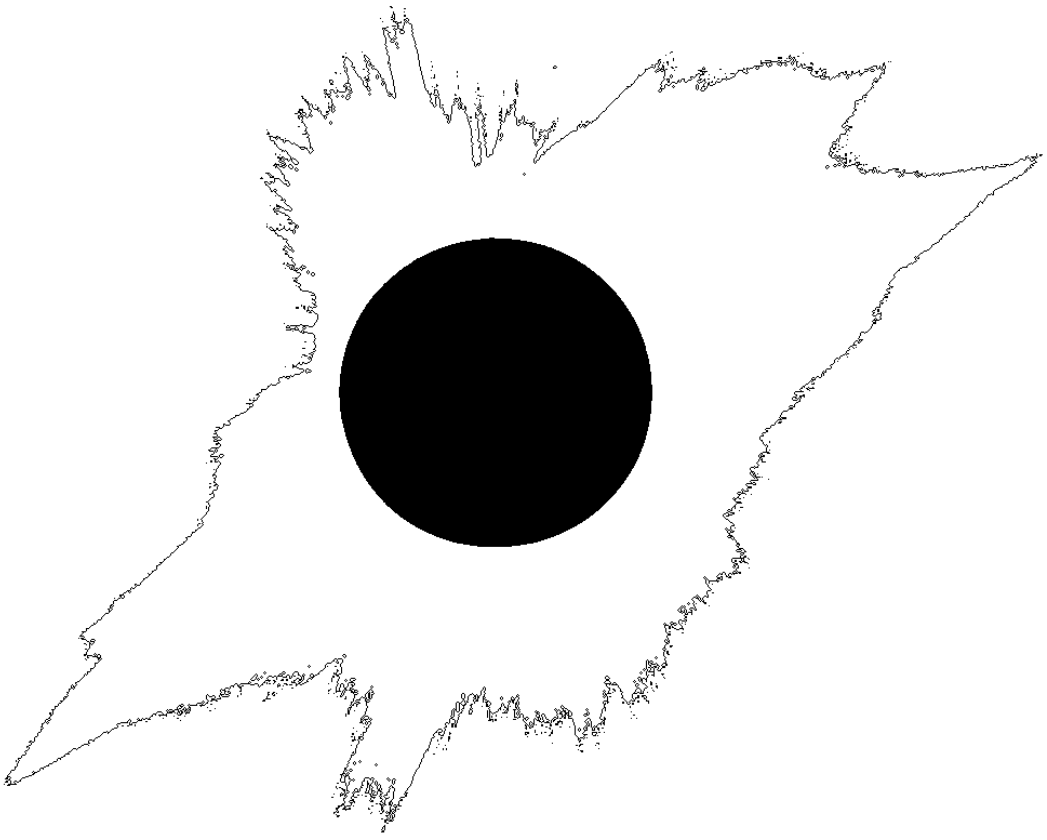
A.Ü.F.F. Döner Sermaye
İşletmesi Yayınları
No: 61

XI. ULUSAL ASTRONOMİ TOPLANTISI

Fırat Üniversitesi, Fizik Bölümü, ELAZIĞ
7-10 Ağustos 1999

Editörler:
Cemal AYDIN, Selim O. SELAM, Ethem DERMAN



ANKARA-2000

XI. ULUSAL ASTRONOMİ TOPLANTISI

7-10 Ağustos 1999, Fırat Üniversitesi, Fizik Bölümü, ELAZIĞ

Bilim Kurulu:

Prof.Dr. Semanur ENGİN
Prof.Dr. Dursun KOÇER
Prof.Dr. Cafer İBANOĞLU
Prof.Dr. Zeki ASLAN
Prof.Dr. Halil KIRBIYIK

Yerel Düzenleme Kurulu:

Prof.Dr. Cemal AYDIN
Prof.Dr. Ethem DERMAN
Prof.Dr. Adnan ÖKTEN
Prof.Dr. Fikret TÜMEN
Prof.Dr. Mehmet COŞKUN
Prof.Dr. Mehmet AYDOĞDU
Doç.Dr. Osman ÖZCAN
Yrd.Doç.Dr. Fehmi EKMEKÇİ
Yrd.Doç.Dr. Zekeriya MÜYESSEROĞLU
Dr. Esat GÜZEL
Arş.Gör. Birol GÜROL
Arş.Gör. Sacit ÖZDEMİR
Arş.Gör. İbrahim ÜNAL
Arş.Gör. Ali YEŞİL

Destekleyen Kuruluşlar:

Türk Astronomi Derneği
A.Ü. Fen Fakültesi Dekanlığı
A.Ü. Rektörlüğü
Elazığ Valiliği
F.Ü. Fen-Ed. Fakültesi Dekanlığı
F.Ü. Rektörlüğü
F.Ü. Spor Klübü
TÜBİTAK
Hürses Kitabevi
Hyundai-Altıntaş Otomotiv-Elazığ
MEPA-Coca Cola
Murat Turizm
Odak Pazarlama
Özel Harput Koleji
Özel Yavuz Selim Lisesi
Tekışık Eğitim ve Araştırma Geliştirme Merkezi
TÜRK ÜNİVERSİTE SEN - Elazığ Şubesi

ANKARA-2000

İÇİNDEKİLER

Toplantı Programı ..... *v*

Katılımcı Listesi ..... *ix*

Işık Kirliliği (Çağrılı) *1*
Z. ASLAN

11 Ağustos 1999 Tam Güneş Tutulması Sırasında Beyaz ve Yeşil Işık Koronasının Polarizasyon Gözlemleri *4*
M.T. ÖZKAN, A. ÖKTEN, M. KARA, T. AK, T. ÖZIŞIK, A.T. SAYGAÇ, H.H. ESENOĞLU, H. GÜLSEÇEN

Koronal Tüycüklerin 11 Ağustos 1999 Tam Güneş Tutulması Sırasında Yüksek Ayırma Güçlü Beyaz Işık Gözlemleri *7*
T. ÖZIŞIK, A. ÖKTEN, M.T. ÖZKAN, T. AK, H. GÜLSEÇEN, M. KARA

Güneş III. Tür Radyo Patlamalarına Neden Olan Elektron Demetinin Difüzyonu *10*
E.R. PEKÜNLÜ, O. ÜNAL

Güneş'in İç Yapısını Ne Kadar Biliyoruz? *16*
M. YILDIZ

Yıldız Leke Modellerinde Çözümün Tekliği Problemi *20*
Z. EKER

Türkiye'de Çarpma (Meteorit) Kraterlerinin Uzaktan Algılama Uydu Gözlemlerinde Aranması *28*
M. DAĞCI, M.E. ÖZEL, H. YILDIRIM, C. SEZER

Güneş Tacının Manyetikses Dalgalarla Isıtılması *32*
E.R. PEKÜNLÜ, Ö. ÇAKIRLI, E. ÖZETKEN

Değişen Yıldız Olarak Güneş ve Güneş Işığı Değişimlerinin Modellenmesi (Çağrılı) *39*
Z. EKER, P.N. BRANDT, A. HANSLMEIER, W. OTRUBA, M. STEINEGGER

Erken Ana-Kol Öncesi Küçük Kütleli Yıldız Evriminde Döteryum Yanmasının Etkileri *50*
İ. KÜÇÜK, N. KIZILOĞLU, R. CİVELEK

ZZ Cep Örten Çiftinin Fotoelektrik Işık Ölçümü *52*
Ö.L. DEĞİRMENCİ, C. SEZER, Ö. GÜLMEN

Galaktik Novalar İçin Yeni Bir Sınıflama Metodu *55*
H.H. ESENOĞLU, M.T. ÖZKAN, A. BIANCHINI

FT Orionis'te Eksen Dönmesi ve Bileşenlerin Kuramsal Modelleri *69*
M. YILDIZ, C. İBANOĞLU, A. DEVLEN, Ö. ÇAKIRLI

EK Cep ve Yıldız Evrimi *70*
M. YILDIZ

Cüce Novaların Bileşenlerinde Güneş Tipi Çevrimler *75*
T. AK, M.T. ÖZKAN, J. AKYÜZ-MATTEI

Wilson-Devinney Programının Macintosh Türü Bilgisayarlara Uyarlanması *82*
B. GÜROL, İ.E. DERMAN

Kutup Lekeleri Tartışması: Inanalım mı? *91*
Z. EKER

Kalın Diskin Üç Modlu Metal Bolluğu Dağılımı *95*
S. KARAALİ, Y. KARATAŞ, S. BİLİR, S. GÜNGÖR-AK, G.F. GILMORE

Basel Kataloglarındaki Galaksi Dışı Cisimler *102*
S. BİLİR, Y. KARATAŞ, S. KARAALİ, S. GÜNGÖR-AK

SA 107 Yıldız Alanının Standartlaştırılmış RGU Verileri İle İncelenmesi *107*
S. GÜNGÖR-AK, S. KARAALİ

Plaut I Yıldız Alanına Ait Metal Bolluğu Dağılımı *112*
S. KARAALİ, S. GÜNGÖR-AK, Y. KARATAŞ, S. BİLİR, G.F. GILMORE

Cüce Uydu Galaksilerin Galaksimizle Birleştiğine Dair Gözlemsel Bir Delil: SA 82 Yıldız Alanında Genç Yıldızlar *118*
Y. KARATAŞ, S. BİLİR

SA 133 Yıldız Alanının UBV Fotometrisi *126*
Y. KARATAŞ, S. BİLİR

EGRET Tanımlanamayan Kaynaklarının Karakteristiği *133*
A. AKYÜZ, D. BHATTACHARYA, M.E. ÖZEL

Beyaz Cüce Sismolojisi (Çağrılı) *137*
M.C. AKAN

Trigonometrik Paralakslarda Lutz-Kelker Yanlılığı Üzerine *159*
Z. ASLAN

CQ Cep Çift Yıldız Sisteminde Rüzgar Etkinlikleri *162*
H. AK, O. DEMİRCAN, M. TANRIVER

Nötron Yıldızlarında Isı Üretimi ve Pervane Olayı *167*
M.A. ALPAR

M Tipi Yarı Düzenli Değişen Yıldızların Salt Parlaklıkları *168*
Z. ASLAN, C. YEŞİLYAPRAK

Yarıdüzenli Değişen Yıldızların Kinematik Yaşları *172*
C. YEŞİLYAPRAK, T. ÖZDEMİR, Z. ASLAN

Bakırlıtepe'de Görüş ve Meteorolojik Durum *175*
Ü. KIZILOĞLU

Optik CCD Görüntüleme ve Temel Fotometri Teknikleri *176*
Ş. BALMAN

Fotonun Görüntüden Tayfa Yolculuğu: CCD Tayf Gözlemlerinin İndirgemesi ve İndirgeme Yöntemleri *181*
S.K. YERLİ

TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nin 40 cm'lik Teleskobunun Otomasyonu *186*
V. KESKİN, M. KOÇAK

V471 Tau: Uzun Dönemli Gözlemler ve Sonuçlar *189*
C. İBANOĞLU

W UMa Sisteminin Yörünge Dönemi Değişimleri *192*
S.O. SELAM

Etkin Çift Yıldız Sistemleri RT And ve ER Vul'un 1995-1998 Gözlemleri *197*
F. EKMEKÇİ, F.F. ÖZEREN, B. ALBAYRAK, H. AK

Bir Süperdev Olan α Cygni (A2 Iae)'nin Atmosferi *203*
B. ALBAYRAK, C. AYDIN, D. KOÇER, S.J. ADELMAN

MM Her'in Fotometrik Işık Değişimlerine Leke ve Fakulaların Katkısı *215*
S. EVREN, G. TAŞ, C. İBANOĞLU

Sigma Gem Sisteminin Moröte Tayflarının Analizi *221*
F. EKMEKÇİ, O. KARAKUŞ

U Cep Örten Çift Yıldızının Dönem Analizi *222*
A. DEVLEN

HV Aqr (BD-53°5183) Örten Değişen Çift Yıldızının Dönem ve Işık Eğrisi Analizi *225*
B. GÜROL, İ.E. DERMAN

V505 Sgr'nin Işık Ölçümü ve Dönem Analizi *232*
Ö. ÇAKIRLI, C. İBANOĞLU, Ö.L. DEĞİRMENCİ

X-ışın Çiftlerinde UV Bölgede Görülen Bazı Korelasyonlar *235*
S. ÖZDEMİR, O. DEMİRCAN

POSTERLER *254*

XI. ULUSAL ASTRONOMİ TOPLANTISI

7-10 Ağustos 1999, Fırat Üniversitesi, Fizik Bölümü, ELAZIĞ

PROGRAM

7 Ağustos 1999 - Cumartesi

08:30-09:10	Kayıt
09:10-09:20	Açılış: Saygı Duruşu ve İstiklal Marşı
09:20-09:30	Prof. Dr. Mehmet COŞKUN'un konuşması (F.Ü. Fen-Ed. Fakültesi Dekanı)
09:30-09:40	Prof. Dr. Cemal AYDIN'ın konuşması (A.Ü. Fen Fakültesi Dekanı)
09:40-09:50	Prof.Dr. Eyüp G. İSBİR'in konuşması (Fırat Üniversitesi Rektörü)
10:00-11:00	Açılış Bildirisi: Zeki ASLAN - *Işık Kirliliği (Çağrılı)*

ARA (11:00-11:20)

1. OTURUM Oturum Başkanı: Prof. Dr. Mehmet COŞKUN

11:20-11:40	M.T. ÖZKAN, A. ÖKTEN, T. AK, T. ÖZIŞIK, M. KARA *11 Ağustos 1999 Tam Güneş Tutulması Sırasında Beyaz ve Yeşil Işık Koronasının Polarizasyon Gözlemleri*
11:40-12:00	T. ÖZIŞIK, A. ÖKTEN, T. ÖZKAN, T. AK, M. KARA *Koronal Tüycüklerin 11 Ağustos 1999 Tam Güneş Tutulması Sırasında Yüksek Ayırma Güçlü Beyaz Işık Gözlemleri*
12:00-12:40	A.T. SAYGAÇ *Poster Sunumu*

ÖĞLE ARASI (12:40-14:00)

2. OTURUM Oturum Başkanı: Prof. Dr. Mehmet AYDOĞDU

14:00-14:20	E.R. PEKÜNLÜ, O. ÜNAL *Güneş III. Tür Radyo Patlamalarına Neden Olan Elektron Demetinin Difüzyonu*
14:20-14:40	M. YILDIZ *Güneş'in İç Yapısını Ne Kadar Biliyoruz?*
14:40-15:00	Z. EKER *Yıldız Leke Modellerinde Çözümün Tekliği Problemi*
15:00-15:20	M. DAĞCI, M.E. ÖZEL, H. YILDIRIM, C. SEZER *Türkiye'de Çarpma (Meteorit) Kraterlerinin Uzaktan Algılama Uydu Gözlemlerinde Aranması*

ARA (15:20-16:00)

Oturum Başkanı: Prof. Dr. İ. Ethem DERMAN

16:00-16:20	E.R. PEKÜNLÜ, Ö. ÇAKIRLI, E. ÖZETKEN *Güneş Tacının Manyetikses Dalgalarla Isıtılması*

8 Ağustos 1999 - Pazar

3. OTURUM Oturum Başkanı: Prof. Dr. Cemal AYDIN

09:00-10:00 Z. EKER, P.N. BRANDT, A. HANSLMEIER, W. OTRUBA, M. STEINEGGER
Değişen Yıldız Olarak Güneş ve Güneş Işığı Değişimlerinin Modellenmesi(Çağrılı)

10:00-10:20 İ. KÜÇÜK, N. KIZILOĞLU, R. CİVELEK
Erken Ana-Kol Öncesi Küçük Kütleli Yıldız Evriminde Döteryum Yanmasının Etkileri

10:20-10:40 Ö.L. DEĞİRMENCİ, C. SEZER, Ö. GÜLMEN
ZZ Cep Örten Çiftinin Fotoelektrik Işık Ölçümü

ARA (10:40-11:00)

Oturum Başkanı: Prof. Dr. Ömür GÜLMEN

11:00-11:20 H.H. ESENOĞLU, M.T. ÖZKAN, A. BIANCHINI
Galaktik Novalar İçin Yeni Bir Sınıflama Metodu

11:20-11:50 M. YILDIZ, C. İBANOĞLU, A. DEVLEN, Ö. ÇAKIRLI
FT Orionis'te Eksen Dönmesi ve Bileşenlerin Kuramsal Modelleri

11:50-12:10 M. YILDIZ
EK Cep ve Yıldız Evrimi

12:10-12:30 T. AK, M.T. ÖZKAN, J. AKYÜZ-MATTEI
Cüce Novaların Bileşenlerinde Güneş Tipi Çevrimler

ÖĞLE ARASI (12:30-14:00)

4. OTURUM Oturum Başkanı: Prof. Dr. Zeki ASLAN

14:00-14:20 B. GÜROL, İ.E. DERMAN
Wilson-Devinney Programının Macintosh Türü Bilgisayarlara Uyarlanması

14:20-14:40 Z. EKER
Kutup Lekeleri Tartışması: Inanalım mı?

