

Tekrarlayan novalar + simbiyotik yıldızlar ve özellikle de CH Cygni uzun ve çok uzun yürünge periyotları nedeniyle genellikle ayrı sistemlerdir. Bu nedenle toplanma diski, kırmızıdan büzülen yoldaşa doğru giden rüzgar tarafından maddenin birikmesi ile meydana gelmektedir. Bunun sonucu olarak patlamalar, cüce novalardan çok daha uzun aralıklarla meydana gelebilirler. CH Cygni'de patlamanın artan kısmı boyunca diskin gittikçe daha kalın ve daha yaygın bir hale geldiğini gözlemliyoruz.

Bir patlamanın süresi ve birbirini izleyen iki patlama arasındaki zaman aralığı yörüngenin eliptikliğine bağlı olarak değişir. Eğer disk patlama için kritik kütleyle enberi noktası yakınında erişirse aktivite, enöte yakınında erişmiş olmasına göre daha uzun olabilir.

CH Cygni'de X-ışını salındığının EXOSAT ile keşfi (Leady ve Taylor 1985), gösteriyor ki diskin daha dış katmanlarının yok olması daha derin sıcak iç kısımlarının gözlenmesini mümkün kılmaktadır.

Yıldızı çevreleyen genişleyen kabuk kırmızı devden kütle kaybı olduğunu göstermektedir. Bu kütle kaybının

$$\frac{dM}{dt} = - 4 \pi r^2 N_e m_H V$$

bağıntısının kullanılması ile patlama esnasında 10^{-6} M/y ve patlamanın bitiminde 10^{-8} M/y olduğunu bulduk.

Sonuç olarak, her ne kadar CH Cygni için önerilen model, M6 III spektrel tipinden bir baş yıldız ile az parlak bir yoldaşdan meydana gelmiş ve periyodu yaklaşık 15 yıl olan bir çift sistem olduğunu, yoldaş ve baş yıldızın hemen hemen aynı kütleyle sahip olduğunu ve yoldaş saran bir toplanma diskinin olduğunu ve bunun tayfinin patlama esnasında gözlenebildiğini söyleyebiliyorsa da hala birçok noktayı açıklamak güçtür.

Bütün bu olaylar oldukça karışık bir yapı ve patlamanın olduğu bölgede geniş bir sıcaklık gradienti olduğunu göstermektedir. CH Cygni için daha doyurucu bir model ancak tam bir yörünge radyal hız eğrisi elde edildiği ve diğer patlama olayları iyi bir biçimde incelendiği zaman elde edilebilir.

Kaynaklar

- Taylor, A.R., Seaquist, E.R., 1985. *IAU Circular* No: 4055.
 Viotti, R., 1985. *Personal Communication*.
 Leahy, D.A., Taylor, A.R., 1985. *Personal Communication*.

OF YILDIZLARINDA P CYGNI TİPİ ÇİZGİLERDEN N VE C BOLLUĞUNUN BELİRLENMESİ

R. STALIO*, D. KOÇER**, Ç. BOLCAL**, Ümit KIZILOĞLU***

Of yıldızları O yıldızlarının artan sıcaklık yönünde bir uzantısı olarak bilinmektedir. Bu yıldızların diğer O yıldızlarından farklı özellikler gösterdiği ilk defa 1930 da J.S. Plaskett ve arkadaşları ileri sürmüştür (1930). Gerçekte O yıldızlarından çok farklı özellikler göstermemekte ancak çevresini saran hareketli ve sıcak zarf nedeniyle mor-ötesi tayfında P Cygni tipi profilleri oluşmaktadır.

Of yıldızları W-R yıldızları gibi iki gruba ayrılmaktadır, C ve N yıldızları. (Underhill, 1966-HACK 1970). Bu çalışmada amaç P Cygni profilleri ile kütle kaybı hesabından yararlanarak OF yıldızlarında C ve N bolluğunun belirleneceğini göstermektir.

Küresel simetrik ve genişleyen bir zarfta resonansscattering varsayımı altında oluşan P Cygni profillerinin şekli, zarfın $T_{rad}(v)$ radyal optik derinlik ve $v(r)$ radyal akış hızına bağlı olarak oluşur.

Madde akışının terminal hızı v_{∞} , ve yıldızın fotosferik yarıçapı R_* 'a göre, akış hızının ve radyal uzaklığın normalize değerleri $W(r) = v(r)/v_{\infty}$, $x = r/R_*$ alınarak, zarfın hız alanı, $\omega(x) = \omega_0 + (1 - \omega_0)(1 - 1/x)^{\beta}$ şeklinde belli sınırların sağlayacak hız fonksiyonu olarak belirlenebilir. β , fonksiyonun şeklini gösteren bir parametredir. (Castor et al 1979, Gathier et al, 1981).

Diğer taraftan radyal optik derinlik

$$T_{rad}(v) = \frac{\pi e^2}{m c} f \lambda_0 n_i(r) \left(\frac{d v}{d r} \right)^{-1} \quad (1)$$

şeklinindedir. Burada $n_i(r)$ iyon yoğunluğu dv/dr zarftaki hız değişimi, diğerleri ise bilinen atomal büyüklüklerdir.

* O.A.T. Trieste-ITALYA.

** B.Ü. Kandilli Rasathanesi ve Deprem Araş. Ens. İSTANBUL.

*** O.D.T.Ü. Fizik Bölümü, Ankara.

Hızları ω_1 ve ω_2 olan iki nokta arasındaki toplam optik derinlik (1) denkleminde

$$t(\omega_1, \omega_2) = \int_{\omega_1}^{\omega_2} T_{\text{rad}}(\omega) d\omega = \frac{\pi e^2}{mc} f \frac{\lambda_0}{v_\infty} \int_{r(\omega_1)}^{r(\omega_2)} n_i(r) dr \quad (2)$$

şeklinde elde edilir. Burada

$$N_i(\omega_1, \omega_2) = \int_{r(\omega_1)}^{r(\omega_2)} n_i(r) dr \quad (3)$$

kolon yoğunluğu olarak adlandırılır.

Diğer taraftan $\dot{M} = 4 \pi r^2 \rho v$ süreklilik denklemi göz önüne alınıp, iyon yoğunluğu

$$n_i = q_i A_i n_H / \rho$$

şeklinde ifade edilirse, bu iki denklemden

$$n_i = q_i A_i n_H / \rho \frac{\dot{M}}{4 \pi r^2 v}$$

elde edilir. Burada $q_i = n_i/n_E$ elementin iyon oranı $A_i = n_E/n_H$ elementin hidrojene göre bolluğudur. Böylece normalize radyal uzaklık ve hız göz önüne alınır

$$n_i = q_i A_i n_H / \rho \frac{\dot{M}}{4\pi R_*^2 v_\infty \omega(x)} \quad (4)$$

elde edilir.

Kolon yoğunluğu ise (3) ve (4) kullanılarak

$$N_i(\omega_1, \omega_2) = q_i A_i n_H / \rho \frac{\dot{M}}{4 \pi R_*^2 v_\infty} \int_{x(\omega_1)}^{x(\omega_2)} \frac{dx}{x^2 \omega(x)}$$

şeklinde bulunur. Sonuç olarak, kütle kaybı için

$$\dot{M} \sim R_* v_\infty N_i [A_i q_i]^{-1} \quad (5)$$

ifadesi bulunur.

Aynı parlaklıkta, bir ON ya da OC yıldızı ve O yıldızı için (5) denkleminde

$$\frac{\dot{M}}{\dot{M}'} = \frac{R_* v_\infty N_i}{R_*' v_\infty' N_i'} \frac{A_i'}{A_i} \text{ olur.} \quad (6)$$

Burada kütle kaybı miktarları

$\log \dot{M} = -4.83 + 1.42 \log (L/10^6) + 0.61 (R_*/30) - 0.99 \log (M/30)$
şeklinde O3-B9 tayfsal tip ve V-I_a parlaklık aralığında Of yıldızlarını da kapsayan bağıntıdan elde edilebilir. (Lamers H.J.G.M - 1981).

v_∞ terminal hız ve N_i kolon yoğunlukları, kabul edilen modele göre, kuramsal ve gözlemsel P Cygni profilleri karşılaştırılıp, (2) ve (3) bağıntıları kullanılarak elde edilebilir. Böylece (6) bağıntısından ON ve OC yıldızları için N ve C bolluğu hesaplanır.

Kaynaklar

- Plaskett, J.S., Pearie, J.A., 1930. *Publ. Dominion Astrophys. Obs.* **5**, 1.
- Underhill, A.B., 1986. *The Early Type Stars* D. Reidel Publishing Company.
- Hack, M., Struve, O., 1970. *Stellar Spectroscopy, Peculier Stars OAT*.
- Castor, J.I., Lamers, H.J.G.L.M., 1979. *The Astrophys. J. Supp Series* **39**, 481.
- Gather, R., Lamers, H.J.G.L.M., Snow, T.P., 1981. *The Astrophys. J.* **247**, 173.
- Lamers, H.J.G.L.M., 1981. *The Astrophys. J.* **245**, 173.

CH CYG YILDIZININ SON GÖZLEMLERİ*

S. ENGİN***, M. HACK**, N. YILMAZ***

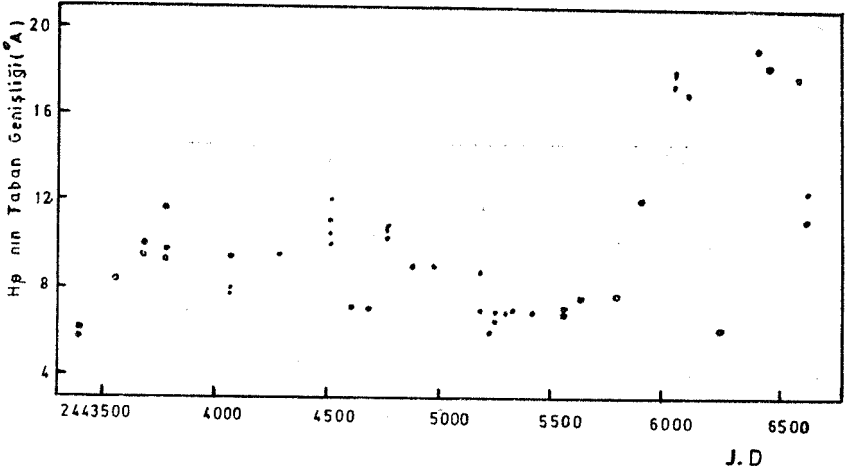
CH Cygni yıldızının parlaklığı, 1977 de başlayan son patlamada şimdiye kadar gözlenen en yüksek değere erişmiştir. 1981 de $V_{\max} = 5^m.5$ e ulaşıyor ve 1984 ortalarına kadar ortalama bu değer civarında kalıyor. 24 Temmuz 1984 de bir hafta içinde UBV parlaklıkları 1^m kadar azalıyor. Bundan sonraki iki haftada tekrar $0^m.2$ kadar sönükleşiyor. Mayıs-Haziran 1985 e kadar parlaklıkta önemli bir değişme görülüyor, fakat bu tarihlerde yine 0.5 den daha büyük bir sönükleşme gözleniyor. Parlaklıkta 1984 Temmuz'unda başlayan bu ani düşmelere, UV ve Optik bölgede de büyük tayfsal değişimler eşlik etmektedir. Ocak-Mayıs 1985 te alınan tayflarda mavi-mor sürekli tayfı ortadan kalkıyor, yani tayfta M6 III yıldızının tayfı ile geniş kanatlı Balmer ve Lyman emisyon çizgileri görülmektedir. Ayrıca 3868 [Ne III], 5007 [O III] emisyon çizgileri görülmeye başlıyor ve bunların şiddeti Temmuz 1985 de max. a erişiyor.