14:40-15:00 S. KARAALİ, Y. KARATAŞ, S. BİLİR, S. GÜNGÖR-AK, G.F. GILMORE
Kalın Diskin Üç Modlu Metal Bolluğu Dağılımı

15:00-15:20 S. BİLİR, Y. KARATAŞ, S. KARAALİ, S. GÜNGÖR-AK
Basel Kataloglarındaki Galaksi Dışı Cisimler

15:20-15:40 S. GÜNGÖR-AK, S. KARAALİ
SA 107 Yıldız Alanının Standartlaştırılmış RGU Verileri İle İncelenmesi

ARA (15:40-16:00)

Oturum Başkanı: Prof. Dr. Cafer İBANOĞLU

16:00-16:20 S. KARAALİ, S. GÜNGÖR-AK, Y. KARATAŞ, S. BİLİR, G.F. GILMORE
Plaut I Yıldız Alanına Ait Metal Bolluğu Dağılımı

16:20-16:40 Y. KARATAŞ, S. BİLİR
Cüce Uydu Galaksilerin Galaksimizle Birleştiğine Dair Gözlemsel Bir Delil: SA 82 Yıldız Alanında Genç Yıldızlar

16:40-17:00 Y. KARATAŞ, S. BİLİR
SA 133 Yıldız Alanının UBV Fotometrisi

17:00-17:20 A. AKYÜZ, D. BHATTACHARYA, M.E. ÖZEL
EGRET Tanımlanamayan Kaynaklarının Karakteristiği

9 Ağustos 1999 - Pazartesi

5. OTURUM Oturum Başkanı: Prof. Dr. M. Ali ALPAR

09:00-10:00 M.C. AKAN
Beyaz Cüce Sismolojisi (Çağrılı)

10:00-10:20 Z. ASLAN
Trigonometrik Paralakslarda Lutz-Kelker Yanlılığı Üzerine

10:20-10:40 H. AK, O. DEMİRCAN, M. TANRIVER
CQ Cep Çift Yıldız Sisteminde Rüzgar Etkinlikleri

ARA (10:40-11:00)

Oturum Başkanı: Prof. Dr. Cengiz SEZER

11:00-11:30 M.A. ALPAR
Nötron Yıldızlarında Isı Üretimi ve Pervane Olayı

11:30-11:50 Z. ASLAN, C. YEŞİLYAPRAK
M Tipi Yarı Düzenli Değişen Yıldızların Salt Parlaklıkları

11:50-12:10 C. YEŞİLYAPRAK, T. ÖZDEMİR, Z. ASLAN
Yarıdüzenli Değişen Yıldızların Kinematik Yaşları

ÖĞLE ARASI (12:10-14:00)

6. OTURUM Oturum Başkanı: Prof. Dr. Dursun KOÇER

14:00-14:20 Ü. KIZILOĞLU
Bakırlıtepe'de Görüş ve Meteorolojik Durum

14:20-14:40 Ş. BALMAN
Optik CCD Görüntüleme ve Temel Fotometri Teknikleri

14:40-15:00 S.K. YERLİ
Fotonun Görüntüden Tayfa Yolculuğu: CCD Tayf Gözlemlerinin İndirgemesi ve İndirgeme Yöntemleri

ARA (15:00-15:20)

Oturum Başkanı: Prof. Dr. İ Ethem DERMAN

15:20-15:40 V. KESKİN, M. KOÇAK
TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nin 40 cm'lik Teleskobunun Otomasyonu

16:00-17:20
TUG-TAD Görüşmeleri

10 Ağustos 1999 - Salı

7. OTURUM Oturum Başkanı: Prof. Dr. Salih KARAALİ

09:00-09:20 C. İBANOĞLU
V471 Tau: Uzun Dönemli Gözlemler ve Sonuçlar

09:20-09:40 S.O. SELAM
W UMa Sisteminin Yörünge Dönemi Değişimleri

09:40-10:00 F. EKMEKÇİ, F.F. ÖZEREN, B. ALBAYRAK, H. AK
Etkin Çift Yıldız Sistemleri RT And ve ER Vul'un 1995-1998 Gözlemleri

10:00-10:20 B. ALBAYRAK, C. AYDIN, D. KOÇER, S.J. ADELMAN
Bir Süperdev Olan α Cygni (A2 Iae)'nin Atmosferi

ARA (10:20-11:00)

Oturum Başkanı: Prof. Dr. Zeynel TUNCA

11:00-11:20 S. EVREN, G. TAŞ, C. İBANOĞLU
MM Her'in Fotometrik Işık Değişimlerine Leke ve Fakulaların Katkısı

11:20-11:40 F. EKMEKÇİ, O. KARAKUŞ
Sigma Gem Sisteminin Moröte Tayflarının Analizi

11:40-12:00 A. DEVLEN
U Cep Örten Çift Yıldızının Dönem Analizi

12:00-12:20 B. GÜROL, İ.E. DERMAN
HV Aqr (BD-53°5183) Örten Değişen Çift Yıldızının Dönem ve Işık Eğrisi Analizi

12:20-12:40 Ö. ÇAKIRLI, C. İBANOĞLU, Ö.L. DEĞİRMENCİ
V505 Sgr'nin Işık Ölçümü ve Dönem Analizi

12:40-13:00 S. ÖZDEMİR, O. DEMİRCAN
X-ışın Çiftlerinde UV Bölgede Görülen Bazı Korelasyonlar

ÖGLEDEN SONRA: *Keban Barajı ve Santrali Gezisi*

KATILIMCI LİSTESİ

Melike AFŞAR	*Ege Üniversitesi*
Hasan AK	*Ankara Üniversitesi*
Tansel AK	*İstanbul Üniversitesi*
M. Can AKAN	*Ege Üniversitesi*
Sinan AKPINAR	*Fırat Üniversitesi*
Nazım AKSAKER	*Çukurova Üniversitesi*
Meltem AKYILMAZ	*Çukurova Üniversitesi*
Aysun AKYÜZ	*Çukurova Üniversitesi*
Nurol AL	*İstanbul Üniversitesi*
Berahitdin ALBAYRAK	*Ankara Üniversitesi*
Sinan ALİŞ	*İstanbul Üniversitesi*
M. Ali ALPAR	*O.D.T.Ü.*
Metin ALTAN	*Anadolu Üniversitesi*
Zeki ASLAN	*Akdeniz Üniversitesi*
Fulya ASLAN	*İstanbul Üniversitesi*
Onur AYDIN	*Ankara Üniversitesi*
Cemal AYDIN	*Ankara Üniversitesi*
Sezgin AYDIN	*Çukurova Üniversitesi*
Mehmet AYDOĞDU	*Fırat Üniversitesi*
Yıldırım AYDOĞDU	*Fırat Üniversitesi*
Şölen BALMAN	*O.D.T.Ü.*
Erkan BAŞ	*İstanbul Üniversitesi*
Deniz BAZAN	*Ankara Üniversitesi*
Seda BELGEMEN	*Ankara Üniversitesi*
F. Şenel BOYDAĞ	*Yıldız Teknik Üniversitesi*
Zeynep BOZKURT	*Ege Üniversitesi*
Niyazi BULUT	*Fırat Üniversitesi*
Cumhur CANBAZOĞLU	*Fırat Üniversitesi*
Murat CANYILMAZ	*Fırat Üniversitesi*
Rikkat CİVELEK	*O.D.T.Ü.*
Hugh CLEMMER	
Mehmet COŞKUN	*Fırat Üniversitesi*
Ömür ÇAKIRLI	*Ege Üniversitesi*
Serhat ÇAKMAK	*Ankara Üniversitesi*
Didem ÇINAR	*Ankara Üniversitesi*
Mehmet DAĞCI	*TÜBİTAK-MAM*
Ömer L. DEĞİRMENCİ	*Ege Üniversitesi*
Ethem DERMAN	*Ankara Üniversitesi*
Ahmet DEVLEN	*Ege Üniversitesi*
Ayşen DURMUŞ	*Erciyes Üniversitesi*
Zeki EKER	*King Saud Üniversitesi*
Fehmi EKMEKCİ	*Ankara Üniversitesi*
Tahir EMRE	*Ege Üniversitesi*
Semanur ENGİN	*Ankara Üniversitesi*
Hasan H. ESENOĞLU	*İstanbul Üniversitesi*
Serdar EVREN	*Ege Üniversitesi*
Orhan GÖLBAŞI	*Akdeniz Üniversitesi*
M. Uğur GÖZÜKELEŞ	*Çukurova Üniversitesi*
Sema GÜLER	*İstanbul Üniversitesi*
Ömür GÜLMEN	*Ege Üniversitesi*
Sevinç GÜLSEÇEN	*İstanbul Üniversitesi*
Hulusi GÜLSEÇEN	*İstanbul Üniversitesi*
Burak GÜLSEN	*Çukurova Üniversitesi*
Serap GÜNGÖR-AK	*İstanbul Üniversitesi*
Birol GÜROL	*Ankara Üniversitesi*
Esat GÜZEL	*Fırat Üniversitesi*
Cafer İBANOĞLU	*Ege Üniversitesi*
Gülnur İKİS	*Boğaziçi Üniversitesi*
Uğur İLTER	*Ankara Üniversitesi*
Eyüp İSPİR	*Fırat Üniversitesi*
Emre IŞIK	*Ege Üniversitesi*
Mehmet KARA	*İstanbul Üniversitesi*
Salih KARAALİ	*İstanbul Üniversitesi*
Yüksel KARATAŞ	*İstanbul Üniversitesi*
Varol KESKİN	*Ege Üniversitesi*
M. Mustafa KESKİN	*İstanbul Üniversitesi*
Ümit KIZILOĞLU	*O.D.T.Ü.*
Nilgün KIZILOĞLU	*O.D.T.Ü.*
Özgür Kasım KOÇ	*Çukurova Üniversitesi*
Serdar KOÇAK	*Ankara Üniversitesi*
Dursun KOÇER	*İstanbul Üniversitesi*
Haluk KORALAY	*Fırat Üniversitesi*
Tufan KÖSE	*İstanbul Üniversitesi*
İbrahim KÜÇÜK	*Erciyes Üniversitesi*
H. Hüseyin MENTEŞE	*İstanbul Üniversitesi*
Zekeriya MÜYESSEROĞLU	*Ankara Üniversitesi*
Adnan ÖKTEN	*İstanbul Üniversitesi*
Deniz ÖZBEK	*Ankara Üniversitesi*
Osman ÖZCAN	*Fırat Üniversitesi*
Sacit ÖZDEMİR	*Ankara Üniversitesi*
Tuncay ÖZDEMİR	*İnönü Üniversitesi*
U. Serdar ÖZER	*Akdeniz Üniversitesi*
Tuncay ÖZIŞIK	*İstanbul Üniversitesi*
M. Türker ÖZKAN	*İstanbul Üniversitesi*
Özlem ÖZMEN	*Çukurova Üniversitesi*
E. Rennan PEKÜNLÜ	*Ege Üniversitesi*
Uğurcan SAĞIR	*Ankara Üniversitesi*
Gonca SALMAN	*Ankara Üniversitesi*
A. Talat SAYGAÇ	*İstanbul Üniversitesi*
Serkan SAYGAN	*Ege Üniversitesi*
Selim SELAM	*Ankara Üniversitesi*
Cengiz SEZER	*Ege Üniversitesi*
Esin SİPAHİ	*Ege Üniversitesi*
Tamilla SOKULLUOĞLU	*İstanbul Üniversitesi*
Altuğ ŞEN	*Ankara Üniversitesi*
Mehmet TANRIVER	*Ankara Üniversitesi*
Cengiz TARAR	*Fırat Üniversitesi*
H. Gökmen TEKTUNALI	*İstanbul Üniversitesi*
Zeynel TUNCA	*Ege Üniversitesi*
Fikret TÜMEN	*Fırat Üniversitesi*
İbrahim ÜNAL	*Fırat Üniversitesi*
Kadri YAKUT	*Ege Üniversitesi*
Bülent YAŞARSOY	*Ege Üniversitesi*
Sinan Kaan YERLİ	*O.D.T.Ü.*
Ali YEŞİL	*Fırat Üniversitesi*
Cahit YEŞİLYAPRAK	*Akdeniz Üniversitesi*
Gülçin YİĞİTLER	*Çukurova Üniversitesi*
Mutlu YILDIZ	*Ege Üniversitesi*
İsmail YUSİFOV	*TÜBİTAK-MAM*
Kutluay YÜCE	*Ankara Üniversitesi*
Raşit ZENGİN	*Fırat Üniversitesi*

XI. Ulusal Astronomi Toplantısı, 7-10 Ağustos 1999, Fırat Üniversitesi, Fizik Bölümü, ELAZIĞ

(Çağrılı Tebliğ)

Işık Kirliliği

Zeki ASLAN

Akdeniz Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, 07058, ANTALYA
TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi, Bakırlıtepe, ANTALYA
e-mail: aslan@sci.akdeniz.edu.tr

Işık Kirliliği Nedir?