$H\beta$ ve $H\gamma$ nın taban genişlikleri (Şekil 1) Temmuz 1984 e kadar fazla bir değişim göstermezken (~ 500 km/sn) Kasım 1984 ten sonra hızla artarak ~ 1200 km/sn ye ulaşıyor. Fakat 1985 Temmuz'unda aniden 400 km/sn ye düşüyor. Ne yazık ki bu tarih civarında alınmış bir tek tayfımız var. Bu tayf birçok bakımdan büyük farklılıklar gösteriyor. İlk Balmer çizgileri patlama süresince daima iki tepeli (iki emisyon arasında absorpsiyon) görünürken bu tayfta tek tepeli, yani zayıf bir emisyon halinde görülüyor. Mikolajewski and Tomov (1986) da Mayıs-Eylül 1985 arasında $H\beta$ ve $H\gamma$ yı tek tepeli gördüklerini belirtiyorlar. Bu durum, Balmer profillerinin oluştuğu maddenin yok oluşu veya örtülmesi ile açıklanabilir. Ayrıca bu absorpsiyon bileşeninin radyal hızları, iyonlaşmış metallerin radyal hızlarına benzemektedir ve M6 dev yıldızının

* Bu çalışma S. Engin tarafından sunuldu.

** Trieste Observatory, Trieste-Italy.

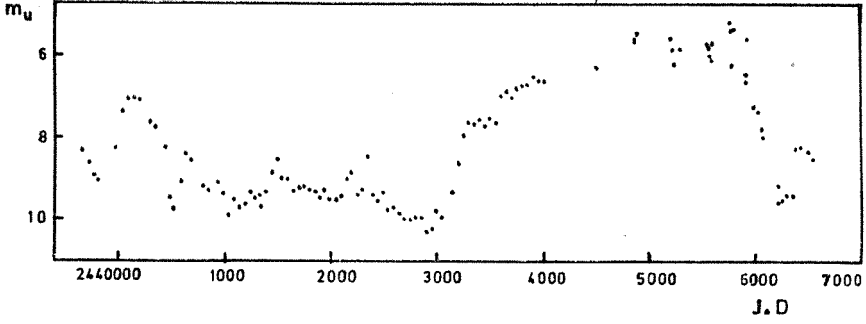
*** A.Ü. Fen Fak. Astr.ve Uzay Bil. Böl., Ankara.



Şekil-1

radyal hız değişimi ile antifaz halindedir. O halde sıcak bileşenin ve onun etrafında olduğu kabul edilen yığılma diskinin hareketini yansıtmaktadır. Bu durumda CH Cyg de tek tepeli zayıf H profiline gözlenmesi, dönen ve muhtemelen genişleyen bir disk veya zarfın örtülmesi ile açıklanabilir.

H β ve H γ nin emisyonları Mart-Ekim 1985 arasında minimum olurken CH Cyg nin UV ışınımı da minimum olmaktadır (Mikolajewska, Selvelli, Hack, 1986). Halbuki görsel parlaklıktaki sönükleşme bu dönemde küçüktür. Etkinliğin maksimum olduğu 1981-82 de UV akısı da maksimumdur. Eğer mavi-mor kontinumun meydana geldiği diskin örtülmesi söz konusu ise yıldızın U parlaklığının değişimi de bize bunu göstermelidir. Bunun için son 20 yılda gözlenen UBV parlaklıklarından yararlanarak CH Cyg nin U kadirindeki değişimi inceledik (Şekil 2). 16 yıl önce de benzer şekilde U parlaklığında bir minimum görülmesi ilginçtir. JD 2440630 civarında bir flare meydana geldiğini kabul edersek iki minimum da pratik olarak aynı geometriye sahiptir. 1967-70 patlamasında U parlaklığı son patlamadakinin 2^m daha küçüktür ama her iki minimumda ve minimumdan sonra U parlaklığı hemen hemen aynıdır. Ayrıca minimumlar arasında ~ 5750 gün vardır. Bu da Yamaçita ve Maehara'nın verdiği 5750 günlük tayfsal periyoda uygundur. Her iki minimumun da benzer şartlarda meydana geldiği dikkati çekiyor. Her ikisi de patlama fazının sonuna doğru meydana geliyor. O halde



Şekit - 2

CH Cyg nin patlaması, her iki bileşenin yörüngesel durumuna bağlıdır denebilir. Kısaca 1969 ve 1985 te kısa bir zaman için gözlenen tayfsal ve fotometrik değişimler sıcak ve aktif bir bileşenin soğuk bir dev tarafından örtülmesi ile açıklanabilir.

Kaynaklar

Mikolajewski, M., Tomow, T., 1986. *MNRAS*, 219, 13 p.

Mikolajewska, J., Selvelli, P.L., Hack, M., 1986, *IAU Coll. No: 93*.

β LYR ÇİFT YILDIZININ UV TAYFI*

M. HACK**, C. AYDIN***, S. ENGİN***, N. YILMAZ***

β Lyr 12.9 günlük bir döneme sahip yakın bir çift yıldızdır. Bu yıldız B8'' tayf türünden olup daha kütleli yoldaş yıldızla doğru kütle aktarmaktadır. Aktarılan bu kütle yoldaşın etrafında bir toplanma diski oluşturmuştur, ayrıca sistemi çeviren bir de yaygın bir zarf vardır.

Sürekli akının evre ile değişiminden λ 1900–2000 Å bölgesinde II. min. daki akının örtülme dışındaki akıya çok yakın olduğu görülmektedir. Bundan bu dalga boyundaki akının çoğunun yoldaşın yakınında örtülmeyen yaygın bir bölgeden geldiği düşünülebilir. Tayflar da bu bölgede çok sayıda P Cyg profili gösteren yaygın kanatlı Fe III salma çizgilerinin olduğunu göstermektedir. Fe III salma çizgileri $\varphi = 0,92$ evresinde max. şiddetle olup $\varphi = 0,5$ evresinde daha zayıftır. Ayrıca I min. da bu evrede daha az derindir. Bu birincinin civarında da başka bir Fe III salma çizgisinin kanıtı olabilir.

λ 1280 Å ve λ 3012 Å dalgaboylarındaki akı oranlarının Krucz (1979) un modelleri ile karşılaştırılmasından bu yıldız için $T_e = 9500$ °K, (model bu sıcaklıkta g ye pek hassas değil) yoldaş yıldız için $T_e = 11000$ °K $\log g = 4$ veya $T_e = 12000$ °K, $\log g = 2$ değerleri elde edildi. Görüldüğü gibi yoldaş yıldız tayfta görülen CIV, NV gibi yüksek iyonizasyon seviyelerine ilişkin çizgilerin varlığını açıklayacak kadar sıcak değildir. Bu çizgileri meydana getiren enerji mekanik veya manyetik enerji gibi termal olmayan bir enerji olabilir ve bu enerji baş yıldızdan yoldaş yıldızla doğru madde aktarımı sırasında parçacıklar arasındaki etkileşimden meydana gelebilir.

Fotosferik çizgilerin radyal hızları $\varphi = 0,25$ evresinde -180 km/sn $\varphi = 0,75$ evresinde $+180$ km/sn dir. Çevrel (circumstellar) çizgiler ise

* Bu çalışma N. Yılmaz tarafından sunuldu.

** Trieste Observatory Trieste-Italy.

***A.Ü. Fen Fak. Ast. ve Uzay Bil. Böl. Ankara.

çeşitli iyonlara göre -150 , -100 km/sn arasında bir genişleme hızı verirler. CIII 1175 çizgisinin radyal hız değişimi, bilhassa $\varphi = 0$, $\varphi = 0,5$ evresi arasındaki kısmı fotosferik çizgilerin radyal hız eğrisi ile 180° antifazda görülüyor. Bu çizgi yoldaşa ilişkin bir çizgi olabilir.

ULUSAL GÖZLEMEVİ YER SEÇİMİ ÇALIŞMALARI

Z. ASLAN**, C. AYDIN**, Z. TUNCA****, O. DEMİRCAN*****,
İ.E. DERMAN**, O. GÖLBAŞI***, A. MARŞOĞLU*

Üniversitelerimizde astronomi ve Uzay bilimleri alanında eğitim, öğretim ve araştırma çalışmalarının çağdaş düzeyde sürdürülebilmesi için bir ulusal gözlemevine 1965 lerden bu yana gittikçe artan bir şiddetle gereksinme duyulmaktadır. Bir ulusal astronomi gözlemevi için en iyi yerin saptanması amacıyla Türkiye Bilimsel ve Teknik Araştırma Kurumu (TÜBİTAK) nun desteği ile Üniversitelerimizin 1979 da başlattığı ve 1 Nisan 1983 den sonra TÜBİTAK bünyesinde güdümlü proje olarak sürdürülen çalışmalar 1 Nisan 1986 tarihinde başarı ile sonuçlanmıştır. Ankara Üniversitesinde yapılan üç günlük bu Ulusal astronomi toplantısında yer seçim çalışmalarının aşamaları ve sonuçları proje yürütücülerinden 4 saatlik bir sürede özetlenmiştir. Çalışmalar yüksek dağ tepelerinde oldukça zor koşullar altında farklı üniversitelerden 30 genç astronomun aktif çalışmaları ve üniversitelerimizin Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü ya da Anabilim Dalı başkanlarının manevi desteği ve danışmanlığıyla sürdürülmüştür. Son altı yıllık çalışmalar sırasında TÜBİTAK başta olmak üzere Devlet Meteoroloji İşleri Genel Müdürlüğü, Tarım ve Orman Genel Müdürlüğü, Harita Genel Müdürlüğü, Kara Kuvvetleri Komutanlığı, Muğla, Antalya ve Adıyaman illerinin Valilikleri, Kızılay, Greenwich Gözlemevi Müdürlüğü, Uluslararası Astronomi Birliği gözlemevi yerleriyle ilgili Komisyon Başkanlığı gibi birçok kuruluştan para, alet ve bilgi desteği sağlanmıştır. Çalışmaların başarıya ulaşmasında temel oluşturan bu yardımlar şükranla hatırlanacaktır. Ulusal gözlemevi gereksinmesini ortaya koyup çalışmaları başlatan Prof. Dr. Nüzhet Gökdoğan ve merhum Prof. Dr. Abdullah Kızıl-

* İ.Ü. Fen Fak. Astronomi ve Uzay Bil. Böl. İstanbul.