Geceleyin çevremizi neden aydınlatıyoruz? Daha iyi görmek için, daha güzel çevrede bulunmak için, daha kolay çalışmak, daha güvende hissetmek için... Ticarette, turizmde çalışıyorsak iyi reklam yapmak ve müşteri kazanmak için. Fakat ne yazık ki hem Türkiye'de hem de bütün dünyada çok kötü gece aydınlatma uygulamaları var. Bu kötü uygulama giderek yaygınlaşmakta ve artmakta. Bu kötü aydınlatma ışık kirliliği denen yeni bir kirlilik çeşididir. Işık kirliliği, yanlış yerde, yanlış miktarda, yanlış yönde ve yanlış zamanda ışık kullanılmasıdır. Hava kirliliği, su kirliliği gibi zehirleyici olmasa da, gereğinden fazla ve yanlış yerde ışık kullanmak etkisiz aydınlatma demektir; bunun sonucu olarak ışığı üretmek için harcanan enerjinin önemli bir kısmı da boşa gitmektedir.

Işık Kirliliğinin Çeşitleri

Işık kirliliği her çeşit etkisiz aydınlatmayı kapsar. Bunların başlıcaları şunlardır:

- *Işık tecavüzü (ya da ışık taşması)*: Işığın istenmeyen ya da gerekmeyen yeri aydınlatması.
- *Göz kamaşması*: Gözün alışık olduğu aydınlatma düzeyini aşıp görme yetisinin bozulması ve nesnenin görünürlüğünün kaybolması. Eğer ışık kaynağı, aydınlattığı nesneden daha belirgin ise aydınlatma kötüdür.
- *Dikine ışık*: Doğrudan gökyüzüne giden ışık. Sözün tam anlamıyla boşa giden, uzayda kaybolan ışıktır. Astronomlar ve gökyüzünü seyretmek isteyen herkes için en kötü ışık kirliliği budur. Işığın atmosferdeki tozlar ve moleküller tarafından saçılması sonucu göğün doğal parlaklığının bozulmasına, artmasına neden olur. Kamaşma ve ışık tecavüzü yaratan armatürler dikine ışık da gönderirler. Şehirlerin üstünde uçaktan görülen ışık denizi, çoğunlukla yukarıya doğru yanlış yönlendirilmiş ışıklardır.
- *Aşırı miktarda ışık*: Belli bir işin yapılması için gereken aydınlatma miktarını aşan ışık. Fazla ışık her zaman iyi aydınlatma demek değildir.

Işık Kirliliğinin Kaynakları

- Yol, cadde ve sokak aydınlatmaları
- Park, bahçe ve spor alanlarının aydınlatmaları
- Turistik tesislerin, binaların dış cephe aydınlatmaları
- Reklam panoları
- Güvenlik amacıyla aydınlatma
- Evlerden, binalardan taşan ışıklar.

Kullanılan armatürlerin ve lambaların yanlış seçimi ve yanlış yönlendirilmesi, bu aydınlatmalarda ışık tecavüzü, göz kamaşması, dikine ışık ve aşırı miktarda ışık oluşmasına neden olur. Bu durum, konuya yeterince önem verilmemesi ve bilgi eksikliğinden kaynaklanmaktadır.

Işık Kirliliği Boşa Giden Para Demektir

Işığın üretim maliyeti yüksektir. Kamaşma, ışık tecavüzü, dikine ve aşırı ışık boşa giden enerji demektir. "Uluslararası Karanlık Gökyüzü Birliği"nin yaptığı bir araştırmaya göre, bu şekildeki dış aydınlatmalarda ışığın %30 kadarı boşa gitmektedir. Bu yanlış uygulamaların maliyetinin ABD'de yılda 2 milyar dolar olduğu hesaplanmıştır. İngiltere'de ise yanlış ışıklandırma yılda 53 milyon sterlin tutarında enerji kaybına neden olmaktadır. Türkiye'de bu yönde bir araştırma yapılmamış olsa da ilk değerlendirmeler en az %30 enerji kaybı olduğu yönündedir. Işık kirliliğine karşı önlem almak yaklaşık bir elektrik santralı kurmak anlamına gelmektedir.

Işık üretilirken kömür, petrol ve su gibi doğal kaynaklar kullanıldığı için boşa giden ışık doğal kaynakları da boşa harcamak demektir. Maliyeti

ne olursa olsun, boşa giden enerji üretilirken çevre kirliliği de yaratılmaktadır.

Işık Kirliliğinin Doğal Hayata Etkisi

Kötü aydınlatmadan zarar görenler yalnız devlet bütçesi ya da gece gökyüzünü izlemek isteyenler değildir. Örneğin göçmen kuşlar için ışık kirliliği yeni bir tehlikedir: Kuşlar sadece insanlar için değil, dünyadaki tüm canlı yaşam için çok yararlıdır. Her yıl milyarlarca haşereyi, sineği tüketirler, milyarlarca bitki tohumunu yayarlar. Özellikle küçük sineklerle beslenen göçmen kuşlar gece seyahat ederler. Kimi türler milyonlarca kilometre yol kat ederler. Kısmen takım yıldızlardan yön bulurlarken gökdelenler, deniz fenerleri gibi yüksek yapılardan yayılan ışıklar onlar için çekici olur. Bunun sonucu, kuşlar ya yorulup düşünceye kadar ışık etrafında fır dönerler ya da doğrudan binaya çarparlar. Bu şekilde bir gecede binlerce kuşun öldüğü bilinmektedir. Kimi deniz hayvanlarının yuvalama alışkanlıkları ışık kirliliği ya da yapay aydınlatma yüzünden tehlikededir. Deniz kaplumbağalarının binlerce yumurtasından çıkan yavrulardan yalnızca birkaçı denize ulaşabilmektedir. Denize ulaşmak için deniz ile kara arasındaki aydınlık farkını kullanan kaplumbağalar yapay ışıklandırmalarla karaya yönelince hayatlarından olmaktadırlar. Avustralya'da yapılan bir araştırmaya göre mercanlar, üzerlerine düşen aşırı ışık yüzünden kendilerine renklerini veren mikroskobik bitkileri reddetmekte, beyazlaşmakta ve strese girmektedirler!

Işık Kirliliğinin Kültürel Etkisi

Zamanın başlangıcından beri, gece gökyüzü hep ilgi çekmiştir. Gezginler, şairler, filozoflar, bestekarlar ve ressamlar; hepsi yıldızlardan ilham almışlardır. Gezginlere yol gösteren, Van Gogh'un "Yıldızlı gece" sini süsleyen yıldızlar; Beethoven'in "Ay ışığı sonatı"nın, Hüseyin Rahmi'nin "Kuyruklu yıldız altında izdivaç" romanının da konusunu oluşturmuştur. Eski Mezopotamya halkları, Babilliler, Araplar göğü iyi tanıyorlardı. Bugün kullandığımız çoğu takım yıldızların adlarını onlar verdiler. Tek tek parlak yıldızlara ad taktılar; mitolojik öyküler geliştirdiler. Her kültürde olduğu gibi bizim kültürümüzde de -şarkılarımızda, türkülerimizde, edebiyatımızda- yıldızların önemli yeri vardır. Şehir ışıklarından uzaklaşmayan, karanlık gökyüzünün güzelliğini seyredemeyen bugünün insanının bu kültüre katkıda bulunması olanaksızdır. Yerleşim yerlerinin gelişi güzel aydınlatılması, hem profesyonel gökbilimcileri hem de halkı ve gökyüzünü özel araçlarla izlemeyi seven amatör astronomları etkilemektedir. Gözlemevleri şehirlerden yüzlerce kilometre uzakta olsalar bile, bu sorunla karşı karşıyadır.

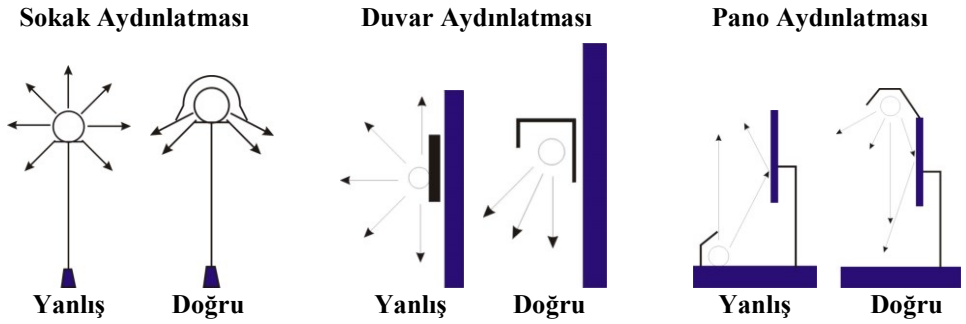
Güvenlik ve iyi görme koşulları açısından gece aydınlatmasının önemi, gökbilimciler dahil, herkesin kabul ettiği bir gerçektir. Gökbilimcilerin istediği, göğü aydınlatmadan, doğru aydınlatma kurallarına göre ışığın gerektiği yerde ve miktarda kullanılmasıdır. Gözlemevleri için iyi olan doğru aydınlatma dış aydınlatmadan yararlananlar için de, devlet bütçesi için de iyidir.

Doğru Aydınlatma Nedir?

Göğü aydınlatamazsınız! O halde, ilke olarak, izlenecek en basit yol (1) ışığın göğe yönelmesini kesmek ve aydınlatılacak yere yöneltmek, (2) birim enerji başına daha çok ışık veren kaynakları kullanmak, (3) zamanlayıcılarla gereksiz aydınlatmaları -örneğin reklam ve ilan ışıklandırmalarını gece yarısından sonra kapatmak olmalıdır.

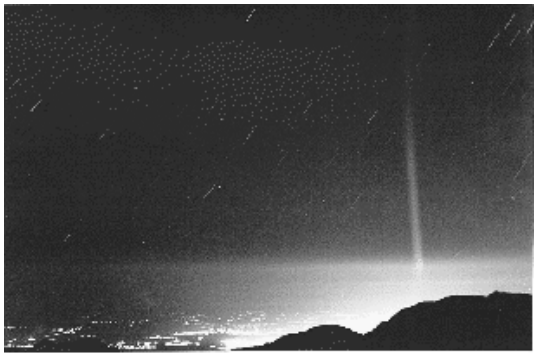
Diğer Ülkeler Neler Yapıyor?

Birçok ülkede ışık kirliliğine karşı dernekler, birlikler kurulmuş, ulusal komiteler oluşturulmuştur. Bu kuruluşların üyeleri arasında, profesyonel ve amatör gökbilimciler dışında, aydınlatma mühendisleri, mimarlar, armatür üreticileri ve diğer çevreciler de yer almaktadır. Hepsinin amacı, ışığın nerede lazımsa orada



kullanılması, gece güvenliğin ve iyi görme koşullarının sağlanması, gökyüzünün karanlık kalması ve böylece enerjinin tasarruf edilmesidir.

Uluslararası Astronomi Birliği(IAU) Yönetim Kurulu, 4 Temmuz 1998 de bir bildiri ile Birleşmiş Milletler'i uyararak, ışık kirliliğini önleyici her türlü çalışmayı desteklediğini duyurmuştur. Başta ABD, İspanya olmak üzere birçok ülkede yerel yönetimlerin çoğu ışık kirliliğine karşı özel yasalar ve yönetmelikler çıkarmakta ve uygulamayı yaygınlaştırmaya çalışmaktadır.

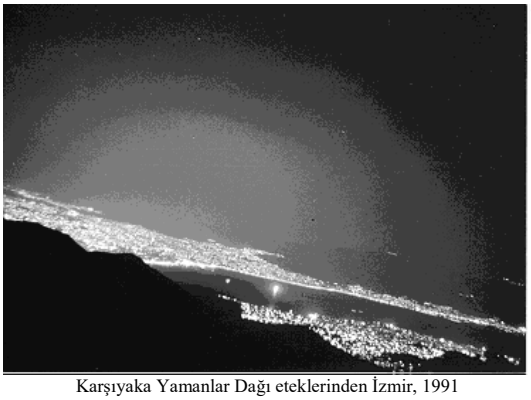


2550 m. yükseklikteki Bakırlıtepe'den Antalya, 1999. Resimde tozun ışık kirliliğini artırıcı etkisi açıkça görülmektedir.)
(foto:TUG)

Ne Yapmalıyız?

Işık kirliliğinin önlenmesi konusunda herkese görev düşmektedir. Bunun için doğru aydınlatma konusunda bilgi sahibi olun. Kendi uygulamalarınızda doğru aydınlatma kurallarına uyun. Çevrenizdeki yanlış ve sizi rahatsız eden uygulamaları ilgililere duyurun.

Otopark aydınlatması, 1999 Antalya
(foto:TUG)



Karşıyaka Yamanlar Dağı eteklerinden İzmir, 1991
(foto: Zeynel Tunca)

İstanbul Boğaz Köprüsü, 1999. (Köprüdeki ve Boğaz kenarındaki binaların aydınlatılmasındaki ışığın yönlendirilmesine dikkat ediniz)
(foto: Sibel YAZGAN)

Bahçe giriş kapısı aydınlatması İzmir, 1999
(foto:TUG)

Zincirlikuyu İstanbul, 1999 (İyi pano aydınlatmasına bir örnek)
(foto: Sibel YAZGAN)

Ağustos 1999 Tam Güneş Tutulması Sırasında Beyaz ve Yeşil Işık Koronasının Polarizasyon Gözlemleri

M. Türker ÖZKAN[1], Adnan ÖKTEN[1], Mehmet KARA[2], Tansel AK[2], Tuncay ÖZIŞIK[2], A. Talat SAYGAÇ[2], Hasan H. ESENOĞLU[2], Hulusi GÜLSEÇEN[2]

[1]İstanbul Üniversitesi Gözlemevi Araştırma ve Uygulama Merkezi
[2]İstanbul Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
e-mail: ozkant@istanbul.edu.tr

ÖZET: Bu çalışmada, 11 Ağustos 1999 tarihinde meydana gelecek tam güneş tutulması sırasında gerçekleştirilecek 3 deneyin amacı ve yapılışı tartışılmaktadır. Söz konusu 3 deneyin iki tanesi İstanbul Üniversitesi Turhal Gözlem İstasyonunda diğeri de İstanbul Üniversitesi Elazığ Gözlem İstasyonunda gerçekleştirilecektir. Bu deneylerle beyaz-ışık ve yeşil-ışık koronasının 3 farklı pozisyon açısında polarizasyon gözlemleri yapılacaktır. Gözlemler sonucunda elde edilen verilerden güneş atmosferindeki elektron yoğunluğunun dağılımı ve iç koronanın fiziksel koşulları araştırılacaktır.

1. Giriş

Güneş koronası, güneş atmosferinin üzerinde güneş diskinden çok uzaklara uzanan sıcak ve seyrek bir plazmadır. Ancak, ışığı güneşin görünür diskine göre çok sönüktür ve görünen diskten bir güneş çapı kadar mesafede parlaklık 10^3 faktörü kadar azalır. Gökyüzü parlaklığı koronanın parlaklığından 3-5 kadir daha fazladır. Bu nedenle korona normal olarak görülemez. Böylece güneş tutulmaları, güneş koronasının tümünü görebilmek için eşsiz bir fırsat sağlar.