** A.Ü. Fen Fakültesi, Ankara.

*** B.Ü. Kandilli Rasathanesi, İstanbul.

**** E. Ü. Fen Fak., İZMİR.

***** O.D.T.Ü. Fizik Bölümü, ANKARA

ırmak'ın katkıları unutulmayacaktır. Yer seçimi çalışmalarının sonraki aşamalarında çalışmaları destekleyen tüm astronomlara (özellikle yöneticilere) katkıları için minnettarız.

Benzeri az görülen kapsamlı ve yoğun bir çalışmayla Ulusa' Gözlemevi Yer Seçimi çalışmaları tamamlanmış ve gerekli koşulları en iyi sağlayan yer saptanmıştır. Gelecekte bu yerde kurulacak modern bir astronomi gözlemevi çağdaş eğitim, öğretim, eleman yetiştirme, teknolojinin gelişmesi, batıyla bilimsel işbirliği, gözlemsel astronomide araştırmaların hızlanması gibi konularda ve genel olarak uzay çağına ayak uydurmada önemli bir kurum oluşturacaktır. Bu inanışla ve şimdiye kadar bu yolda harcanan para ve emeğin boşa gitmemesi dileğiyle aşağıda Ulusal Gözlemevi Yer Seçimi Çalışmaları'nın aşamaları ve sonuçları öz olarak verilmektedir.

1. Devlet Meteoroloji İşleri Genel Müdürlüğü'nün (DMİGM) yayınladığı uzun yılları kapsayan meteoroloji verileri tarandı. Bulutluluk, nishi nem, sis, rüzgar hızı bakımından Türkiye'de optik astronomi gözlemevi için en uygun bölgenin Güneybatı ve Güneydoğu Anadolu bölgeleri olduğu belirlendi.

2. DMİGM'nün Meteosat ve NOAA-7 uydularından aldığı bir yıllık görsel kırmızı ötesi görüntüleri tarandı. Antalya Körfezi çevresi ile Güneydoğu Anadolu Bölgesinin Türkiye genelinde daha az bulutlu olduğu saptandı. Görüntülerin ayırma gücünün yeterli olmaması nedeniyle bulut örtüsünün üstünde görünen dağların olup olmadığı belirlenememiştir.

3. Güneydoğu ve Güneybatı Anadolu bölgelerinde yerinde yapılan incelemelerden sonra yer seçimi gözlemlerinin yapılacağı en uygun dört aday dağ saptanmıştır. Bunlar Kurdubaşı tepesi (Muğla), Bozdağ (Ödemiş), Bakırhitepe (Antalya) ve Nemrutdağı (Adıyaman) dır.

4. DMİGM'nün İzmir, Isparta ve Diyarbakır'da sürdürdüğü "radiosonde" gözlemlerinin beş yıllık (1980-84) verileri taranmış ve sıcaklık dönüş katmanının (DK) oluş sıklığı ve oluş yüksekliği incelenmiştir. Karasal iklimden beklenildiği gibi Diyarbakır bölgesinde yalnız yüzey DK oluşmaktadır. Güneybatı Anadolu Bölgesinde kararlı ve alçak DK oluşumu sık değildir. İzmir bölgesinde zamanın % 37 sinde, Isparta bölgesinde % 21 inde çökme DK oluşmaktadır. Çökme DK larının ortalama yükseklikleri 2500 m yöresindedir.

5. Seçilen dört aday dağda ikişer ikişer eş zamanlı olmak üzere Nemrutdağı'nda bir, diğerlerinde iki gözlem mevsimi gözlem yapıldı.

Gece bir saat aralıklarla kutup yıldızının fotoğrafı çekildi, bulutluluk, nisbi nem, sıcaklık, rüzgar hızı ve yönü ölçüldü. Kutup yıldızının izleri, Lick Gözlemevinde getirilen standard izlerle tek tek karşılaştırılarak saatlik astronomik görüş elde edildi. Tüm gözlemler günlük, aylık ve yıllık ortalamalar halinde çizelgelere ve şekillere aktarıldı ve gözlem yapılan tepeler bu ölçümler açısından karşılaştırıldı. Sonuç olarak Bakırhitepe'nin hemen her bakımdan diğerlerinden üstün olduğu görüldü. Ortalama görüşü 0.8 açı saniyesinden küçük olan gecelerin yüzdesi bakımından önde bulunan Nemrutdağı'nda görüşün rüzgar hızına bağlı olduğu ve rüzgar hızının yüksek olması nedeniyle Nemrutdağı'nın ortalama görüşte ve kullanılabilir gece sayısında üstünlüğünü yitirdiği anlaşıldır.

6. Ölçüm yapılan dağlar astronomik görüşü aynı yöntemle ölçülen dünyanın en iyi optik gözlemevi yerleri ile karşılaştırıldı. Türkiye'deki dağların kara içi dağları arasında en iyi durumda, ada ve kıyı dağları arasında da kötü durumda olmadıkları görüldü. Bu demektir ki Türkiye optik gözlemevleri için astronomik koşulları iyi olan ülkelerden biridir.

7. Bakırhitepe'de Mayıs-Ekim arasında gecelerin % 20 sinde astronomik görüş 1.0 açı saniyesinden küçük, % 65 inde 1.5 açı saniyesinden küçüktür. "Yaz" (Haziran-Ekim) aylarında gece karanlık sürenin yaklaşık % 90 mda, "kış" (Kasım-Mayıs) aylarında yaklaşık % 50 sinde gök açıktır. Bu özellikleri ile Bakırhitepe dünyanın en iyi optik gözlemevi yerlerine eşdeğer konumdadır.

Bakırhitepe üstün astronomi ve meteoroloji koşullarına sahip olmanın yanında fazla emek ve para harcamadan gözlemevi kurulabilecek ulaşımı kolay, yakınında elektrik ve suyu olan ideal bir yer olarak görülmüş ve Ulusal Astronomi Gözlemevi yeri olarak önerilmiştir.

Bugün Uluslararası Astronomi Birliğinin koyduğu standartlara göre ışık ve hava kirlenmesinden oldukça uzak olan Bakırhitepe'nin, gelecekte gözlemevi buraya kurulacaksa, bir an önce ışık ve hava kirlenmesine karşı korunmaya alınması gerektiği önemle vurgulanmıştır.

HD 199497 ÖRTEN ÇİFTİNİN FOTOMETRİK ANALİZİ

C. SEZER*, Ö. GÜLMEN*, N. GÜDÜR*

HD 199497 = BD + 19° 4574 = AGK3 + 19° 2119 (m_{pg} : 8^m.8, Tayf türü: G5) yıldızının bir örten çift olduğu 1966 yılında Bond tarafından bulunmuş ve daha sonra fotoelektrik olarak gözlenerek 0^m.15 genlikli, 0.3638 gün dönemli yeni bir W UMa türü örten çift olduğu ortaya konmuştur (Bond, 1976).

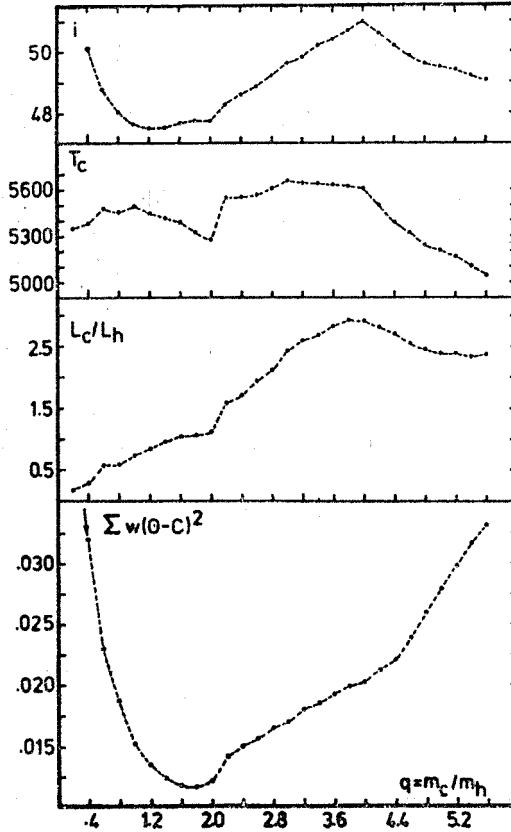
Hakkında başkaca bilgi bulunmayan yıldız, gözlem programımıza alınarak 1982 yaz döneminde Ege Üniversitesi Rasathanesinin 48 cm.lik Cassegrain teleskobu ile 6 gece gözlenmiştir. Gözlemlerde EMI 9781A fotokatlandırıcı tübü ile B, V renk süzgeçleri kullanılmıştır. BD + 19° 4568 mukayese ve BD + 19° 4576 denet yıldızı olarak seçilmiştir. Herbir renkte toplam 194 gözlem noktası elde edilmiştir. Mukayese yıldızının gözlemlerinden herbir gece için B, V renklerinde hesaplanan atmosfer sönmükleştirme katsayıları kullanılarak tüm fark gözlemleri (değişen-mukayese) atmosfer sönmükleştirmesinden arındırılmıştır. Gözlenen 3 baş, 4 yan minimumdan yararlanılarak yeni ışık öğeleri Sezer ve arkadaşları (1984) tarafından aşağıdaki gibi belirlenmiştir.

$$\text{JD Hel MinI} = 24\ 45\ 146.40.91 + 0^d.3638368.E.$$
$$\begin{array}{ccc} & \pm 9 & \pm 4 \end{array}$$

Işık eğrileri, yakın çift yıldızlar için en iyi çözüm yöntemlerinden olan Wilson-Devinney (1971) yönteminin Wilson (1984) tarafından geliştirilen yeni biçimi ile çözümlenmiştir. Herbir renkteki 194 gözlem noktasından 49 normal nokta oluşturulmuş ve herbir noktada yer alan gözlem sayısına göre ağırlık verilmiştir. Sıcak bileşenin kutup sıcaklığı, HD kataloğunda verilen G5 tayf türüne karşılık Popper (1980)'den 5780 K alınmıştır. Kenar kararım katsayıları Grygar ve arkadaşları (1972)'nden B renginde $x_h = x_c = 0.85$, V renginde $x_h = x_c = 0.66$, çekim kararım katsayıları Lucy (1967)'den $g_h = g_c = 0.32$, bolometrik albedoları Rucinski (1969)'den konvektif atmosfere karşılık $A_h = A_c =$

* E.Ü. Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bil. Böl. Bornova-İZMİR.

0.5 alınmıştır. Bu parametreler tüm yaklaşımlarda sabit tutulmuştur. Kütle oranı hakkında elimizde hiçbir bilgi bulunmadığından 0.2 den başlayarak 0.2 aralıklarla 5.6 ya kadar değişen kütle oranları sabit tutularak çözüm takımları elde edilmiştir. Bu çözümlerde i , T_c ve L_h parametreleri sürekli olarak serbest bırakılmıştır. Herbir kütle oranı için çözüm takımları elde edilerek $\Sigma W(O-C)^2$ değerlerinin kütle oranına karşılık değişimi araştırılmış ve oldukça iyi belirlenmiş bir minimum verdiği görülmüştür (Şekil 1).



Şekil 1. HD 199497 Yıldızı için varsayılan kütle oranlarına ($q=m_c/m_h$) karşılık: eğiklik (i), ikinci yıldızın sıcaklığı (T_c), ışınım oranı (L_c/L_h) ve $\Sigma W(O-C)^2$ parametrelerinin değişimi.

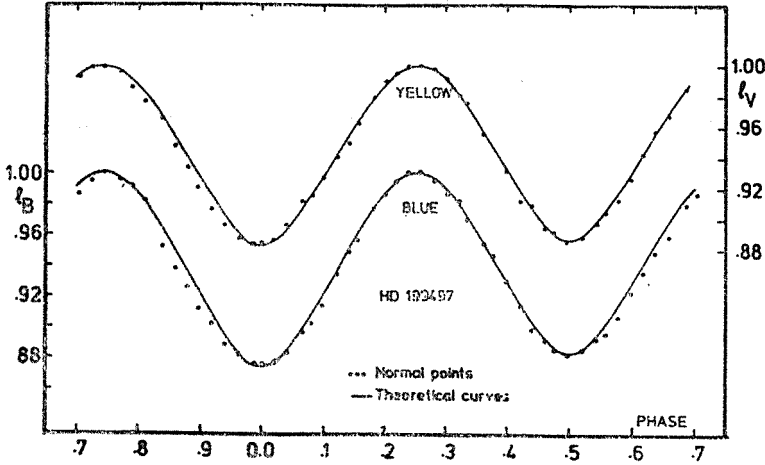
Buradan bulunan 1.8 değeri kütle oranının giriş değeri alınıp yukarıdaki değişken parametrelere (i , T_c , L_h) eklenerek herbir renkte kesin çözümler elde edilmiştir (Çizelge 1). Çözüm sonuçları ile elde edilen ku-

Çizelge 1. HD 199497 Yıldızının Fotometrik Ögeleri.

Elements	Blue	Yellow
i	$47^{\circ}.62 \pm 0^{\circ}.28$	$48^{\circ}.48 \pm 0^{\circ}.42$
T_h	5780 K	5780 K
T_c	5487 ± 53 K	5704 ± 51 K
$\Omega_h = \Omega_c$	4.8555	4.9305
q	1.72 ± 0.21	1.78 ± 0.28
$L_h/(L_h + L_c)$	0.449 ± 0.030	0.384 ± 0.032
$L_c/(L_h + L_c)$	0.551	0.616
r_h (pole)	0.312 ± 0.010	0.309 ± 0.012
r_h (point)	0.444 ± 0.012	0.441 ± 0.015
r_h (side)	0.326 ± 0.010	0.323 ± 0.013
r_h (back)	0.358 ± 0.010	0.355 ± 0.012
r_c (pole)	0.402 ± 0.010	0.404 ± 0.013
r_c (point)	0.556 ± 0.012	0.559 ± 0.015
r_c (side)	0.426 ± 0.012	0.428 ± 0.015
r_c (back)	0.454 ± 0.011	0.457 ± 0.014
$\Sigma_w (O-C)^2$	± 0.0117	± 0.0097

ramsal ışık eğrileri (Şekil 2) gözlemlerle gayet iyi uyuşmaktadır (Sezer ve arkadaşları, 1985).

Sistemin renk eğrisinde değişme görülmediği için bileşenlerin atmosfer parametreleri yaklaşık eşit varsayılmış ve çözümler degen durum için geçerli olan MODE 6 da yapılmıştır. Değişik modlarla yapılan denemeler de bizi daima degen biçime götürmüştür. Sistemin ışık deği-



Şekil 2. HD 199497 Yıldızının normal noktaları ve Çizelge 1'de verilen parametrelere göre elde edilen kuramsal eğrileri.

şim genliği $0^m.14$ dolayında olup değen yıldızlarda karşılaşılan değerlerden daha küçüktür. Bu durum muhtemelen sistemin yörünge eğikliğinin ($i \sim 48^\circ$) çok küçük olmasından kaynaklanmaktadır. Gerçekten de HD 199497 yıldızı yörünge eğikliği en küçük yıldızlar arasındadır. Kopal (1959)'e göre $34^\circ.4$ nin üstündeki herhangi bir i değeri için tutulmalar oluşabilir (eğer sistem değen ise mutlaka oluşmalıdır). Bu yüzden yakınlık etkilerine ek olarak tutulmaların da sistemin ışık değişimine katkısı olmaktadır.

Kaynaklar

- Bond, H.E., 1976. *Inf. Bull. Var. Stars*, No. 1214.
- Grygar, J., Cooper, M.L., and Jurkevich, I., 1972. *Bull. Astron. Inst. Czech.* **23**, 147.
- Kopal, Z., 1959. *Close Binary System*, Chapman and Hall, New York, p. 143.
- 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.
- Sezer, C., Gülmen, Ö., and Güdür, N., 1984. *Inf. Bull. Var. Stars*. No. 2553.
- Sezer, C., Gülmen, Ö., and Güdür, N., 1985. *Astrophys. and Sp. Sci.* **115**, 309.
- Wilson, R.E., 1984. *Özel Haberleşme*.
- Wilson, R.E., and Devinney, E.J., 1971. *Astrophys. J.* **166**, 605.

RS CANUM VENATICORUM (RS CV_n) TÜRÜ ÇİFT YILDIZ BİLEŞENLERİNDE YILDIZ ETKİNLİĞİ

Osman DEMİRCAN*

RS CV_n yıldızları Güneş benzeri iki yıldızdan oluşan ayırık çift yıldızlardır. Algol türü çift yıldızların bir alt grubunu oluşturan RS CV_n'lerin daha büyük yarıçaplı ve daha soğuk bileşenleri ince kabukta hidrojen yakan bir alt dev, daha küçük ve daha sıcak diğer bileşenleri ise merkezlerinde hidrojeni yeni bitirmiş veya bitirmek üzere olan yıldızlardır (Morgan ve Eggleton 1979). RS CV_n'leri diğer çift yıldızlardan ayıran özellik Güneş benzeri atmosfer etkinliklerini çok daha yüksek ölçüde göstermiş olmalarıdır. RS CV_n'lerde bu etkinliği daha soğuk bileşenlerin gösterdiğine inanılmaktadır. RS CV_n'lerle ilgili genel bilgiler için bkz. Hall (1976, 1981).

X ve morötesi uydu gözlemlerinden RS CV_n yıldızlarının geç tür yıldızlar arasında en etkin üst atmosferlere sahip oldukları anlaşılmıştır. Özellikle geç tür Güneş benzeri yıldızlarda gözlenen atmosfer etkinliğinin manyetik crijinli olduğuna ve yıldız içinde üretilen manyetik alanla şekillendiğine inanılmaktadır. Gözlemsel kanıtlara ve Güneşi temel alan manyetik dinamo modellerine göre yıldız etkinliğini arttıran en önemli parametre hızlı diferansiyel dönmedir (Skumenich 1972, Middelkoop ve Zwaan 1981, Pallavicini ve ark. 1981, Walter ve Bowyer 1981). Geç tür yıldızlarda en önemli manyetik etkinlik belirteçleri H α , Ca II, MgII, Si IV, N V salma çizgilerinin eşdeğer genişlikleri veya akıları ile X ve radyo bölgede ışın yayımıdır. Gözlemsel olarak bu belirteçlerle dönme değeri arasında ilişkiler var olmakla birlikte farklı gruptan yıldızlar için farkı sayısal ifadeler bulunmakta ve bu nedenle Güneşi temel alarak geliştirilen dinamo modellerinin yıldız etkinliklerini açıklamakta yeterli olmadığına inanılmaktadır. Bu alandaki yoğun gözlemsel çalışmalar her yıl düzenlenen birkaç uluslararası astronomi toplantısında tartışılmaktadır.

* ODTÜ., Fizik Bölümü, Ankara.

RS CVn'lerin soğuk bileşenleri için Walter ve Bowyer (1981)

$$\frac{f_x}{f_{bol}} = \frac{F_x}{F_{bol}} = \frac{L_x}{L_{bol}}$$

bağıntısından yararlanarak uzaklık ve yarıçap kullanmadan gözlemsel olarak buldukları

$$\frac{L_x}{L_{bol}} \sim P^{-1,2}$$

ilişkisinden giderek bu yıldızlardan X ışın yayımının dönme değerine bağlı olduğunu ileri sürdülerse de bu ilişkinin $L_{bol}-P^{4/3}$ bağıntısından kaynaklandığı Pallavicini ve ark. (1981), Rengarajan ve Verma (1983) ve Rengarajan (1984) tarafından gözlemsel olarak ayrı ayrı gösterildi.