Güneş koronası çeşitli kısımlardan oluşur. 1) E-korona: koronadaki yüksek iyonize parçacıklardan ortaya çıkan ışınımın sebep olduğu emisyon koronası; 2) K-korona: koronal elektronlar üzerinde fotosfer ışığının saçılması ile oluşan sürekli korona; 3) F-korona: güneş etrafında toz parçacıkları üzerinde fotosfer ışığının saçılması ile oluşan Fraunhofer koronası; 4) T-koronası: gezegenler arası tozun termal emisyonu ile ortaya çıkan termal korona. Koronanın güneşin bir tabakası olarak 1860 yılındaki keşfinden bu yana, fiziğinin anlaşılması üzerine gerek gözlemsel gerekse kuramsal bir çok çalışma yapılmasına rağmen çözülemeyen problemler de var: koronanın ısıtılması, koronal kütlenin desteklenmesi, sıcak koronanın ve soğuk prominenslerin birlikte olmaları, güneş koronasının sönük yapısı, koronadan güneş rüzgarı içine doğru parçacıkların ivmelenmesi, aktif bölgeler üzerindeki koronal yapıların dağılımı ve aktivite çevrimi boyunca gelişimleri, koronadaki nötral madde ve T-koronanın varlığı.

Bu çalışmada; 1) İki farklı yerde (Turhal ve Elazığ) tam güneş tutulmasında kullanılacak aletler ve teknik özellikleri, 2) Tam tutulma sırasında beyaz-ışık koronası gözlemleri ve, 3) Yeşil koronal çizginin (Fe XIV çizgisi, 530.3 nm) polarizasyon gözlemlerinin nasıl yapılacağı ve gözlemlerden elde edilmesi beklenen sonuçlar açıklanacaktır.

2. Kullanılan Teleskoplar ve Teknik Özellikleri

1. 1500 mm odak uzunluklu taşınabilir dürbün (T150): İstanbul Üniversitesi Gözlemevi'nde bulunan aletin objektif çapı 130 mm'dir. Alet üç ayak üzerine oturmaktadır. Dürbünün ahşap üç ayağı yerine daha güvenilir ve ayar kabiliyeti yüksek olan metalden ve vidalarla ayarlanabilen bir ayak Gözlemevi atölyesinde yapılmıştır. Böylelikle titreşimin ortadan kaldırılmasının yanı sıra aletin taşıma kapasitesi emniyetli bir şekilde arttırılmış oldu. Bu dürbünün üzerine 900 mm odak uzunluğu olan bir arayıcı dürbün, bir fotokatlandırıcı tüp ve foton sayıcı (Appleton Research Laboratories, Model no:1109) ve tutulmayı kaydetmek için bir adet Hi8 video kamera, yine atölyemizde monte edildi. 1500 mm'lik dürbüne İ. Ü. Araştırma Fonu projesi çerçevesinde Gürcistan Bilimler Akademesi, Abastumani Astrofizik Gözlemevi tarafından sağlanan 60x60 mm ebadında 12 pozluk film kartuşlarına fotoğraf çekebilen SALUT-C marka fotoğraf makinası ve yine aynı gözlemevi tarafından kendi optik

labaratuarlarında üretilen polaroid filtre monte edilmiştir. Filtre ve fotograf makinesi, atölyemizde yapılan ve optik ekseni etrafında 0, 60 ve 120 derecelik açılarda dönebilen bir adaptör sistemi ile birbirine bağlanmıştır. Bu sistemde filtre ve fotoğraf makinesi, belirtilen polarizasyon açılarında, birlikte dönmektedir. Dürbün, yeni yapılan bu ilavelere göre denge ayarları yapılarak gözleme hazırlandı ve 23 Temmuz 1999 tarihinde Turhal gözlem istasyonuna getirildi. 1500 mmlik bu dürbün, kutup ayarı, odak tespiti ve denge ayarları yapılarak yukarıda adı geçen gözlem aletleri ile beraber deneme gözlemlerine başlandı.

2. Celestron 8 (C8): TUG'dan geçici olarak temin edilen bu teleskop 2000 mm odak uzunluğunda ve 203 mm ayna çaplı olup ahşap üç ayak üzerinde kullnılmaktadır. Bu teleskopun arkasına İ. Ü. Araştırma Fonu projesi çerçevesinde temin edilen Canon EOS 500-N modeli fotoğraf makinası bağlanmıştır. 24x36 mm'lik standart film kullanan bu fotoğraf makinesinin önüne Abastumani Astrofizik Gözlemevi optik laboratuvarlarında üretilen bir polaroid filtre ve 5303 Angstrom (Fe XIV) koronal yeşil çizgi interferans filtresi, Bölüm atölyesinde üretimi yapılan bir mekanik bir adaptör sistemi ile monte edilmiştir. Polarize filtre, sistemin içinde bağımsız olarak 0, 60, ve 120 derecelik açılarda optik eksen etrafında dönebilmektedir. İki filtre arasındaki yansımalardan meydana gelebilecek ikincil görüntüyü safdışı bırakabilmek için interferans filtreye, polarize filtreye göre, 10 dereceye kadar eğim vermek mümkündür. Bu sistemde fotoğraf makinesi ve interferans filtre sabit olup, polarize filtre yukarıda bahsedilen açılarda dönebilmektedir.

3. Meade LX 200: İ. Ü. Araştırma Fonu projesi çerçevesinde alınan bu teleskobun odak uzunluğu 1280 mm ve ayna çapı 203 mm'dir. Bu teleskobun odak düzlemine 24x36 mm'lik standart film kullanan Olympus marka fotoğraf makinesi monte edilmiştir. Fotoğraf makinası teleskobun odak düzlemine, yine Bölüm atölyesinde üretilen ve 0, 60 ve 120 derecelik açılarda dönebilen bir polarize filtreyi içeren bir adaptör sistemi ile monte edilmiştir. Polarize filtre Abastumani Astrofizik Gözlemevi optik laboratuvarlarında üretilmiştir. Bu sistemde makine sabit olup, polarize filtre optik eksen etrafında 0, 60 ve 120 derecelik açılarla döndürülebilmektedir.

3. Deneme Gözlemleri

3.1. T150 ile Amaçlar, Denemeler, Gözlem Programı

Amaç: Korona'nın yaklaşık 2 $R_\odot$ 'e kadar olan bölgesinin polarize görüntülerini elde ederek, bu tabakanın fiziği hakkında bilgi çıkartmak.

Denemeler:

1) İstanbul: Haziran 1999 sonunda, dolunay görüntüleri 1/125, 1/60, 1/30, 1/15, 1/8, 1/4, 1/2, 1, 3, 5, 10 sn. poz süreleri verilerek elde edilmiş, 1/60-1/2 sn. poz süreleri arasındaki değerlerin uygunluğuna bir ön fikir olarak karar verilmiş, son karar Turhal'da yapılacak denemelere bırakılmıştır.
2) Turhal: 28 Temmuz 1999 tarihinde, dolunay görüntüleri yukarıda verilen poz süreleri ile tekrar elde edilmiştir. Kararma yoğunluklarının, iç koronadan dış koronaya kadar olan bölgelerin tümünün görüntülenmesini istendiğinden, 1/60, 1/15, 1/4 sn. poz süresi verilen pozlarda en uygun düzeyde olduğu anlaşılmıştır. Koronanın daha dış kısımlarının görüntülenmesi de mümkün olduğundan eğer gözlem sırasında vakit kalırsa 1/2 sn. 'lik poz süresi de not edilmiştir.

Buna göre, T150'nin gözlem programı aşağıdaki gibi olacaktır:

a) Tam örtülme öncesi, parçalı tutulma safhaları, cam güneş filtresi kullanılarak görüntülenecektir. Muhtelemelen 1/125 sn. poz süresi yeterli olacaktır.
b) Tam örtülme sırasında, sırasıyla aşağıdaki çekimler yapılacaktır.

Poz No.	Polarizör Açısı (°)	Poz Süresi (Sn.)
1	0	1/60
2	60	1/60
3	120	1/60
4	120	1/15
5	60	1/15
6	0	1/15
7	0	1/4
8	60	1/4
9	120	1/4
10	120	1/2
11	60	1/2
12	0	1/2

Not : Son üç poz, yeterli zaman kaldığı takdirde çekilecektir.

3.2. C8 ile Amaçlar, Denemeler, Gözlem Programı

***Amaç*:** Korona'nın yaklaşık 0.5$R_\odot$ 'e kadar olan bölgesinde yeşil koronal çizginin (Fe XIV çizgisi,

530.3 nm) polarize görüntülerini elde ederek, bu tabakanın fiziği hakkında T150 ve Meade LX 200'den gelen verilerle birlikte değerlendirilecektir.

Denemeler:

1) İstanbul: Haziran 1999 sonunda, dolunay görüntüleri 1/125, 1/60, 1/30, 1/15, 1/8, 1/4, 1/2, 1, 3, 5, 10 sn. poz süreleri verilerek polarize filtre ile elde edildi. Ancak bu deneme gözlemleri sırasında yeşil çizgi interferans filtresi henüz hazır olmadığı için poz süreleri değerlerinin uygunluğuna ilişkin son karar Turhal'da yapılacak denemelere bırakılmıştır.
2) Turhal: 28 ve 29 Temmuz 1999 tarihlerinde, dolunay görüntüleri 3, 4, 8, 10, 15, 20, 30 saniyelik poz ile elde edilmiştir. Kararma yoğunluklarının, iç koronadan dış koronaya kadar olan bölgelerin tümünün görüntülenmesini istendiğinden, 10, 15, 20 saniyelik poz süreleri verilen pozlarda en uygun düzeyde olduğu anlaşılmıştır. Bu gözlemlerde 530.3 nm'de geçirgen interferans filtre kullanılmıştır.

Buna göre, C8'nin gözlem programı aşağıdaki gibi olacaktır.

a) Tam örtülme öncesi, parçalı tutulma safhaları, cam güneş filtresi kullanılarak görüntülenecektir. Muhtelemelen 15 saniye poz süresi yeterli olacaktır.
b) Tam örtülme sırasında, aşağıdaki çekimler sırası ile yapılacaktır.

Poz No.	Polarizör Açısı (°)	Kenar	Poz Süresi (Sn.)
1	0	Doğu	15
2	60	Doğu	15
3	120	Doğu	15
4	120	Batı	15
5	60	Batı	15
6	0	Batı	15
7	120	Batı	15
8	120	Doğu	15

Not : Son iki poz, yeterli zaman kaldığı takdirde çekilecektir.

3.3. Meade LX 200 ile Amaçlar, Denemeler, Gözlem Programı

Amaç: Korona'nın yaklaşık 2 $R_{\odot}$'e kadar olan bölgesinde üç farklı açıda polarize görüntülerini elde ederek, bu tabakanın fiziği hakkında C8'den ve T150'den elde edilen sonuçlarla beraber değerlendirmek

Denemeler:

1) İstanbul: Haziran 1999 sonunda, dolunay görüntüleri 1/1000, 1/500, 1/250, 1/125, 1/60, 1/30, 1/15, 1/8, 1/2, 1 sn. poz süreleri verilerek elde edilmiş, 1/125, 1/30, 1/8 ve 1/2 sn. poz sürelerinin uygunluğuna bir ön fikir olarak karar verilmiş, son karar Elazığ'da yapılacak denemelere bırakılmıştır.
2) Elazığ: 28-29 Temmuz 1999 tarihlerinde dolunay görüntüleri makinede bulunan tüm pozlarda çekilerek karar verilecek poz süreleri yeniden test edilmiştir.

Buna göre Meade LX 200'ün gözlem programı şöyle olacaktır.

a) Tam tutulmadan önce ve sonra yani parçalı evrede tüm pozlarda görüntü alınacaktır.
b) Tam tutulma sırasında ise aşağıdaki tabloya göre hareket edilecektir.

Poz No.	Polarizör Açısı (°)	Poz Süresi (Sn.)
1	0	1/125
2	60	1/125
3	120	1/125
4	120	1/30
5	60	1/30
6	0	1/30
7	0	1/8
8	60	1/8
9	120	1/8
10	120	1/2
11	60	1/2
12	0	1/2
13	0	1/2
14	60	1/2
15	120	1/2
16	120	1/8
17	60	1/8
18	0	1/8
19	0	1/30
20	60	1/30
21	120	1/30
22	120	1/125
23	60	1/125
24	0	1/125

4. Sonuç

Turhal ve Elazığ'da 11 Ağustos 1999 tam güneş tutulması sırasında 3 farklı teleskop ve yardımcı aletleri ile beyaz ışık ve yeşil ışık polarizasyon gözlemleri yapılacaktır. İki deney sadece beyaz ışık polarize gözlemlerini içerirken diğer deney 530.3 nm dalgaboyunda interferans bir filtre ile polarizasyon gözlemlerini kapsamaktadır. Tam tutulma sırasında, yani yaklaşık 2 dakika 10 saniye'lik sürede, T150 ile 12, C8 ile 8 ve Meade LX 200 ile 24 poz farklı görüntü çekilecektir. Gözlemlerden sonra tüm filmlerin mikrodensimetreden geçirilerek bilgisayar ortamına aktarılması sonucunda elde edilen verilerden güneş atmosferindeki koronal yapıların dağılımı ve iç koronanın fiziksel koşulları araştırılacaktır.

Bu çalışma İstanbul Üniversitesi Araştırma Fonunca desteklenmiştir. Proje No: UP-16/160399 ve Proje No: UP-15/160399.

Koronal Tüycüklerin 11 Ağustos 1999 Tam Güneş Tutulması Sırasında Yüksek Ayırma Güçlü Beyaz Işık Gözlemleri

Tuncay ÖZIŞIK, Adnan ÖKTEN, Türker ÖZKAN, Tansel AK, Hulusi GÜLSEÇEN, Mehmet KARA

İstanbul Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 34452 Üniversite-İstanbul
e-mail: tozisik@istanbul.edu.tr

1. Giriş

Bilindiği üzere Güneş'ten, Güneş Rüzgârı şeklinde bir kütle kaybı vardır. 1970'lerin başlarında "Skylab" gözlemlerinden bu madde kaybına neden olabilecek bazı yapılar Güneş'in korona tabakasında tesbit edilmiştir. *Koronal delik* adı verilen bu yapıların koronal zeminden en az üç faktörü kadar daha az yoğun ve düşük sıcaklıklı (2 $R_\odot$'te 1.4-1.8x10^6 K) geniş bölgeler olduğu daha o zamanlar tesbit edilmişti. İki tanesi sürekli olarak Güneş'in her iki kutbunda olmak üzere bütün Güneş yüzeyine yayılmış tek kutuplu bölgelerin üzerinde bulunan bu yapılar, açık manyetik alana sahip hızlı Güneş rüzgarı akıntısından sorumluydular. Ancak, son on yıl içinde gerek arz tabanlı gerekse uydulardan yapılan, özellikle yüksek ayırma güçlü gözlemler, kutup bölgelerinde bulunan ve *kutup tüycüğü* adı verilen bazı yapılardan da kütle kaybı olduğuna ilişkin ipuçları görülmüş ve bu yapılar ayrıntılı araştırılmaya başlanmıştır. Her ne kadar kutup koronal tüycükleri 22 Temmuz 1878 yılında oluşan tam Güneş tutulmasında ilk kez keşfedilmişlerse de, daha sonraki tutulmalarda gözlemcilerin fazla dikkatini çekmemiş ve ayrıntılı araştırılma yapılmamıştır.

Yakın zamanda koronal tüycükler hakkında bilgiler 2 Aralık 1995 tarihinde atılan SOHO (Solar and Heliospheric Observatory) uydusunda bulunan aletlerden (B. Fleck, and Z. Svestka, 1997) gelmektedir. Gözlemler beyaz ışıkta, ultraviyole bölgede ve yumuşak x-ışınlarında yapılmaktadır. SOHO uydusu üzerinde bu amaçla kullanılan aletlerin özellikleri aşağıda verilmektedir.