Bu çalışmada yukardaki gözlemsel sonuç matematiksel olarak kanıtlandıktan sonra X ışın yayımı yine etkinlik belirteci alınıp RS CVn yıldızlarının korona etkinliğiyle yıldızların diğer fiziksel parametreleri arasında ilişkiler aranmıştır. Fiziksel parametrelerine güvenilen ve X ışın gözlemleri yapılmış olan on dokuz RS CVn yıldızı seçilmiş ve karşılaştırma amacıyla bunlara bir klasik algol (β Per = Algol), bir kataklizmik değişen (V471 Tau) ve sakin Güneşle aktif Güneş te eklenmiştir. Dikkate alınan RS CVn yıldızları şunlardır: SS Boo, SS Cam, RZ Cnc, AD Cap, RS CVn, WW Dra, Z Her, AW Her, MM Her, GK Hya, RT Lac, AR Lac, VV Mon, AR Mcn, LX Per, SZ Psc, RW UMa, ϵ UMi, ER Vul. Bu çift yıldızların bileşenleri için L_x ve F_x değerleri bolometrik değerler kullanılmadan

$$\begin{aligned} L_x &= 4 \pi \Delta^2 f_x \\ &= 4 \pi R^2 F_x \end{aligned}$$

bağıntısından uzaklık Δ , yarıçap R ve gözlenen X ışın akısı f_x yardımıyla elde edilmiştir. Ulaşılan sonuçlar şöyle sıralanabilir:

1. RS CVn'ler bileşenlerinin fiziksel parametreleri ve evrimsel konumları açısından gerçek bir sınıf oluşturmamaktadır. Bileşenleri henüz altdev olmamış (örneğin ER Vul) ayrık çiftlerle soğuk bileşeni dev olan ayrık ve yarı ayrık çiftler (örneğin ϵ Umi, RZ Cnc), kütle atım evresindeki algoller (örneğin Per) bileşeni beyaz cüce olan kataklizmik değişen çift yıldızlar (örneğin V471 Tau) aynı sınıfa konabilmektedir. Bu durumda RS CVn sınıfı değil RS CVn olayı (Güneş benzeri atmosfer

etkinlikleri) vardır. Geri tayf türü küçük kütleli her yıldız (tek veya çift yıldız bileşeni) RS CV_n olayını göstermektedir.

2. RS CV_n'lerden X ışın yayını daha soğuk bileşenden kaynaklandığı kabul edilirse dönmeye dönemine, etkin sıcaklığa, kütle ve bolometrik ışıtmaya bağlı görünmemektedir ($L_x - P$, $L_x - T_{ef}$, $L_x - M$, $L_x - L_{bol}$ ilişkileri yoktur).
3. Korona etkinliğinin ölçüsü olan X ışın ışıması L_x öncelikle yarıçap R ve Roche lobu doldurma yüzdesi RL'ye bağlıdır. Ekvator dönme hızı v 'ye bağlılık gerçel değildir. Bu ilişki v 'nin R ye bağlılığından kaynaklanmaktadır. RL'nin artmasıyla L_x üstel olarak artmaktadır.
4. RS CV_n'lerin sadece soğuk bileşenleri değil fakat her iki bileşenleri de RL doldurma yüzdesi ölçüsünde korona etkinliği göstermektedir. Buna göre RS CV_n'lerden X ışın yayını bileşenlerine ayrılabilir:

$$L_{x1,2} = X_{1,2} L_x ; X_{1,2} = RL^2_{1,2} / (RL^2_1 + RL^2_2).$$

Buradan X ışın akısı ise

$$F_{x1,2} = L_{x1,2} / (4 \pi R^2_{1,2})$$

olarak bulunabilir.

5. RS CV_n'lerden X ışın yayını yukarıda verilen bağıntıya göre bileşenlerine ayrıldığında yine L_x 'in P, T_{ef} , M ve L_{bol} 'a bağlı olmadığı F_x 'in de aynı şekilde bu parametrelere ve ek olarak R ve RL'ye bağlı olmadığı görülmüştür.
6. Normal RS CV_n'ler için $F_{x1} = F_{x2}$ olurken kütle transferi olan RS CV_n bileşenleri için F_x değeri daha düşük ve $F_{x1} \neq F_{x2}$ olmaktadır. Madde transferiyle manyetik etkinlik bozulmakta ve düşmektedir.
7. F_x değerleri dikkate alındığında RS CV_n bileşenlerinin aktif Güneş'ten daha aktif olmadıkları anlaşılmaktadır.
8. F_x 'in v 'ye (veya P'ye) bağlı olmaması etkinliği besleyen manyetik alanın bu yıldızların oldukça iç kısımlarında oluştuğunu göstermektedir.

Çalışmanın sonuçları ayrı bir yerde ayrıntılı olarak yayınlanacaktır.

Kaynaklar

- Hall, D.S., 1976. *IAU Colloq.* 29, 289.
- Hall, D.S., 1981. *IAU Colloq.* , 431.
- Morgan, J.G., and Eggleton, P.P., 1979 MN 187, 661.
- Middelkoop, F., and Zwaan C., 1981. *A. Ap.* 101, 26.
- Pallavicini, P., Golub, L., Rosner, R., and Viana ,G.S., 1981. *Ap. J.* 248, 279.
- Skumenich, A., 1972. *Ap. J.* 171, 565.
- Rengarajan, T.N., and Verma, R.P., 1983. MN 203, 1035.
- Rengarajan, T.N., 1984. *Ap. J. Lett.* 283, L63.
- Walter, F., and Bowyer, S., 1981. *Ap. J.* 245, 671.

ER VULPECULAE'NİN IŞIK EĞRİSİNDEKİ DEĞİŞİMLER

Z. TUNCA*, C. İBANOĞLU* ve S. EVREN*

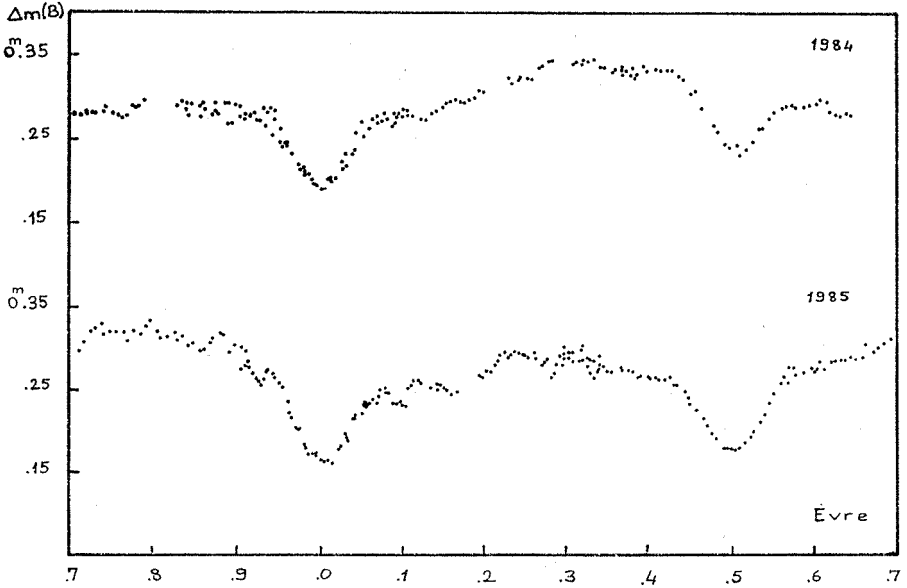
ER Vul'un bir tayfsal çift olduğu Northcott ve Bakos (1956) tarafından açıklanmıştı. Parlaklık değişimleri de yine aynı araştırmaların 1956 ve 1957 yıllarında yaptığı gözlemlerle ortaya çıkmıştı. Abrami ve Cester (1963) yaptıkları iki renk fotoelektrik gözlemlerle sistemin ışık eğrilerini elde ederek yörünge analizini yapmışlardır. Daha sonra Northcott ve Bakos (1967) 1955-57 yılları arasında elde ettikleri ilk ışık eğrilerini ve onların ön çözümleriyle bulunan sonuçları yayımladılar. Tayfsal ve fotometrik gözlemler sonucu sistemin kütleleri ve boyutları birbirine yakın, ortak kütle merkezi çevresinde hemen hemen dairesel yörüngelerde dolanan bileşenlerden oluştuğu anlaşılmıştı. Elde edilen ışık eğrilerinin hepsi asimetrik bir yapıya sahipti. Işık eğrisindeki bu bozulma Northcott ve Bakos (1967) tarafından bileşenler arasındaki gaz akımıyla açıklanmaya çalışılıyordu.

Bileşenlerin kütlelerinin yakın oluşu, ışık eğrisindeki bozulma ve Eggen (1978)'nin CaII H ve K salma çizgilerini göz önüne alan Hall (1976)'ın bu yıldız da kısa dönemli RS CVn yıldızları içine dahil ettiğini görüyoruz. Al-Naimiy (1981)'in 1978 yılında elde ettiği ışık eğrilerinde ikinci maksimumun ötekine göre daha düşük olup yan minimumda parlaklık değişimleri vardır. Al-Naimiy'in yaptığı analize göre yan minimumda soğuk yıldız örtüldüğünden değişimlerin nedeni sıcak yıldıza bağlanmıştır. Bileşenler henüz kritik yüzeye kadar genişleyemediğinden ışık eğrisindeki değişimleri madde taşımının oluşturduğu düşünülemez.

ER Vul yakın çift yıldız 1981 yılından bu yana Ege Üniversitesi Rasathanesinde gözlenmektedir. Bu çalışmada yıldızın bir gözlem mevsi mi içerisinde bir kaç aylık aralıklarla ışık eğrilerinin elde edilmesi ve gözlemlerin bu şekilde beş altı yıl sürdürülmesi planlanmıştır. Böylece, kısa zaman aralıklarındaki değişimler gözden kaçırılmamış olacaktır.

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

Sistemin elde edilen ışık eğrilerindeki değişimleri kolayca görebilmek için bozucu etkilerin en az olduğu bir ışık eğrisi çizülerek bu elementlere karşılık gelen kuramsal ışık eğrisi hesaplanmıştır. Gözlenen ve hesaplanan ışık eğrileri arasındaki farkların ışık eğrisindeki bozulmayı vereceği açıktır. İlk bulgulara göre bozucu etki zamanla yer değiştirmekte, sistemin ortalama parlaklığı giderek azalmaktadır. Aşağıdaki şekilde ER Vul'un B renginde 1984 Temmuz ve 1985 Eylül aylarında elde edilen ışık eğrileri örnek olarak gösterilmektedir. Işık eğrilerinin analizi çalışmalarını sürdürülmektedir.



ER Vul'un B renginde 1984 Temmuz ve 1985 Eylül aylarında elde edilen ışık eğrileri.

Kaynaklar

- Abrami, A., and Cester, B., 1963. *Oss. Astron. Trieste* 320.
 Al-Naimiy, H.M.K., 1981. *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.* 43, 85.
 Eggen, O.J., 1978. I.B.V.S. No. 1426.
 Hall, D.S., 1976. *Proc. of I.A.U. Coll. No. 29, Budapest*, 287.
 Northcott, B.J., and Bakos, G.A., 1956. *Astron. J.* 61, 188.
 Northcott, R.J., and Bakos, G.A., 1967. *Astron. J.* 72, 89.

σ GEM YILDIZINDA LEKELERİN H_{α} VE METAL ÇİZGİLERİNE ETKİSİ

Zeki EKER*

Parlak ($4^m.2$) bir RS CVn yıldızı olan σ Gem'in H_{α} yöresindeki spektrumu Wisconsin Üniversitesi Pine Bluff gözlemevinde yüksek ayırma güçlü tayfçekerlerle ($\Delta\lambda = 0.16 \text{ \AA}$) gözlenmiştir. Veriler 91 cm lik teleskopta echell-reticon detektörü ile alınmıştır. İki saatlik poz süresiyle ($S/N \sim 130$) yörüngenin değişik evrelerinde 9 spektrum elde edilmiştir.

σ Gem (K1 III)'i Fried et al (1983) beş yıllık bir dönemde fotometrik olarak gözlemişler ve genliği 0.16 kadiri bulan, değişen ışık eğrisini görünen yıldız üzerinde konumları bir birine göre aynı kalan fakat yörünge peryoduna göre kayan iki lekeden kaynaklandığını yorumlamışlardı. A ve B diye tanımlanan bu iki leke devamlı değişmekte, hatta ışık eğrisinde bazan A bazan B daha derin olarak belirmektedir. 80 gün gibi kısa süreli bir değişim örnek de gösterilmiştir.

σ Gem'in önceki spektroskopik gözlemlerini de gözden geçiren Harper (1938) yörünge peryodunu $P_0 = 19.603$ gün olarak belirlemişti. CaII H ve K salması Bidelmann (1934) tarafından gözlenmişti. Bopp and Talcott (1978, 80) σ Gem'in ayırma gücü $\sim 1 \text{ \AA}$ olan tayf çekerle H_{α} değişimlerini aramış fakat bulamamıştı.

Sunduğumuz bu çalışmada, uzun poz süreleriyle, yüksek ayırma gücünde, duyarlı veriler incelenmiş ve fotometrik değişimler ile ilişkisi araştırılmıştır. Önce Luyten (1936)'in evreleri ile ölçülen evrelerin farkından $P_0 = 19.60468 \pm 5.10^{-5}$ gün değerinde daha duyarlı yörünge peryodu bulundu. Kütle fonksiyonu analizinden şu sonuçlar elde edildi: $1 < M_1 < 2.3$, $0.61 < M_2 < 1 M_{\odot}$, $i > 45$.

H_{α} daki değişimleri tespit etmek için yörüngesel Doppler kaymaları düzeltilip 9 tayfın toplanmasıyla ortalama tayf elde edildi. Her bir

* Ege Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Bornova-İZMİR.

tayfın ortalama tayf ile farkı, tayflarda H_{α} nın değiştiğini açık olarak ortaya koydu. H_{α} değişimlerinin aynı gözlem dönemine raslayan ışık eğrisi ile (Eaton and Poe 1984) karşılaştırılması, Fried et al (1983) tarafından tanımlanan A ve B lekeleriyle, H_{α} salması arasında bağıntıyı göstermektedir. En fazla H_{α} salması, bir yörünge döneminde ışık eğrisinin minimumuna denk gelmesi yanında daha uzun dönemde de aynı ilişkiyi koruduğu tespit edildi. Güneşte olduğu gibi Kromosferin üst katmanlarında leke civarında oluşan H_{α} salmasının söz konusu gözlemsel sonuçları verdiği söylenebilir.

H_{α} incelemesinin yanında, yıldızımızın fotosfer sıcaklığına duyarlı nötr metal çizgileri gözlenerek, bağıl leke alanları ve sıcaklıkların tayininde yeni bir metod geliştirildi. Lekenin görünmesiyle artan H_{α} salmasının tersine, modelimiz bazı nötr metal çizgilerinin yeğinliğinde bir artma beklenmektedir. Böyle bir durum, yani H_{α} salmasının fazla CaI 6572.8 çizgisinin daha derin olduğu tayflarımıza gözlenmiştir.

Kaynaklar

- Bidelmann, W.P., 1954. *Astrophys. J. Suppl.*, 1, 175.
- Bopp, B.W., and Talcott, J.C., 1978. *Astr. J.*, 83, 1517.
- Bopp, B.W., and Talcott, J.C., 1980. *Astr. J.*, 85, 55.
- Eaton, J.A., and Poe, C.H., 1984. *Private communication*.
- Fried, R.E., Eaton, J.A., Hall, D.S., Henry, G.W., Vaucher, C.A., Popkins, J.L., Sabia, J.D., Krisciunas, K., Chambliss, C.R., Landis, H.J., Louth, H., McFaul, T.G., Skillman, D.R., and Renner, T.R., 1983. *Astrophys. Space Sci.* 93, 305.
- Harper, W.E., 1938. *Pub. Dom. Astrophys.*, Ob. Vic., 6, 224.
- Luyten, W.J., 1936. *Astrophys. J. Suppl.*, 40, 733.

BEYAZ CÜCE BİLEŞENLİ V471 TAURI'NİN FOTOELEKTRİK IŞIKÖLÇÜMÜ

C. İBANOĞLU*, Z. TUNCA* ve S. EVREN*

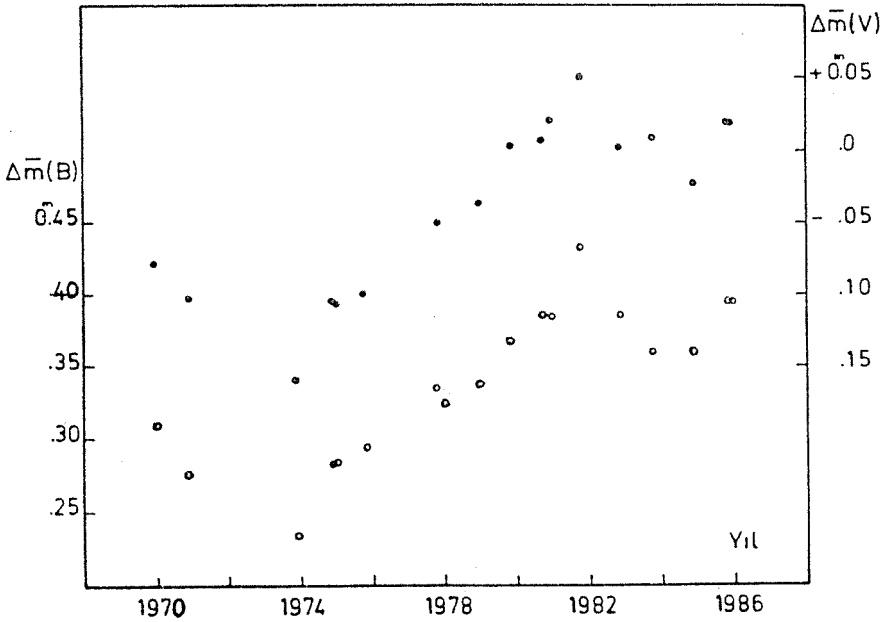
V471 Tauri bileşenlerinden birisi beyaz cüce olan $12^{\text{sa}}30^{\text{dk}}$ dönemli bir yakın çift yıldızdır. Örtme özelliğinin, 1969 yılının son günlerinde bulunmasıyla beyaz cücenin geometrik ve fiziksel parametrelerini ortaya çıkarabilme amacına yönelik yoğun çalışmalar başlatılmıştır. Bu çalışmalar, çiftin tutulmalar dışındaki parlaklığının da zamanla değiştiğini göstermiştir. Tutulmalar dışındaki parlaklık değişimini beyaz cüceyle aynı kütleli fakat daha büyük boyutlu olan K türü yıldız oluşturduğundan bundan sonraki çalışmalar bu bileşen üzerinde yoğunlaşmıştır. Sistemin ilk ışık eğrisi Nelson ve Young (1970) tarafından elde edilmiş, bileşenlerin geometrik ve fiziksel parametreleri de ilk kez Young ve Nelson (1972) tarafından bulunmuştur.

Tutulmalar dışındaki parlaklık değişimi Cester ve Pucillo (1976) tarafından bileşenler arasındaki madde taşınımıyla açıklanmaya çalışılırken, İbanoğlu (1978) 1973 ile 1978 yıllarında elde ettiği ışık eğrilerinden tutulmalar dışında dalga biçimi bir bozulmanın olduğunu ve bu dalganın 191 günlük bir dönemle azalan evrelere doğru kaydığını açıklamıştır. Böylece, RS CVn türü örten çiftlerin en önemli özelliği olan dalga biçimi bozulmanın varlığı V471 Tau'da da ortaya çıkartılmıştı. Beavers ve ark. (1979) flare benzeri iki olay gözlemişler, Young ve ark. (1983) ise BY Dra yıldızlarınınkine benzer ani parlamaların olduğunu açık bir şekilde ortaya çıkarmışlardır. Bu özelliğiyle V471 Tau, RS CVn türü olayları BY Dra türü olaylara bağlayan ilginç bir yıldız durumuna gelmişti.

Bu çalışmada V471 Tau'nun 1973 ile 1985 yılları arasında Ege Üniversitesi Rasathanesinde elde edilen gözlemleri topluca incelenmiştir. Son yıllarda elde edilen minimum zamanları İbanoğlu ve Evren (1984)

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

tarafından verilen ışık öğelerinden ayrılıyor gibi görünmektedir. İbanoğlu (1978) tarafından verilen parametreler kullanılarak yakınlık etkileri hesaplatılmış, gözlemlerden çıkartılarak ışık eğrisindeki bozucu etkinin biçimi elde edilmiştir. Bozucu etkinin en fazla olduğu, yani dalga minimumuna karşılık gelen evreler yıllara göre işaretlenerek bozucu etkinin 182.17 günlük bir dönemle ışık eğrisini taradığı bulunmuştur. Beyaz cücenin örtülmesiyle oluşan tutulma dışındaki parlaklık değişiminin ortalaması alınarak ışık eğrisinin elde edildiği yıllara göre işaretlenmiş ve şekilde gösterilmiştir. Parlaklık değişiminin genliği B renginde $0^m.14$ iken V renginde $0^m.16$ dir. Şekilden görüldüğü gibi sistemin ortalama parlaklığı 1973 yılı dolayında en alt düzeyine inmiştir. Parlak-



V471 Tau'nun ortalama parlaklığının yıllara göre değişimi.

lık değişimi 18 yıllık bir dönemle tekrarlanıyor gibi görünmektedir. Işık eğrisindeki bozulma RS CVn yıldızlarındaki gibi leke modeliyle açıklanmaya çalışılırsa bu dönem, iki leke maksimumu ya da minimumu arasındaki ortalama zaman aralığına karşılık gelir.