- **MDI**; **M**ichelson **D**oppler Imager; 0.6" lik ayırma gücü ile manyetik ve Doppler bilgileri kaydetmekte,
- **CDS; C**oronal **D**iagnostic **S**pectrometer; He I, O V ve MG IX spektrel çizgilerinde tüycüklerin kromosferdeki ayaklarını gözlüyor,
- **EIT; E**UV **I**maging **T**elescope; Koronal deliklerin Fe IX, Fe X ve He II emisyon çizgilerinde tüycüklerin görüntülerini elde ediyor,
- **SUMER**, **S**olar **U**ltraviolet **M**easurement of **E**mitted **R**adiation; Tek bir tüycüğü hızla tarayarak, tüycüğün iç ve dış kısımlarındaki O VI ve Mg IX çizgi profillerinin farkını elde etmektedir.
- **LASCO; L**arge **A**ngle **S**pectrometric **Co**ronagraph; C2 ve C3 koronografları ile orta ve üst koronanın görüntülerini kaydetmektedir.

2. Koronal Tüycükler Hakkında Bilinenler

- Başlangıçta birkaç Güneş çapına kadar uzandıkları zannedilen koronal tüycüklerin uzay tabanlı gözlemleri bu yapıların son derece ince huzmeler şeklinde yaklaşık 15 $R_\odot$'e kadar uzandıklarını göstermiştir.
- Tüycükler, kromosferik ağyapı hücre sınırında küçük (yaklaşık 2-5" çaplı), sakin, tek kutuplu manyetik akının yoğun olduğu bölgelerden yükselirler.
- Tüycükler, tabanlarından itibaren yükseklikle çok hızlı bir şekilde genişlemekte, yüzeyin 30 000 km üzerinde çapları 20 000 – 30 000 km'ye ulaşmaktadır.
- 1.2 $R_\odot$'in üzerinde tüycükler beyaz ışıkta gözlenebilmektedir.
- Tüycükler, kendilerini çevreleyen koronal deliklerden daha yoğun ve soğukturlar.
- Bariz olarak Fe IX ve Fe XII emisyon çizgilerinde gözlenirler. Bu yaklaşık 1.0-1.5x10^6 K'lik bir iyonizasyon sıcaklığına karşılık gelir.
- 15" den daha büyük ölçekte tüycüklere bakıldığında ($R<1.3\ R_\odot$) bu yapıların 24

saatlik bir süre boyunca kararlı oldukları, buna karşılık küçük ölçekte (5-15") birkaç dakikalık bir zaman içinde yoğunlukta ve sıcaklıkta dışarıya doğru akan salınımlar gösterdikleri görülür.

- 10" den daha küçük uzaysal ölçek için, tüycüklerin XUV şiddetlerinin %10-%20 oranında birkaç dakikalık süreç içerisinde değiştiği tespit edilmiştir.
- Kutup tüycüklerinin Güneş rüzgarı ile ilişkisi ise halen tartışılmaktadır. Bazı yazarlar kutup tüycüklerinin yüksek hızlı Güneş rüzgarlarının kaynağı olabileceğini düşünürken diğer yazarlar buna katılmamaktadırlar.
- EIT gözlemlerinden herbir tüycüğün genişliği boyunca izotermal, sıcaklıklarının da yaklaşık 1.0-1.5x10^6 K olduğu tespit edilmiştir. Bununla beraber tüycükler zemin sıcaklığından yaklaşık %30 daha soğukturlar.
- Tüycükler Fe IX/X (171 Å) çizgisinde görünür haldedir. Fe XV (284 Å) çizgisinde de mevcutturlar, fakat daha az belirgindirler. Ancak He II (304 Å) görüntülerinde ortaya çıkmazlar.
- Gözlenen tüycükler Güneş diski merkezi ile kenarı arasında kalan bir noktadan radyal bir şekilde dışa doğru genişleyerek uzanmaktadır.

Tüycükler içindeki şiddet değişimlerinin dışa doğru 300-500 km/sn hızla yayıldığı gözlenmiştir. Buradaki yayılma hızı Alfven hızına çok yakındır.

3. Beyaz Işık Gözlemleri

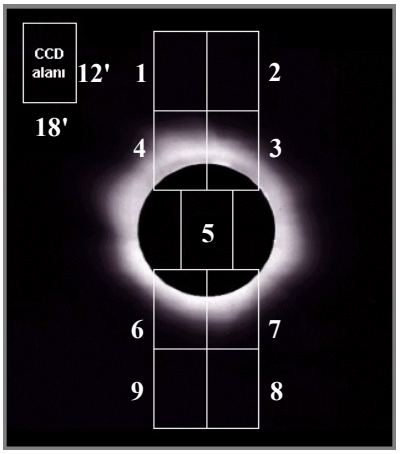
Güneş'in beyaz ışık koronasının Arz-tabanlı yüksek ayırma güçlü gözlemleri hala büyük öneme sahiptir. Özellikle kutup tüycüklerinin, koronal deliklerin iç yapısının bir özelliği veya hızlı Güneş rüzgarı akıntısının kaynağı ile ilişkili olup olmadıkları henüz tam olarak anlaşılamamıştır. Kutup tüycüklerinde ve kutup koronal deliklerinde ortaya çıkan fiziksel işlemlerin 1.3 - 2 $R_\odot$'te oluşması beklenmektedir. Bu bölge, potansiyel manyetik alanın yavaş yavaş radyal gezegenlerarası alana dönüşmeye başladığı yerdir. Diğer taraftan, uzay tabanlı SOHO-LASCO C2/LASCO C3 koronografları kutup tüycüklerinin bulunduğu bu bölgeleri gözleyememektedir. Bundan dolayı yüksek ayırma güçlü arz-tabanlı **tam tutulma gözlemleri** ayrıntılı gözlem verisi elde etmenin tek yoludur. Bu tip arz-tabanlı gözlemler EIT/LASCO C1'in iç korona kutup tüycükleri görüntüleri ve LASCO C2 ve C3 dış korona gözlemleri arasındaki boşluğu doldurabilir.

4. CCD Gözlemi

11 Ağustos 1999 Tam Güneş Tutulması sırasında Güneş'in kutup bölgelerinden yüksek ayırma güçlü beyaz ışık görüntülerinin elde edilebilmesi için çapı 203 mm ve odak uzaklığı 1280 mm olan (f/6.3) elektronik kontrollü bir teleskop kullanılacaktır. Bu teleskobun odak düzlemine sayısal görüntüleme amacıyla 768x512 piksel formatında, 9x9 mikron piksel büyüklüğü olan 16 bitlik bir CCD kamera yerleştirilmiştir (Şekil-1). Bu sistem ile Güneş üzerinde 1.4" ayırma gücü elde edilerek yaklaşık 18'x12' büyüklüğünde bir alan görüntülenebilecektir. CCD görüntüleri hızlı bir veri iletişim standardı olan SCSI arabirimine sahip PIII-450 MHz hızında bir bilgisayara yüklenecektir. Dolunay kullanılarak yapılan deneme gözlemleri sonucu tam tutulma sırasında kullanılacak CCD poz süresinin 5 ms ve bir CCD görüntüsünün bilgisayara aktarılması işleminin de 14 sn sürdüğü tespit edilmiştir. Durum böyle olunca Elazığ'da 2 dak. 03 sn. süreceği hesaplanan tam tutulma safhası boyunca Güneş koronasında daha önceden tespit edilecek bölgelere ait en fazla 9 görüntü alınabilecektir. Bu amaçla Güneş kutupları civarı parsellenerek (Şekil-2) teleskobun bu

Şekil-1. Tutulma gözlemi için kullanılacak teleskop ve CCD.

Şekil-2.



Şekil-3. CCD görüntülerinin aktarılacağı ve teleskobun kontrol edileceği bilgisayarlar, video monitörü ve kesintisiz güç kaynağından oluşan gözlem ve kontrol masası.

koordinatlara hassas, hatasız ve hızlı bir şekilde yönlenebilmesi için bilgisayar kontrollü bir yönlendirme sistemi tasarlandı. Teleskobun RS232 arabirimi üzerinden istenilen koordinatlara (RA ve DEC) yönlenmesini sağlayacak bir bilgisayar programı hazırlandı ve kurulan sistem Dolunay ve Güneş (filtre ile) görüntüleri üzerinde birçok kez test edildi.

Gözlem sırasında PC tabanlı bir bilgisayar ile bir gözlemci teleskobun yönlenmesini sağlayacak, CCD görüntüleme sistemine bağlı diğer bir PC tabanlı güçlü bir bilgisayar da ikinci bir gözlemci kontrolünde sayısal görüntüleri alacaktır (Şekil-3). Teleskobun takip dürbününe yerleştirilen ikinci bir Video-CCD ve bir monitörden oluşan sistem ile aynı zamanda tüm tutulmanın video kaydı yapılacak ve gözlem sırasında teleskobun hareketi izlenecektir. Tasarlanan bu deneyden elde edilecek yüksek ayırma güçlü sayısal korona görüntülerinin işlenmesiyle, haklarında çok az şey bilinen kutup tüycüklerinin koronal deliklerin içinde olup olmadıkları, koronanın hangi bölgelerine kadar uzandıkları, sayı yoğunlukları ve fiziksel karakterleri hakkında bilgiler elde edileceği amaçlanmaktadır.

Bu çalışma İstanbul Üniversitesi Araştırma Fonunca desteklenmiştir. Proje No: UP-15/160399, UP-16/160399 ve 114/010598.

Kaynaklar

B. Fleck, and Z. Svestka Eds., “The First Results From SOHO”, Kluwer Academic Publisher, 1997.

Güneş III. Tür Radyo Patlamalarına Neden Olan Elektron Demetinin Difüzyonu

E. Rennan PEKÜNLÜ, Oktay ÜNAL

Ege Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100 Bornova-İzmir
e-mail: rpekunlu@astronomy.sci.ege.edu.tr

ÖZET: Güneşten gerek parlama (flare) olayı sırasında, gerekse parlama dışı dönemlerde salınan ve III. tür radyo patlamaları olarak adlandırılan ışınımın üretilmesinden sorumlu tutulan uyartıcı, manyetik akı ilmiklerinde tuzaklanmış olan elektron demetidir. Radyo dinamik tayftan türetilen frekans kaymaları demetin *c/3* hızlarına ulaştığını göstermektedir. Bu demetin uyarttığı radyo dalgalarının dinamik tayfı ters J, U ve N görünümü sergilemektedir. Biz bu çalışmada elektron demetinin manyetik akı ilmiği içindeki evrimini incelemeyi amaçladık. Elektron demetinin hız uzayındaki dağılımı yitik koni (loss cone) dağılımı olarak alındı. Bu dağılım biçimi, radyo dalgalarının yüksek parlaklık sıcaklığı, yüksek dereceden polarizasyonu ve dar bandını açıklayabilecek türden bir dağılımdır. Elektron demetinin difüzyonuna neden olabilecek süreçler olarak bu demetin whistler dalgalarınca saçılması, Coulomb etkileşimi ve synchrotron süreciyle erke yitirmesi ele alındı. Difüzyon denklemi bir başlangıç değer problemi olarak çözüldüğünde, demetin ilmik içindeki konumuna bağlı olarak hız uzayında nasıl değiştiği ve difüzyona nasıl uğradığı bulunabilir. Aynı difüzyon denkleminin çözümünden elde ettiğimiz difüzyon zaman ölçeği de dinamik tayfta niçin M veya MM patlamalarının olmadığını söyleyebilir. Bizim ulaştığımız çözüm demetin ilmik içinde belli konumlardaki değerini vermektedir. Bir sonraki aşama problemin nümerik çözümü olacaktır.

1. Giriş:

Güneş patlamalarıyla ilişkili olan üçüncü tür radyo patlamaları bir tür kararsızlık sonucunda üretilir. Parçacıkların hız uzayında ortaya çıkan yönbağımlılıklar karasızlıkları kolayca uyartabilir. Güneş patlamaları ve onlarla ilişkili ışınım süreçleri bağlamında sıkça kullanılan yönbağımlı parçacık dağılımları, *hollow-beam* (Wu & Freund, 1984), *tek yanlı yitik koni ve DGH* (Melrose, 1989) dir.

Gözlemler, III. tür radyo patlamalarının üretilmesinden sorumlu olan parçacıkların demet özelliği sergilediğine işaret etmektedir. Bu bağlamda demet sözcüğü relativistik parçacıkların açısal dağılımlarının ve hız dağılımlarının oldukça dar olduğuna işaret eder (Karlicky,1997). III. tür radyo patlamalarının dinamik tayfı ters J, ters U ve N harfi görüntüsündedir. Bu patlamalara neden olan ışınım sürecinin plazma ışınımı olduğu savunulur (e.g. Melrose, 1989). Güneş tacı manyetik ilmiklerinde tuzaklanmış olan elektron demeti plazma dalgaları üretir; bu dalgalar daha sonra dünyadan algılanan radyo patlamalarına dönüşür. Plazma dalgasının frekansı, dalganın üretildiği katmanın plazma frekansıdır $(\omega_{pe}= (e^2 N_e / \varepsilon_0 m_e)^{1/2})$. Dinamik tayfın görüntüsünden anlaşılacağı gibi patlamanın frekansı hızla düşük frekanslara kayar. Frekans kayma oranından demetin hızı $c/2<v<c/6$ düzeyinde saptanmıştır (Karlicky, Mann & Aurass, 1996).

N türü patlamalar J ve U türü patlamalardan daha enderdir. Bu durum, elektron demetinin ömrü üzerine bir araştırma yapmamızı dayatır. Bugüne dek niçin bir M türü dinamik tayf gözleyemedik? En yalın yanıt kuşkusuz elektron demetinin hızla dağılmasıdır. Bu konuyla ilgili bir çok ayrıntılı çalışma vardır (e.g. Miller & Ramaty, 1989; Bai, 1982; Hua, Ramaty & Lingenfelter, 1989).

Bu çalışmanın ana amacı relativistik elektron demetinin taşınımı ve bu sırada ortaya çıkan fiziksel süreçleri incelemek olacaktır. Daha özgün olmak gerekirse, tınıs açısı difüzyonunu betimleyen Fokker-Planck eşitliğinin çözümü olacaktır. Fokker-Planck eşitliğinin çözümü birim μ *(tınıs açısının kosinüsü)* başına parçacık yoğunluğu f yi verir. Bu çözüm Langmuir dalgalarının büyüme oranı olan $\partial f/\partial v_\perp$ niceliğini belirlememizi sağlar. $(\mu , df/dv_\perp)$ çizgesi elektron demetini Langmuir dalgalarını üretebildiği bölgeleri belirlemesi açısından önemlidir. Yukarıda da değindiğimiz gibi J, U veya N türü radyo patlamaları Langmuir dalgalarının elektromanyetik dalgalara dönüşmüş durumlarıdır.

II. bölümde tınıs açısı difüzyon modeline ve fiziksel süreçlere değineceğiz. Tınıs açısının saçılmasına neden olan süreçler, Coulomb etkileşimi, synchrotron süreciyle ışınım yitiği ve elektron-whistler etkileşimi Fokker-Planck eşitliğinde yer alacaktır.