Kaynaklar

- Beavers, W.I., Oesper, D.A., ve Pierce, J.N., 1979. *Astrophys. J.* 230, L187.
- Cester, B., ve Pucillo, M., 1976. *Astron. Astrophys.* 46, 197.
- Ibanođlu, C., 1978. *Astrophys. Space Sci.* 57, 219.
- Ibanođlu, C., ve Evren, S., 1984. *Inf. Bull. Var. Stars*, No. 2573.
- Nelson, B., ve Young, A., *Publ. Astron. Soc. Pacific*, 82, 699.
- Young, A., Klimke, A., Africano, J.L., Quigley, R., Radick, R., ve Burah, D.V., 1983. *Astrophys. J.* 267, 655.
- Young, A., ve Nelson, B., 1972. *Astrophys. J.* 173, 653.

İM AURIGAE ÖRTEN ÇİFT YILDIZININ İKİ-RENK IŞIKÖLÇÜMÜ VE ANALİZİ

Ö. GÜLMEN*, C. SEZER*, N. GÜDÜR*

Ayrık bir çift yıldız olan İM Aur'un iki-renk (B,V) ışık eğrileri 1980-82 yılları arasında Ege Üniversitesi Rasathanesinde yapılan 13 gecelik gözlemlerle elde edilmiştir. Gözlemler, E.Ü. Rasathanesinin 48 cm. lik Cassegrain teleskobu ve ona bağlı fotoelektrik fotometreyle yapılmıştır. $P = 1.25$ dönemli bu yıldız için B renginde 466 ve V renginde 455 gözlem noktası elde edilmiştir. Gözlemler sırasında elde edilen dört baş ve üç yan minimum zamanı ile literatürdeki minimum zamanları kullanılarak yeni ışık öğeleri hesaplanmıştır (Gülmen ve ark., 1984).

Işık eğrileri önce Wood (1973-78) metoduyla çözümlenmiş ve güvenilir yörünge öğeleri elde edilmiştir. Daha sonra ışık eğrileri, Mammano'nun (1967) radyal hız eğrileriyle birlikte Wilson Devinney (1984) metoduyla da çözümlenmiştir. Her iki çözüm metodu ile elde edilen sonuçlar genel olarak iyi uyumaktadır.

Wilson-Devinney metodu ile dizgenin kütleler oranı duyarlı bir şekilde belirlenmiş ve bundan yararlanarak bileşenlerin salt boyutları hesaplanmıştır. Bileşenlerin, HR ve kütle-ışınım gücü diyagramlarındaki görelî konumları belirlenmiştir. Görelî yarıçapların Roche loblarıyla karşılaştırılmasından dizgenin, yoldaş yıldızı lobunu doldurmak üzere bir altdev olan, ayrık bir çift olduğu sonucuna varılmıştır (Gülmen ve arkadaşları, 1985).

Kaynaklar

- Gülmen, Ö., Sezer, C., Güdür, N., 1984. *Inform. Bull. Var. Stars*, Nr. 2469.
Gülmen, Ö., Sezer, C., Güdür, N., 1985. *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.* 60, 389.
Mammano, A., Margoni, R., Perinotto, M., 1967. *Asiago Contr.*, Nr. 192.
Wilson, R.E., 1984. *Özel haberleşme.*
Wood, D.B., 1973-78. *WINK Status, Reports* 1-9.

* E.Ü.F.F. Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü,

DM DELPHİNİ ÖRTEN ÇİFTİNİN FOTOMETRİSİ

N. GÜDÜR*, C. SEZER*, Ö. GÜLMEN*

DM Del = BD + 13°4478 yıldızının örten çift olduğunu Hoffmeister (1935) bulmuştur. Vizüel olarak Tsesevich (1944), Fotoğrafik olarak Perova (1952) ve Berthold (1978), fotoelektrik olarak da Schneller (1960) ve Diethelm (1980) tarafından gözlenmiştir. Işık eğrisi β Lyr türündendir. Baş minimumda tam, yan minimumda ise parçalı tutulma ve asimetri vardır.

Yıldız, 1982–1983 gözlem dönemlerinde Ege Üniversitesi Rasathanesinde Güdür ve arkadaşları (1984) tarafından 48 cm. lik Cassegrain reflektörle 12 gece gözlenmiştir. Gözlemler B ve V renklerinde EMI 9781A fotokatlandırıcı tübü kullanılarak yapılmıştır. Mukayese olarak BD + 14° 4379, denet olarak da BD + 13° 4479 yıldızı kullanılmıştır. Herbir renkte toplam 537 gözlem noktası elde edilerek ışık öğeleri,

$$\text{Hel MinI JD} = 24\,45523.4368 + 0^d.8446747 \cdot E \\ \pm 9 \qquad \qquad \qquad \pm 3$$

biçiminde düzeltilmiştir.

Işık eğrileri Schneller (1960)'in sonuçları kullanılarak önce Wood sonra da Wood sonuçları kullanılarak Wilson yöntemiyle çözümlenmiştir. Çözümlerde, Hill ve arkadaşları (1975) tarafından verilen A2V tayf türü kabul edilmiştir. Başyıldızın yüzey sıcaklığı ise sözkonusu tayf türüne karşılık Popper (1980)'in çizelgelerinden alınmıştır. Kenar kararım katsayıları Grygar ve arkadaşları (1972), çekim kararım katsayıları ise Von Zeipel (1924) ve Lucy (1967)'den alınmıştır. Çözümlerde i yörünge eğikliği, T_c yoldaş yıldız sıcaklığı, Ω_h , Ω_c bileşenlerin yüzey potansiyelleri, $q = M_c/M_h$ kütle oranı ve L_h sıcak yıldız ısıtması ayarlanabilir parametreler olarak seçilmiştir. Sonuçlar, her iki bileşenin ve Roche loblarını dolduran bir değen çift oluşturduğunu oraya koy-

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

muştur. Salt niceliklerin ve duyarlı kütle oranı değerinin bulunabilmesi için tayf gözlemlerine ihtiyaç vardır.

Kaynaklar

- Berthold, T., 1978. *Mitt. der Bruno-H. Bürgel-Sternwarte, Hartha*, **14**, 11.
- Diethelm, R., 1980. *Inform. Bull. Var. Stars*, Nr. 1822.
- Grygar, J., Cooper, M.L., and Jurkevich, I., 1972. *Bull. Astron. Inst. Czech.* **23**, 147.
- Güdür, N., Sezer, C., and Gülmen, Ö., 1984. *Inform. Bull. Var. Stars*, Nr. 2591.
- Hill, G., Gilditch, R.W., Younger, F. and Fisher, W.A., 1975. *Mem. Roy. Astron. Soc.* **79**, 131.
- Hoffmeister, C., 1935. *Astron. Nachr.* **225**, 401.
- Lucy, L.B., 1967. *Z. Astrophys.* **65**, 89.
- Perova, N.B., 1952. *Perem. Zvezdy*, **9**, 147.
- Popper, D.M., 1980. *Ann. Rev. Astron. Astrophys.* **18**, 115.
- Schneller, H., 1960. *Astron. Nachr.* **285**, 265.
- Tsesevich, V.P., 1944. *Astron. Circ.* **29**.
- Zeipel, H. von, 1924. *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.* **84**, 665.

MM HER'İN FOTOELEKTRİK IŞIKÖLÇÜMÜ VE IŞIK EĞRİSİNDEKİ DEĞİŞMELER

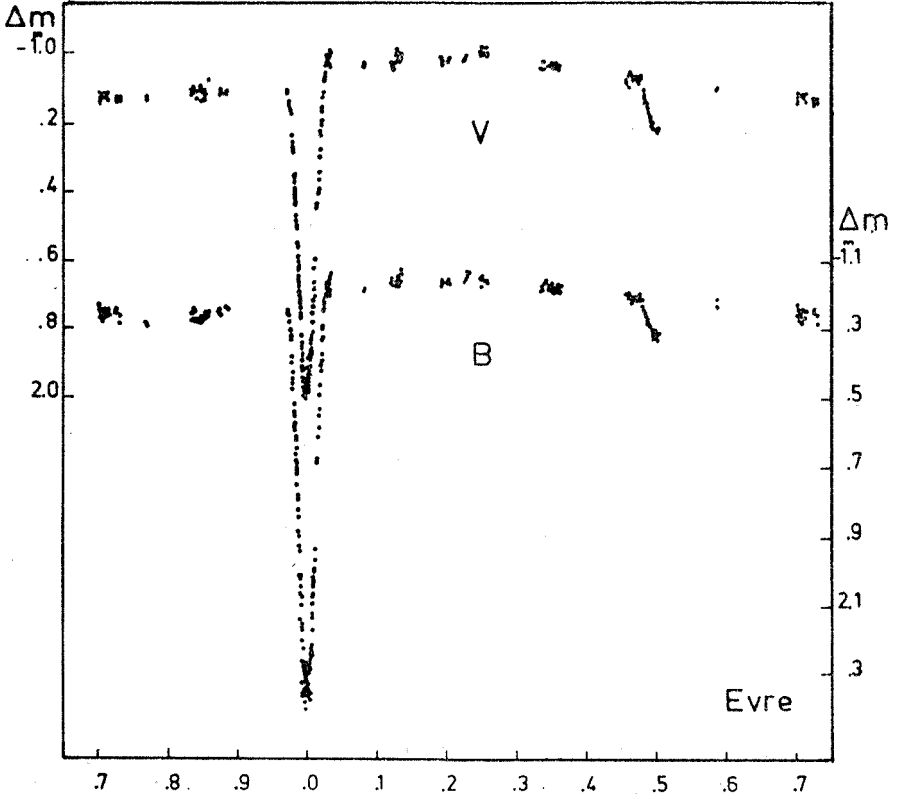
Serdar EVREN*

MM Her örten çift yıldızının parlaklığındaki değişimler ilk kez Hoffmeister (1934) tarafından gözlenmiş ve sistemin ilk ışık eğrisi de Tselevich (1944) tarafından elde edilmiştir. Fotoelektrik gözlemlere dayalı ışık eğrilerinde dalga benzeri bir bozulmanın bulunmasıyla (Oliver, 1974) sistem, Hall (1976) tarafından RS CVn türü örten çift yıldızlar grubuna katılmıştır. İlk tayfsal çalışması Imbert (1971) tarafından yapılan sistemin, sıcak ve soğuk bileşenlerine ait tayf türleri en son Sowell ve ark. (1983) tarafından sırasıyla G2V ve K2IV olarak verilmiştir.