2. Model ve Fiziksel Süreçler

Güneş tacında ilmik yapan bir manyetik akı tüpü ele alalım. İlmiğin ayakucu noktalarının geçiş bölgesinde olduğunu varsayalım. İlmik *xz* düzleminde yer alsın. *Z* yönü güneşin yarıçapı doğrultusunda *x* ekseni de ayakucu noktalarını birleştiren doğru boyuncadır. *Y* ekseni *inversion-line* adı verilen doğru boyuncadır. Şimdi manyetik enlemi *(λ)* tanımlayalım. Bu açı z ekseniyle konsayı düzeneğimizin başlangıç noktasından çizilen ve akı ilmiğini kesen doğrultu arasındaki açıdır. *L*, ayakucu noktaları arasındaki uzaklıktır. Böylece λ ve *L* parametreleriyle çiftuçay (dipole) manyetik alanı tanımlamış oluruz (Roederer, 1970).

$$B(\lambda, L) = \frac{B_0}{L^3} \frac{\left[4 - 3\cos^2 \lambda\right]^{1/2}}{\cos^6 \lambda} \qquad (1)$$

Parlama erkesinin özgür duruma geçtiği bölge konusunda değişik görüşler vardır. Bu çalışmada hız, parlama bölgesi olarak bir veya birden fazla kararsız manyetik akı ilmiğinin oluşturduğu akım tabakasında ortaya çıkan potansiyel olmayan bölgeyi yeğleyeceğiz. Adı geçen bölgede plazmanın manyetik alana "donma" koşulu bozulmuştur (Syrovatskii, 1981). (Miller & Ramaty, 1989), birincil güneş parlama erkesinin salınma koşulu olarak "donma" koşulunun bozulmasıyla başlayan manyetik yeniden birleşme olduğunu belirtiyor. Benzer biçimde, (Karlicky & Henoux, 1993) de tek erkeli elektron demetinin ilmiğin tepe noktasından kaynaklandığına işaret etmektedir. Bu konuya ilgi duyan okuyucu Karlicky' nin bildirisine başvurmalıdır (Karlicky, 1997).

Açığa çıkan parlama erkesiyle ivmelenen parçacıkların ilk dağılımı önemlidir. J, U veya N türü patlamaların hepsi başlangıçta negatif frekans kayması göstermektedir; diğer bir deyişle radyo patlamalarının frekansı zamanla azalmaktadır. Bu gözlemsel gerçek, elektron demetinin akı tüpü içinde güneş tacına doğru ilerlediğine işaret eder. eğer elektron demeti açık manyetik alan kuvvet çizgisi boyunca ilerliyorsa radyo patlamalarının dinamik tayftaki görüntüsü ters J harfi biçimindedir. Eğer demet kapalı kuvvet çizgilerinde tuzaklandıysa dinamik tayftaki görüntü ters U veya N harfi biçimindedir (Leblanc ve ark. , 1983; Aschwanden ve ark., 1992, 1994).

Bu gözlemsel gerçekler, güneş tacından ayakucu noktalarına doğru ivmelenen elektron demetinin radyo dalgalarına dönüşecek olan plazma dalgalarını üretemediği hipotezini dayatmaktadır. Elektron demetinin hız uzayındaki dağılımının başlangıç biçimi (kaymış-Maxwell, atmalı Heaviside, vb.) elektron manyetik ayna noktalarından yansıyıp güneş tacına dönmeden önce çok önemli değildir. Diğer bir deyişle, başlangıç elektron dağılımı, Langmuir dalgası üretebilecek yönbağımlılığa sahip değildir.

Şimdi, ısısal genişliği olabildiğince dar olan yönbağımsız bir hız dağılımı düşünelim. Bu demet içinde manyetik alana koşut momentumu büyük olan parçacıklar yitik konisine girip renk küreye doğru *c/3* hızıyla ineceklerdir. Gerçekten de güneş parlamasının başlangıç aşamasında ayakuçlarında gözlenen sert *X-ışın* ve *Hα* bölgelerinin oluşabilmesi için bu tür parçacıklara gereksinim vardır (Kosugi, Dennis & Kai, 1988). Diğer yandan, dikine momentumları daha büyük olan parçacıklar yitik konisi dışında kaldığından kendi manyetik aynalarından yansıyıp geriye ilmiğin tepe noktasına doğru devineceklerdir. İşte tam bu aşamada, manyetik ayna noktalarından yansıyan elektronlar için bir yönbağımlı elektron dağılımı varsayımı yapmalıyız.

Örneğin, benzer bir sorunun çözümü için (Karlicky ve ark., 1996) ardalandaki bir Maxwell dağılımı içinden geçen relativistik yitik koni dağılımı varsayımı yapmışlardır. Bizim çalışmamızda proton dağılımı dikkate alınmamıştır; çünkü proton demetinin neden olduğu kararsızlığın büyüme oranı γ_p, elektronlarınkinden γ_e daha düşüktür, $\gamma_p = \gamma_e (m_e/m_p)^{1/3}$; burada m_e ve m_p elektron ve proton kütlesidir (Karlicky, 1997).

Bu çalışmada, ayna noktalarından yansıdıktan sonra güneş tacına doğru ilerleyen elektron demetindeki parçacıkların hız uzayındaki dağılımlarının, ardalandaki Maxwell dağılımı gösteren plazma içinden geçen yitik koni dağılımı biçiminde olduğu varsayılmıştır. Ardalan plazmasındaki parçacıkların Maxwell dağılımı;

$$f_{e0} = \frac{N_0}{\left(2\pi v_{e0}^{\,2}\right)^{3/2}} exp\left(-\frac{v^2}{2v_{e0}^{\,2}}\right) \qquad (2)$$

burada N_0, ısısal parçacıkların sayı yoğunluğudur; v_{e0}, elektronların ısısal hızı, yani $v_{e0} = \left(k_b T_e / m_e\right)^{1/2}$; k_b, Boltzmann sabiti, T_e, elektron sıcaklığı, m_e, elektron kütlesidir. Elektron demetindeki elektronların dağılımı (Karlicky ve ark., 1996) verilen yitik koni biçiminde olacaktır:

$$f_{lc}(v) = \frac{N_{lc}}{\left(2\pi v_{lc}^{\,2}\right)^{3/2} \cos\alpha_{lc}} H\left(v_\perp - v_{//} \tan\alpha_{lc}\right) exp\left(-\frac{v^2}{2v_{lc}^{\,2}}\right) \qquad (3)$$

bu bağıntıda N_{lc}, relativistik elektron sayısı; v_{lc}, relativistik parçacıkların ortalama hızı; *H*, Heaviside step fonksiyonu (demette $v_\perp < v_{//} \tan\alpha_{lc}$

koşulunu sağlayan parçacıkların bulunmadığına işaret eder); $v_{\perp}$ ve $v_{//}$ parçacıkların ortalama hız vektörlerinin dış manyetik alana dik ve koşut bileşenlerini simgeler; α_{lc}, yitik koni yarı açıklığıdır.

Modelimiz, Langmuir dalgaları üretmekten sorumlu olan elektronların manyetik aynalarının manyetik enlemleri üzerine bir üst sınır dayatmaktadır. Buna göre, parçacıkların manyetik eşlek ($\lambda=0^o$) tınıs açıları (α_0) aşağıdaki koşulu sağlamalıdır (Roederer, 1970)

$$sin^2 \alpha_0 > sin^2{}_{lc} = \left[L^3 \left(4 - \frac{3}{L} \right) \right]^{-1} \qquad (4)$$

eşlek tınıs açıları yitik koni yarı açıklığı dışında kalan parçacıklar kendi manyetik aynalarında yansıyacaklardır.

Çiftuçay manyetik alana tuzaklanmış olan parçacıklar çizgiler boyunca sarmal yörüngelerde devinirken, yerel tınıs açıları $\alpha(\lambda)$ ile eşlek tınıs açıları α_0 arasında aşağıdaki gibi bir bağıntı olacaktır.

$$sin^2 \alpha(\lambda) = sin^2 \alpha_0 \frac{\left[4 - 3cos^2 \lambda \right]^{1/2}}{cos^6 \lambda} \qquad (5)$$

Parçacıklar için erke yitirme veya yörüngeden saçılma süreçleri olmazsa parçacıkların tınıs açısı ayna noktalarında $\pi/2$ eşlekte de minimum değeri olan α_0 arasında düzenli olarak azalır sonra yine düzenli olarak artar ve eşlenik ayna noktasında yine $\pi/2$ değerine ulaşır. Bu dönemsel devinim sırasında parçacığın birinci adyabatik değişmezi (manyetik momenti) $\rho^2 sin^2 \alpha(\lambda) / B(\lambda)$ korunur. Ancak (Miller & Ramaty, 1989) çalışmasında erke yitirmesi durumunda parçacığın birinci adyabatik değişmezin korunmadığını göstermişlerdir. Aynı araştırıcılar Coulomb etkileşimi veya synchrotron ışınımıyla erke yitiren parçacıkların $sin^2\alpha(\lambda)/B(\lambda)$ niceliğini koruduklarını göstermişlerdir. Eğer bu nicelik korunuyorsa aşağıdaki bağıntı geçerlidir:

$$\frac{1-\mu_0{}^2}{B_0} = \frac{1-\mu_m{}^2}{B_m} = sabit \qquad (6)$$

Bu bağıntıdaki "*0*" ve "*m*" alt indisleri ilgili niceliklerin eşlek ve manyetik ayna değerlerini simgelemektedir. $\mu_m=0$ olduğundan, $sabit = B_m$ yazılır.

Şimdi Coulomb etkileşimiyle erke yitirmenin relativistik elektron taşınımını nasıl etkilediğine değinelim. (Bai, 1982) çalışmasında Coulomb erke yitiği parçacıkların kat ettiği yol ve etkileşim nedeniyle açılarında ortaya çıkan değişiklikler arasında bir bağıntı türetmiştir. Coulomb etkileşimi bu bağlamda vazgeçilmez bir etmendir.

Güneş III. tür radyo patlamalarının gözlemsel özelliklerinden birisi dalga frekansının $8GHz \leq f \leq 10\ kHz$ arasına düşmesidir. Frekansın azalmasıyla frekans kayma oranı (df/dt) da azalır. bu gözlemsel veriden elektron demetinin hızının $0.2c \leq v_{lc} \leq 0.6c$ aralığına düştüğü bulunur (Vlahos & Raoult, 1995). Güneş plazması için Coulomb erke yitikleri için erke yitik zaman ölçeğinin tınıs açısı difüzyon zamanına oranı $\tau^c{}_E / \tau^c{}_\mu = 2\gamma^{-1}\beta^{-2}$ olarak verilir (Petrosian, 1985). Kaba bir değerlendirme yapma amacıyla $v_{lc}/c = 0.4$ alalım. Bu durumda Lorentz çarpanı $\gamma=1.19$ olur. $\tau^c{}_E/\tau^c{}_\mu=10.5$ elde edilir. Bu şu demektir: elektronlar tüm erkelerinin Coulomb etkileşimleriyle yitirmeden önce yitik konisine sızmaya devam edeceklerdir. Diğer bir deyişle, güneş tacındaki relativistik bir elektron çok sayıda Coulomb etkileşimi sonucunda büyük niceliklerde erke yitirecek, tınıs açısı birikimli etkilerle yitik konisi içine girecek biçimde difüzyona uğrayacaktır (e.g. Spitzer, 1962). Yukarıda söylenenler ultrarelativistik elektronlar için doğru olmayabilir (Miller & Ramaty, 1989). Ancak bizim modelimizdeki elektron hız aralığı için Coulomb erke yitikleri elektronların tınıs açılarını önemli ölçüde değiştirecektir.

L yolunu kat eden bir elektron için Coulomb erke yitiği aşağıdaki bağıntıyla verilir.

$$\Delta E = \frac{4\pi N_0 e^4}{m_e v_{lc}{}^2} C \times l \qquad (7)$$

Burada $C=25$ dir. Eğer demet elektronları l yolunu Δt zamanında kat ederlerse, l yerine $v_{lc}\,\Delta t$ yazabiliriz. Bu durumda Coulomb etkileşimiyle erke yitirme oranı aşağıdaki gibi yazılabilir.

$$\frac{\Delta E}{\Delta t} = \dot{E}_c = \frac{4\pi N_0 e^4}{m_e v_{lc}} \times C \qquad (8)$$

Coulomb erke yitiğiyle, yansıma açısının karesinin ortalaması arasındaki ilişki (Bai, 1982):

$$\left\langle \alpha^2 \right\rangle = \frac{\Delta E}{E_0} \cdot \frac{4}{\gamma_0 + 1} \qquad (9)$$

burada, $E_0=(\gamma_0 - 1)m_e c^2$ dir.

Bir dış manyetik alan içinde devinen elektronlar Coulomb sürecinin yanı sıra synchrotron süreciyle de erke yitirirler.

Synchrotron ışınımıyla yitirilen erkenin oranı:

$$\frac{dE}{dt} = \dot{E}_s = -\frac{4}{3}\frac{e^4 B^3}{m_e{}^3 c^5}\frac{\frac{1}{2}m_e V_\perp{}^2}{B} \qquad (10)$$

Synchrotron süreciyle erke yitirerek tınıs açısı difüzyonuna uğrayan parçacığın erke yitirme oranı manyetik alana ve parçacığın dikine kinetik erkesine güçlü bir biçimde bağlıdır. Modelimizdeki elektronların tınıs açıları büyük olduğundan çok güçlü bir tınıs açısı saçılmasına uğrayacaklardır. Benzer şekilde synchrotron ışınımı sönümlenme zaman ölçeğinin τ^s_E , tınıs açısı değişim zaman ölçeğine oranı $\tau^s_E/\tau^s_\mu = \gamma^2$ dir (Petrosian, 1985). $\gamma \approx 1.19$ olduğundan yukarıdaki oranın değeri 0.7 dir. bu değer, Coulomb etkileşimi için elde ettiğimiz değerden düşüktür. Diğer bir deyişle, parçacıkların tınıs açısı sistematik bir değişim göstermeden parçacıklar synchrotron ışınımıyla önemli ölçüde erke yitireceklerdir. Tınıs açısı difüzyonunda son olarak ele alacağımız fiziksel süreç dal-parçacık etkileşimi olacaktır. Elektron demetindeki elektronlarla whistler dalgaları gyroresonant saçılmaya uğrarlar. Whistler çalkantısı olasılıkla birincil erke salınım aşamasında üretilmiştir. Bu incelemede biz whistler dalgalarının üretilme sürecine değinmeyeceğiz. Ancak bu dalgaların varlığını varsayacağız. Ayrıca, yitik koni kararsızlığının whistler adı verilen elektron-cyclotron dalga biçemlerini uyarttığı bilinmektedir (Schmidt, 1976). Elektronların whistler dalgalarıyla zoruna titreşime girebilmeleri için

$$43\beta_a/|\mu|\cos\theta| << \gamma\beta << 1836\beta_a/|\mu|\cos\theta|$$

koşulunun gerçekleşmesi gerekmektedir (Melrose, 1974; Miller & Ramaty, 1989). Bu sıralama bağıntısındaki simgeler, β_a, θ, γ ve β sırasıyla Alfven hızı $(\beta_a = V_a/c)$, whistler dalga vektörüyle dış manyetik alan arasındaki açı, γ Lorentz çarpanı ve β demet elektronlarının hızıdır (v_{lc}/c).

Etkin bir tınıs açısı difüzyonunun gerçekleşebilmesi için whistler türbülansının erke düzeyi yüksek saçılma bölgesinin de yeterince uzun olması gerekir. Eğer bir üstteki paragrafta verilen zoruna titreşim koşuluna tipik parametreleri uygularsak, $\theta = 0^o$ için türbülans bölgesinin en uzun değerine ulaştığını görürüz (Karlicky ve ark., 1996). Eğer demet elektronlarının difüzyon ölçek zamanının τ^w, demetin bu bölgeyi geçme ölçek zamanına τ^b oranı $\tau^w/\tau^b < 1$ koşulunu sağlıyorsa türbülant bölge elektronları yitik koni içine etkin biçimde saçacaktır.

Özetleyecek olursak, demet elektronlarının whistler dalgalarıyla etkileşimi parçacıkların momentlerini büyük ölçüde değiştirirken erkelerinde değişiklik ortaya çıkarmayacaktır. Bu nedenle bu sürece zoruna titreşimsel saçılma denir.

Şimdi tınıs açısı difüzyonunu nicel olarak inceleyebiliriz. Bunun için Fokker-Planck eşitliği çözülür (Miller & Ramaty, 1989; Mc Clements, 1990; Karlicky, 1997).

$$\frac{\partial f}{\partial t} = -\frac{\partial}{\partial \mu}\left(D^w_\mu\right) + \frac{\partial^2}{\partial \mu^2}\left(D^w_{\mu\mu} f\right) \qquad (11)$$

burada $D^w{}_\mu$ ve $D^w{}_{\mu\mu}$ sırasıyla dinamik sürtünme ve difüzyon katsayılarıdır. $D^w{}_\mu = \partial D^w{}_{\mu\mu}/\partial\mu$ (Jokipii, 1966). Bu durumda (11) eşitliği aşağıdaki gibi yazılır:

$$\frac{\partial f}{\partial t} = \frac{\partial}{\partial \mu}\left(D_{\mu\mu}\frac{\partial f}{\partial \mu}\right) \qquad (12)$$

Difüzyon katsayısı $D^w{}_{\mu\mu}$ aşağıdaki gibi verilir (Karlicky, 1997):

$$D^w_{\mu\mu} = C|\mu|^{n-1}(1-\mu^2) \qquad (13)$$

C katsayısı da aynı kaynakta bulunabilir.

$$C = \frac{\pi^2 e}{m_e c}\frac{2n}{n+1}\frac{W^{tot}_w}{B}\frac{1}{\gamma}\left(\frac{\beta\gamma}{1836\beta}\right) \qquad (14)$$

burada n whistler dalgaları tayf indeksidir ve $n=7/3$ dir; $W^{tot}{}_w$ whistler dalgalarının toplam erke yoğunluğudur.

(12) eşitliği değişken katsayılı kısmi diferansiyel denklemdir. Bu denklem, bileşke fonksiyonlar yardımıyla adi diferansiyel denkleme dönüştürülecektir. Amacımız f niceliğini $v_\perp$ in işlevi olarak bulmaktır. Çünkü bilindiği gibi, radyo patlamalarından sorumlu olan Langmuir dalgalarının büyüyebilmesi için iki uygun koşuldan birisi veya herikisi de gerçekleşmelidir: **a)** yitik koni karasızlığını ortaya çıkaracak olan keskin bir gradyent, $df/dv_\perp$ (yitik koni dağılımında) veya **b)** $\alpha = 45^o$ denli büyük bir yitik koni açısına sahip bir dağılım (Melrose, 1989). Parçacıklar erkelerini dalgalara aktarıp dalga genliğinin büyümesine neden olurken, parçacık dağılım işlevi de "düzleşir". Yitik koni karasızlığı baskın olarak, $\omega_{ce} >> \omega_{pe}$ koşulunun gerçekleştiği kuvvetli manyetik alan bölgelerinde ortaya çıkar (Kaplan & Tsytovich, 1973). Tuzaklanmış elektron demeti, Coulomb etkileşimleri, synchrotron ışınımı ve elektron-whistler etkileşimleriyle saçılmaya uğrar. Demetin bu yolla evrimi $df/dv_\perp$ in μ

bağımlılığından yola çıkarak Langmuir dalgalarının büyüme oranının manyetik ilmik boyunca geçirdiği evrimi saptayabiliriz. Bundan başka, whistler dalgalarıyla zoruna titreşimsel etkileşime giren parçacıkların difüzyonu $\partial f/\partial t \propto v_{\perp}^{-1} d^2f/dv_{\perp}^2$ ile belirlenir. $df/d\, v_{\perp}>0$ olan bölgede $d^2f/dv_{\perp}^2$ inceleyerek Langmuir dalgalarının evrimi ve zoruna titreşim bölgesinde parçacık dağılımının nasıl bozulduğunu bulabiliriz (Krall & Trivelpiece, 1973).

Şimdi (12) eşitliğinde μ türevini alalım:

$$\frac{\partial f}{\partial t} = D_{\mu\mu}^{w} \frac{\partial^2 f}{\partial \mu^2} + D_{\mu}^{w} \frac{\partial f}{\partial \mu} \tag{15}$$

Zincir kuralını kullanarak $\partial f/\partial t$ terimini $\partial f/\partial \mu$ cinsinden yazabiliriz:

$$\frac{\partial f}{\partial t} = \frac{\partial f}{\partial \mu} \cdot \frac{\partial \mu}{\partial E} \cdot \frac{\partial E}{\partial t} \tag{16}$$

Erke ile tınıs açısı kosinüsü (μ) arasındaki ilişkiyi (Emslie, 1978) Emslie' nin çalışmasında bulabiliriz:

$$\frac{\mu}{\mu_0} = \left(\frac{E}{E_0} \right)^{\beta/2} \tag{17}$$

Burada μ_0 ve E_0 ilk değerleri simgeler. Bu aşamada okuyucuya bir uyarıda bulunmamız gerekiyor. Emslie için ilk değerlerin alındığı bölgeler minimum sıcaklık bölgesi veya üst renkküredir. Ancak, bizim çalışmamızın (6) numaralı eşitliğinden de açıkça görüldüğü gibi Emslie'nin μ_0 değeri bizim μ_m; E_0 değeri de bizim E_m değerimize karşılık gelmektedir. Bu aşamadan sonra biz μ_0 yerine μ_m ve E_0 yerine E_m kullanacağız.

Güneş tacı plazması için (17) eşitliğinde görünen $\beta = 2$ olur. Böylece $\partial \mu / \partial E = \partial \mu_m / \partial E_m$; $\partial E/\partial t$ terimi de Coulomb etkileşimleri ve synchrotron ışınımıyla yitirilen toplam erkeyi simgeler:

$$\frac{\partial E}{\partial t} = \dot{E}_c + \dot{E}_s \tag{18}$$

ilgili değişikleri *(14)* eşitliğine taşırsak aşağıdaki denklemi elde ederiz:

$$\frac{d^2 f}{d\mu^2} + \left[\frac{D_{\mu}^{w}}{D_{\mu\mu}^{w}} + \frac{\mu_m E_m^{-1} \left(1.7\times10^{-36} v_{lc}^2 B_m^2 \left(1-\mu^2\right)^3 + 1.8\times10^{-9} N_0 v_{lc}^{-1} \right)}{D_{\mu\mu}^{w}} \right] \frac{df}{d\mu} = 0 \tag{19}$$

(19) numaralı adi diferansiyel denklemin çözümü ilk değer problemi olarak ele alınacaktır. Bunun için ilk dağılım işlevinin biçimi ve Neumann sınır koşulu, $df/d\mu\big|_{\mu=0}$ belirlenecektir (Clements, 1990). Modelimizde elektron demeti yitik koni dağılımı göstermekte ve manyetik ayna noktalarından akı ilmiğine gönderilmektedir. Bu demet ardalandaki Maxwell dağılımı gösteren plazma içinde devinmektedir. Dolayısıyla elektron dağılımı;

$$f_0 = f_{e0} + f_{lc} \tag{20}$$

biçiminde varsayılmıştır. Neumann sınır koşulu aşağıdaki gibidir:

$$u_0 = \left. \frac{df}{d\mu} \right|_{\mu=\mu_0} = \frac{N_{lc}}{\left(2\pi v_{lc}^2\right)^{3/2} \mu_{lc}} exp\left(-\frac{v^2}{2v_{lc}^2} \right) \times 10^{10} \left(\frac{-\mu}{\sqrt{1-\mu^2}} - tan\alpha_{lc} \right) \times \delta\left[10^{10} \left(\sqrt{1-\mu^2} - \mu tan\alpha \right) \right] \tag{21}$$

Difüzyon katsayısının integrasyonundan elde edilen integral sabiti:

$$D_{\mu\mu}^{w0} = 248 \mu_m^{4/3} B_m^{-1} \tag{22}$$

dir. Böylece (19) eşitliğinin çözümünü:

$$f = f_0 + \int \mu^{-4/3} exp\left\{ \begin{bmatrix} u_0 D_{\mu\mu}^{w0} \mu_m E_m^{-1} \\ \left[6.8\times10^{-39} v_{lc}^2 B_m^3 \sqrt{\mu^2} \left(0.175\mu^5 - 0.81\mu^3 + 1.2\mu + 3\mu^{-1} \right) + \right] \\ 2.16\times10^{-11} N_0 v_{lc}^{-1} B_m \mu^{-1} \end{bmatrix} \right\} \tag{23}$$

olarak elde ederiz.

3. Sonuç

$V_{\perp} = V\sqrt{1-\mu^2} = V\, sin\theta$ dır. (23) numaralı eşitlikten $df/dv_{\perp}$ kolayca elde edilebilir. Langmuir dalgalarının büyüme oranını, dolayısıyla III. tür radyo patlamalarının ömrünü bu nicelikten türetebiliriz. (23) eşitliğinden görüldüğü gibi büyüme oranı hem güneştacı plazmasının hem de demetin parametrelerine bağlıdır. B_m, radyo dalgalarını üreten elektron demetinin tuzaklandığı akı ilmiğinin ayna noktalarındaki değeri; E_m, hızları *c/3* düzeylerine çıkan elektronların başlangıç erkesini(*~30 keV*); v_{lc}, elektron demetinin ortalama hızını; μ, elektronların tınıs açısını; N_0, ardalandaki elektron yoğunluğunu; N_{lc}, yitik koni dağılımı gösteren

demetteki elektron sayı yoğunluğunu, μ_{lc}, B_m ile belirlenen yitik koni yarı açıklığını simgelemektedir.

B_m , E_m, N_0, v_{lc} nicelikleri gözlemlerden dolaysız olarak türetilmektedir. μ_{lc}, B_m değerinden bulunmaktadır. Radyo patlamalarının süresi bize manyetik akı ilmiğinin uzunluğuna ilişkin bilgi sunar. Bu bilgileri kullanarak (1) ve (5) eşitliklerinden demetin ilmik içindeki konumunu buna bağlı olarak Langmuir dalgalarının büyüme oranını belirleyebiliriz. N_{lc}, model bağımlı parametredir. Bu parametreyi saptayabilecek bir gözlem programı bulunmamaktadır. Ayrıca yitik koni dağılımı da bir varsayımdır. Kısacası, demetteki elektronların hız dağılımı ve hız uzayındaki gradyentler varsayımlar olarak durmaktadır.

Kaynaklar

Aschwanden M.J., Bastian T.S., Benz A.O., Brosius J.W., 1992, *ApJ*, **391**, 380

Aschwanden M. J, Benz A.O., Montello M.L., 1994, *ApJ*, **431**, 432

Bai T., 1982, *ApJ*, **259**, 341

Emslie G., 1978, *ApJ*, **224**, 241

Hua X,-M., Ramaty R., Lingenfelter R.E., 1989, *ApJ*, **341**, 516

Jokipii J.R., 1966, *ApJ*, **146**, 480.

Kaplan S.A., Tsytovich V.N. 1973, "Plasma Astrophysics", Pergamon Press Oxford.

Karlicky M., 1997, *Sp.Sci.Rev.*, **81**, 143

Karlicky M., Mann G., Aurass H., 1996, *A&A*, **314**, 303

Karlicky M., Henoux J.C., *A&A*, **283**, 202

Kosugi T., Dennis B., Kai K., *ApJ*, **324**, 1118

Krall N.A., Trivelpiece A.W., 1973, "Principles of Plasma Physics", McGraw-Hill, New York

Leblanc Y., Poquerusse M., Aubier M.G, 1983, *A&A*, **123**, 307

Mc Clements K.G., 1990, *A&A*, **234**, 487

Melrose D.B., 1974, *Solar Physics*, **37**, 353.

Melrose D.B., 1989, "Instabilities in Space and Laboratory Plasmas", Cambridge University Press, Cambridge

Miller J.A., Ramaty R., 1989, *ApJ*, **344**, 973

Petrosian V., 1985, *ApJ*, **299**, 987

Roederer J.G., 1970, "Dynamics of Geomagnetically Trapped Radiation", Springer-Verlag

Schmidt G., 1976, "Physics of High Temperature Plasmas - An Introduction", Academic Press, New York.

Spitzer L.Jr., 1962, "Physics of Fully Ionized Gases", No.3, John Wiley & Sons, Inc.

Syrovatskii S.I., 1981, *Ann.Rev.A&A*, **19**, 163

Vlahos L., Raoult A., 1995, *A&A*, **296**, 844

Wu C.S., Freund H.P., 1984, *Radio Sciences*, **19**, 519

Güneş'in İç Yapısını Ne Kadar Biliyoruz?

Mutlu YILDIZ

Ege Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100 Bornova-İZMİR
e-mail: yildiz@astronomy.sci.ege.edu.tr

Özet: Yıldız astrofiziğinde, özellikle son on yılda kaydedilen gelişmeler ışığında Güneş modellerindeki değişimler irdelenerek, Güneş'teki beş dakikalık p-biçimindeki titreşimlerden elde edilen helyosismolojik verilerle Güneş modelleri kıyaslanmaktadır. Bu kıyaslamalar sayesinde, kimyasal elementlerin yayılma (diffusion) işlemi hesaba katıldı ve iç yapı modellerinde önemli bir ilerleme sağlandı. Helyosismik yöntemlerin başarılı uygulamaları sayesinde, bugün, konvektif bölgenin taban yarıçapı, yüzeydeki helyum bolluğu ve hemen hemen merkezden yüzeye kadar ses hızı iyi bir duyarlılıkla bilinmektedir. Yapılan modellerde, bu niceliklerin yayılma katsayısı, opasite ve hal denklemi ile kesin olarak bilemediğimiz Güneş'in ağır element bolluğu ve yaşına karşı duyarlılığı tespit edildi. Bir çok araştırma grubları tarafından yapılan en iyi modellerde de ses hızı için model ile helyosismik sonuç arasındaki ses hızı farkı en fazla %0.2 (genellikle konvektif bölgenin hemen altı) olarak çıkmaktadır. Bu çok iyi uyuma karşın, aradaki fark helyosismik yoldan elde edilen ses hızındaki hatadan büyük olduğundan aradaki fark halen önemlidir. Bu nedenle, bu farklardan yola çıkarak önemli iyileştirmeler yapılabilir: hem Güneş'te belirsiz olan kompozisyon ve yaş için, hem de öbür yıldızları da doğrudan ilgilendiren girdi fizik için.