Sistemin gözlemlerine 1979 yılında Ege Üniversitesi Rasathanesinde başlanmış; 1980, 1983 ve 1984 yıllarında devam edilmiştir. MM Her'in döneminin sekiz güne yakın olması nedeniyle sekiz günde bir yaklaşık aynı evreler gözlenmektedir. Bu yüzden 1979 ve 1980 de, ışık eğrilerinin minimumlarını da kapsayan bir bölümü elde edilememiştir (Evren, 1985). Ancak, 1983 yılında yapılan gözlemler Şekil 1 den de görülebileceği gibi ışık eğrisinde tutulma gösteren evreleri de kaplamaktadır. Bununla beraber tutulmalar dışındaki parlaklık değişimi herbir yıla ait gözlemlerde belirgin olarak saptanabilmiştir. Bunun yanı sıra bir yıl içerisinde yan minimum derinlikleri aynı kalırken, baş minimum derinliğinde B ve V renklerinde meydana gelen $0^m.2$ ve $0^m.4$ lik azalmanın, dizgenin tutulmalar dışındaki toplam parlaklığında görülmediği bulunmuştur.

Çiftin ışık eğrisinin tutulmalar dışında yaklaşık $0^m.12$ genlikli dalga benzeri bir bozulma vardır. RS CVn türü yıldızların genel özelliklerinden biri olan bu bozulmanın minimumunun azalan evrelere doğru

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



Şekil 1. MM Her'in 1983 yılına ait B ve V renklerinde ışık eğrisi.

3.407 ± 0.063 yıl yörresinde bir dönemle kaydığı bulunmuştur. Dalgağın genliğı ise zamanla artmaktadır.

Yakınlık etkileri çok küçük olan MM Her'in ışık eğrisinde görülen değışimler tamamen dalga benzeri bozulmadan olmaktadır. Gözlemler üzerindeki dalga benzeri bozulmanın etkileri onun matematiksel ifadesi elde edilerek ortadan kaldırılmıştır. Böylece 1983 ve 1984 yıllarına ait arındırılmış ışık eğrileri WOOD yöntemiyle çözülmüştür. Ayrıca, sistemin bileşenleri üzerine yerleştirilen lekelerle temsil edilen bozulmuş ışık eğrileri Wilson-Devinney yöntemiyle doğrudan çözülmüştür. Her iki çözüm sonuçları birbiriyle oldukça iyi uyum sağlamıştır. 1983 ve 1984 yıllarına ilişkin her bir renk için bulunan çözüm sonuçlarının ortalamaları ve standart sapmaları alınmış ve dizgenin ortalama öğeleri aşağıdaki biçimde bulunmuştur: $i = 85^\circ.86 \pm 0^\circ.29$, $r_A = 0.069 \pm 0.004$, $r_B = 0.128 \pm 0.003$, $T_A = 5908^\circ \text{K}$ ve $T_B = 4649^\circ \text{K} \pm 100^\circ \text{K}$.

Kaynaklar

- Evren, S., 1985. *Astrophys. Space Sci.* 108, 113.
- Hall, D.S., 1976. *IAU Colloq.* No. 29, part I, 287.
- Hoffmeister, C., 1934. *A.N.* 255, 401.
- Imbert, M., 1971. *Astron. Astrophys.* 12, 155.
- Oliver, J.P., 1974. *Ph. D. thesis*, Univ. of California, Los Angeles.
- Sowell, J.R., Hall, D.S., Henry, G.W., Burke, Jr., E.W., ve Milone, E.F., 1983. *Astrophys. Space Sci.* 90, 421.
- Tsesevich, V.P., 1944. *Astr. Circ.* U.S.S.R., 34.



V367 CYGNI ÖRTEN ÇİFT YILDIZININ İKİ RENK FOTOMETRİSİ

M.C. AKAN*

V367 Cygni örten çift yıldızının parlaklığındaki değişimler ilk kez Christie (1932) tarafından gözlenmiştir. Sisteme ilişkin en son çalışma Aydın, Hack ve Yılmaz (1978) tarafından tayfsal olarak yapılmıştır. Aydın ve ark. (1978) baş yıldızın tayf türünü A5 I olarak verirken Heiser (1961) aynı yıldızın tayf türünü A2 I olarak vermiştir.

Sistem B ve V renklerinde olmak üzere rasathanemizde 1984 yılında 23 gece (Akan, 1985), 1985 yılında ise 66 gece gözlenmiştir. Bu gözlemlerden elde edilen iki ayrı ışık eğrisi ve başka araştırmacıların yayınlamış oldukları eski fotoelektrik ışık eğrilerinden yararlanılarak belirlenen minimum zamanları kullanılmış ve en küçük kareler yöntemiyle sistemin yeni ışık öğeleri,

$$\text{Min. I} = \text{J.D. (Hel.) } 24.45834.128 + 18^{\text{d}}.59774 \text{ E.} \\ \pm 20 \qquad \qquad \qquad \pm 5$$

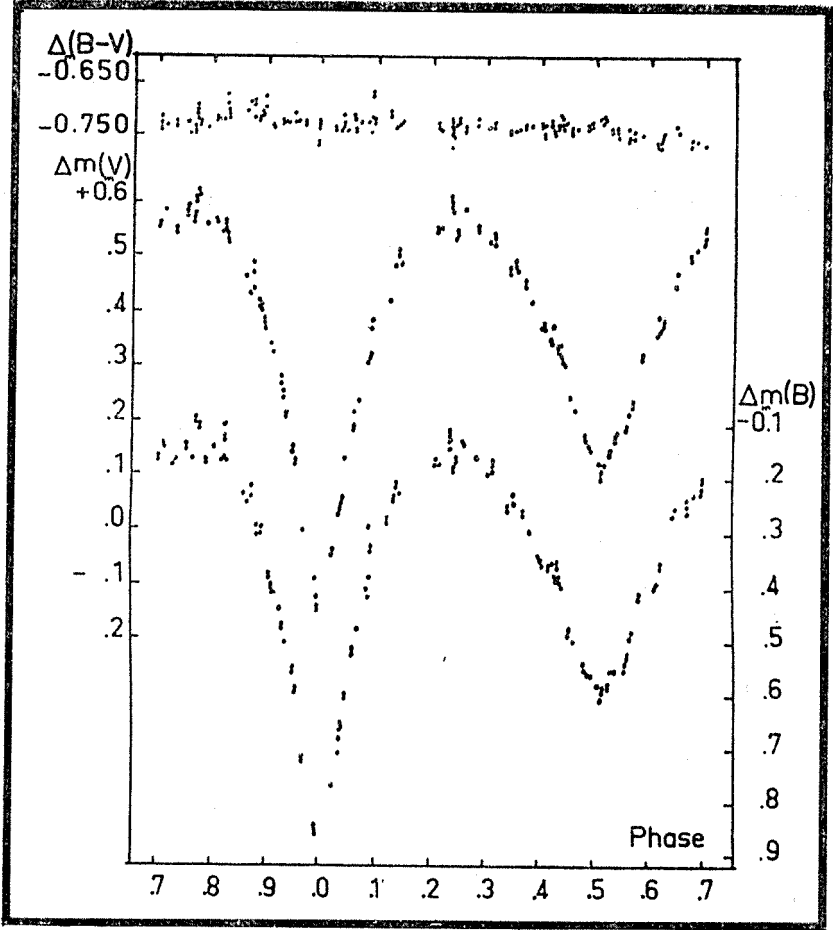
olarak elde edilmiştir.

Şekil 1 de verilen 1985 yılı ışık eğrilerine bakıldığında,

- Minimum kollarında asimetri
- Genliği bazı evrelerde 0.1 kadire ulaşan düzensiz ışık değişimleri
- 0.75 evredeki maksimumun 0.25 evredeki maksimumdan daha parlak

olduğu görülmektedir. Heiser (1962) ile Kalv ve Pustyl'nik (1975) tarafından verilen fotoelektrik ışık eğrileri de gözönüne alındığında sistemin toplam parlaklığının, renginin ve her iki minimum derinliğinin zamanla değiştiği görülmüştür.

* Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, İZMİR



Şekil 1. V367 Cygni'nin B ve V renklerindeki ışık eğrileri.

Sistemin 1985 yılına ilişkin B ve V renklerindeki ışık eğrileri her bir renkte 412 gözlem noktasından oluşmaktadır. Bu noktalardan her bir renk için 80 normal nokta oluşturulmuştur. Oluşturulan normal noktalar her iki renkte olmak üzere Etzel'in (1981) EBOP bilgisayar programı, henüz B renginde olmak üzere Etzel ve Wood (Etzel, 1982) tarafından geliştirilen WINK 10 programı yardımıyla işleme tabi tutulmuştur. Elde edilen sonuçlar Çizelge 1 de verilmiştir.

Sistemin fotoelektrik gözlemlerinin önümüzdeki yıllarda da devamı planlanmış olup ışık eğrilerinin çözümlerine devam edilmektedir.

Çizelge 1. V367 Cygni'nin Çözüm Sonuçları.

	ETZEL		WINK 10
	B	V	B
i	$75^{\circ}.98 \pm 2^{\circ}.43$	$74^{\circ}.15 \pm 2^{\circ}.20$	$78^{\circ}.73 \pm 0^{\circ}.44$
r_A	0.468 ± 0.006	0.473 ± 0.010	0.419 ± 0.004
k	0.624 ± 0.063	0.693 ± 0.088	0.664 ± 0.009

Kaynaklar

- Akan, M.C., 1985. *Inf. Var. Stars*, No. 2656.
- Aydın, C., Hack, M., ve Yılmaz, N., 1978. *Astrophys. Space Sci*, 53, 345.
- Christie, W.H., 1932. *Pub. A.S.P.*, 44, 125.
- Etzcel, P.B., 1981. in E.B. Carling and Z. Kopal (eds), *Photometric and Spectroscopic Binary Systems*, D. Reidel Publ. Co., Dordrecht, s. 111.
- Etzcel, P.B., ve Wood, D.B., 1982. *WINK Status Report* No. 10, özel haberleşme.
- Heiser, A.M., 1961. *Astrophys. J.*, 134, 568.
- Heiser, A.M., 1962. *Astrophys. J.*, 135, 78.
- Kalv, P., ve Pustyl'nik, I., 1975. *Publ. Tartu Astrofiz. Obs.*, 43, 114.