1. Giriş

Hiç kuşkusuz, hem kuramsal hem de gözlemsel açıdan, iç yapısını en iyi bildiğimiz yıldız Güneş'tir. Hatta, Güneş'in içyapısı hakkında bilebileceğimiz herşeyi biliyoruz ya da herşey çözüldü yanılgısına karşı uyararak diyebiliriz ki, Güneş'in iç yapısını çok iyi biliyoruz. Bu duruma, büyük oranda son yirmi yılda büyük bir gelişme kat eden helyosismoloji ile ulaşılmıştır. Klasik yöntemlerle yapılan gözlemlerde yıldızın sadece yüzeyini görürken, artık yıldızın içini 'görmeye' başladık.

Güneş'in 5-dakikalık titreşimlerinden elde edilen gözlemsel sonuçlara göre, yüzeyindeki kütlece helyum bolluğu $0{,}246 \pm 0{,}001$ (Basu ve Antia, 1995), dış kısmında bulunan konvektif zarfın taban yarıçapı ise toplam yarıçapın $0{,}713 \pm 0{,}001$ (Basu ve Antia, 1997) katıdır. Daha da önemlisi, yine helyosismik verilerden, ses hızını, hemen hemen merkezden (yaklaşık olarak 510 km/s) yüzeye (yaklaşık 90 km/s) kadar, oldukca duyarlı bir şekilde bilebilmekteyiz. Son yıllardaki çalışmalar ise Güneş'in iç kısımlarının nasıl döndüğü üzerine odaklanmış durumdadır. Burada anmak gerekir ki, bilgilerimizin çok önemli bir kısmı, Dünya ile Güneş tarafından eşit kuvvette çekilme noktasında bulunan SOHO uydusunun ve Dünyanın her tarafına dağılmış GONG ağının kesintisiz ve çok kaliteli verilerinin işlenmesinden elde edilmiştir.

Son on yılda yıldızların yapısını kuramsal olarak anlayabilmemizde de önemli gelişmeler oldu:

1) Maddenin ışınıma karşı direncinin bir ölçütü olan opasite hesabı çok geliştirildi.
2) Yıldızın herhangi bir bölgesindeki yoğunluk, sıcaklık ve kimyasal içeriğinden basınç ve iç enerjiyi gerçek değerine daha yakın olarak hesaplayabiliyoruz.
3) Yıldızlarda, en azından Güneş benzeri olanlarda, yayılma (diffüzyon) işleminin artık önemsiz olmadığını biliyoruz. Bütün bunlar gözlem ile kuram arasındaki farkın kapanmasında çok önemli rollere sahip oldular.

Yayılmayı içeren günümüz modelleri ile Güneş arasındaki göreli ses hızı farkının en fazla olduğu yer konvektif bölge tabanının hemen altındadır. Bu farklılık genel olarak konvektif fırlatmanın bir sonucu olarak yorumlanmaktadır. Bu çalışmada ise, bu farkın konvektif parametrenin geçmişte daha fazla olması durumuyla da giderilebileceği gösterilmektedir.

2. Modellerin Özellikleri

Bilindiği gibi, yıldız modeli oluşturmanın yolu yıldızı olabildiğince çok katmanlara ayırarak yıldız yapı denklemlerinin dördünü de eş zamanlı olarak çözmekten geçer. Bu şekilde, yıldızların yapısı ve evrimi deşifre edilebilmektedir. Ülkemizde, bu tarz çalışmaların başlamasını ve ilerlemesini Dilhan Ezer-Eryurt'un çok değerli çalışmalarına borçluyuz.

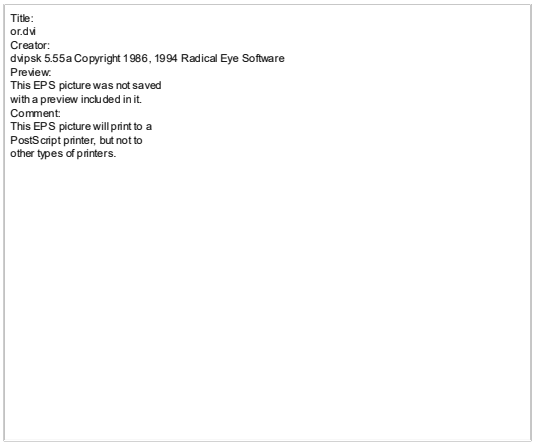
Lineer olmayan bu dört denklemi çözebilmek için de, 'içindekiler' diye anılan nükleer tepkime hızları, opasite ve hal denklemine gereksinimimiz var. Bu çalışmada nükleer tepkimeler Caughlan & Fowler'dan (1988) alınırken, opasite olarak OPAL'96 (Iglesias ve Rogers, 1996) kullanıldı. Hal denklemini ise, kendimiz, Coulomb etkileşimini ve τ-etkisini (Harris vd., 1960) gözönünde tutarak hesaplamaktayız: hidrojen ve helyum'un parçalama (partition) fonksiyonu hesabında MHD (Mihalas vd., 1990) yöntemi kullanılmaktadır. Kimyasal elementlerin yayılma hızları için Michaud ve Proffitt'in (1993) yayılma katsayıları kullanılmıştır.

Ayrıca, düşük sıcaklıklarda Alexander ve Ferguson (1994) opasite tablosundan yararlanılırken, konveksiyon için de klasik karışım uzunluğu kuramı (Böhm-Vitense, 1958) kullanıldı. Ağır element bolluğunun elementlere göre dağılımı ise Grevesse ve Noels'dan (1993) alınmıştır.

3. Yayılma (diffüzyon) İşlemi

Eddington'ın 1920'de yaptığı bir çalışmada kimyasal elementlerin yayılma işlemi için zaman ölçeğinin yıldızın yaşamından daha fazla olmasından dolayı, yayılma işleminin önemsiz olduğunu belirtmiştir. Yakın zamana kadar da hep gözardı edilmiştir. Ap yıldızlarının tuhaflığına yönelik şimdiye kadar yapılan en iyi açıklama yayılma işlemine dayandığı için tekrar yıldız astrofiziğinin gündemine gelmiştir. Belki de en somut etkisi de Güneş modellerinde saptanmıştır.

Elementlerin yayılmasını belirleyen dört durum sözkonusu. Bunlar, basınç ve sıcaklık gradyentleri, homojen olmayan element dağılımı ve ışınımsal sürüklenme. Basınç gradyenti Güneş'te belirleyici role sahiptir. Çok mitarda cam misket ve tenis toplarını aynı kaba koyup



Şekil 1. Merkezden yüzeye kadar, Güneş ile yayılmayı içeren ve içermeyen modeller arasındaki göreli ses hızı farkı (Yıldız, 2000).

salladığımızda nasıl cam misketler alta inip tenis toplarıda yukarı çıkarsa, aynı şekilde, Güneş'te de, hidrojen elementi yukarı çıkarken helyum ve ağır elementler merkeze doğru gömülmektedir. Işınımsal sürüklenmenin ise, etkin sıcaklığı 6700 *K*'den fazla olan yıldızlarda demir grubu elementlerin yüzeye doğru fotonlar tarafından sürüklenmesinden dolayı, Ap yıldızlarının tuhaf spektroskopik özelliklere sahip oldmasından sorumlu olduğu düşünülmektedir.

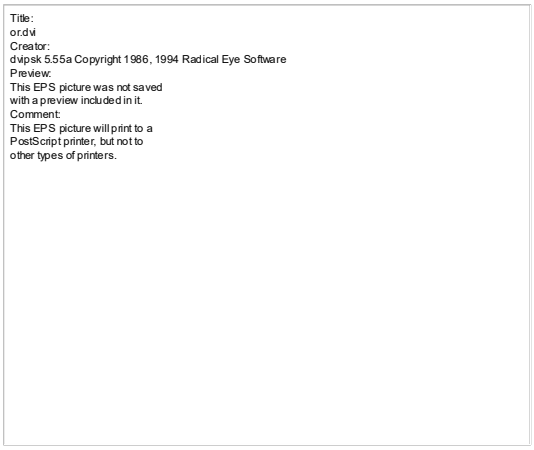
Yayılma hızları gerçekten çok düşüktür. Güneş modellerinde, Hidrojen elementi için yayılma hızı, merkezde 10^{-10} *cm/s* iken konvektif bölgenin tabanında 10^{-6} *cm/s* olmaktadır. Helyum ve ağır elemenler içinse yaklaşık aynı mertebede fakat negatif değerli hızlar sözkonusudur.

4. Sonuçlar

Güneş'te, bugüne kadar, 10 milyon faklı modda titreşim tespit edilmiştir. Bunların bazıları yüzey dalgalarıyken, bazıları da Güneş'in farklı iç katmanlarına inebilen ses dalgalarıdır. Farklı katmanlara indikleri için de hemen hemen merkezden yüzeye kadar ses hızının tespit edilmesi başarılmıştır. Gözlemlerden elde edilen ses hızıyla kuramsal modellerden elde edilen ses hızı arasındaki farklardan yola çıkarak, yayılma (diffüzyon) işleminin çok önemli olduğu anlaşılmıştır.

Yayılmayı içeren modelin başlangıç hidrojen bolluğu 0,705, helyum bolluğu 0,275 ve ağır element bolluğu da 0,02'dir. Başlangıçda homojen olan kimyasal içerik, nükleer tepkimelerle gerçekleşen dönüşümün dışında, elementlerin ağırlıkları birbirinden farklı oldukları için, zamanla homojen olmayan bir nitelik kazanıyor. Hidrojen elementinin yüzeye doğru hareketi sonucu, 4,6 milyar *yıl* yaşındaki günümüz Güneş modelinde yüzey hidrojen bolluğu 0,735'e çıkmaktadır. Helyum ve ağır elementlerin yüzey bollukları ise, bunların gömülmelerinden dolayı, sırasıyla, 0,246 ve 0,019'a düşmektedir.

Şekil 1'de Güneş ile yayılmayı içeren ve içermeyen model arasındaki göreli ses hızı farkı normalize edilmiş yarıçapa göre çizilmiştir (Yıldız, 2000). Yayılmayı içermeyen modelde ses hızının Güneş'e göre en farklı olduğu yerde fark, 0,6 %'dan biraz fazla iken (ince çizgi), yayılmayı içeren modelde en fazla fark 0,2 % olmaktadır (kalın çizgi). Şekil 2'de başka iki model için de göreli ses hızı farkı çizilmiştir: küçük noktalarla gösterilen modelde sadece hidrojen ve helyumun yayılması hasaba katılırken, büyük noktalarla gösterilen modelde hal denkleminde etkisini tespit edebilmek için τ-etkisi gözardı edilmiştir.



Şekil 2. Merkezden yüzeye kadar, Güneş ile sabit ve değişken konvektif parametreli modeller arasındaki göreli ses hızı farkı. Noktayla işaretlenmiş model de sabit konvektif parametreli; fakat opasite hesabı için Günter Houdek tarafından hazırlanan alt-programlar kullanılmıştır.

Yayılma işlemi, sadece modellerin ses hızında iyileştirme yapmakla kalmıyor, modelleri, yine titreşimler arasındaki farklardan bulunan konvektif zarfın taban yarıçapı ($0{,}713 \pm 0{,}001 R_\odot$) ve yüzeydeki helyum bolluğu ($0{,}246 \pm 0{,}001$) değerlerine de oldukca yaklaştırıyor. Yayılmayı içermeyen modelde konvektif bölgenin taban yarıçapı $0{,}723 R_\odot$ iken, içeren modelde aynı nicelik $0{,}710 R_\odot$ olmaktadır. Yüzeydeki helyum bolluğu ise, yayılmayı içermeyen ve içeren modellerde, sırasıyla, 0,278 ve 0,246 olmaktadır.

Aslında, gözlenen ile yayılmayı içeren bir modelin ses hızı arasındaki fark gerçekten çok az olmasına karşın, gözlenen ses hızındaki hata payı çok düşük olduğu için bu farklar anlamlıdır. Güneş'in iç yapısı üzerine yapılan kuramsal çalışmalarda özellikle konvektif bölgenin hemen altındaki tepe ile merkeze yakın kısımlarda bulunan yarım tepenin giderilmesine çalışılmaktadır. Konvektif bölgenin hemen altındaki tepenin, *konvekif fırlatmanın* bir sonucu olduğu şeklinde genel bir kanıya rağmen, Güneş'in geçmişteki evriminin bir artığı olma olasılığı daha fazladır. Bu duruma bir örnek, geçmişte konvektif parametrenin (α) daha fazla olmasıdır. Şunu belirtmemiz gerekir ki, konveksiyonun yıldız astrofiziğinde en az bilinen konular arasında yerini koruduğu bir durumda, Güneş için α'nın geçmişte daha fazla olduğuna dair bir gösterge yoktur. Ayrıca, konvektif bölgenin tabanından tavanına kadar, karışım uzunluğunun basınç ölçek yüksekliğine oranının sabit olması gibi bir zorunluluk da bulunmamaktadır.

Şekil 2'de ince çizgi sabit, koyu çizgi ise değişken α ile yapılan modelleri temsil etmektedirler. Değişken konvektif parametre ile elde edilen modelde, α'nın, Güneş oluştuğunda bugünkünden 1 fazla olduğu ve zamanla lineer olarak azaldığı varsayılmıştır. Burada, konvektif parametrenin zamana karşı nasıl bağımlı olduğundan daha çok, zamana (ya da Güneş'in zamanla değişen bir niceliğine) bağlı olma durumundaki etkinin ne olduğu önemsenmiştir. Konvektif parametrenin az ve fazla olduğu iki konvektif zarflı model arasındaki en önemli fark yıldızların toplam yarıçaplarında gerçekleşir. Kovektif parametre ne kadar fazlaysa modelin yarıçapı da o kadar az olacaktır. Bunun yanı sıra, modelin konvektif zarfındaki kütle de α'ya duyarlıdır: α arttıkca konvektif bölgedeki kütle miktarı da artar. Konvektif bölgenin hemen altındaki tepenin tamamen giderilmesi için uygun bir zamana bağımlılık bulmak mümkündür, ancak, bize göre, burada asıl çıkarılması gereken sonuç, geçmişte konvektif bölgenin, $0.6 R_\odot$'in üzerindeki kütleye yakın bir kütleye sahip olduğudur. Güneş'in konvektif zarfının geçmişte, bugünkünden daha fazla olması için, α'nın zamana bağımlılığının dışında, başka nedenler de olabilir.

Diğer önemli bir konu ise Güneş'in iç kısımlarının dönmesidir. Yine helyosismolojiden, Güneş'in iç kısımlarının da hemen hemen dış kısımlarla aynı hızda, bir katı cisim gibi döndüğünü anladık. Bu durum, pek çözemediğimiz açısal momentum problemi açısından oldukca ilginç.

Güneş içyapısı ile ilgili olarak çok önemli bir problem ise hala çözülmemiş durumdadır. Her nükleer çevrimde fotonların yanı sıra nötrinolar da açığa çıkmaktadır. Yerin altında konuşlanmış bir çok nötrino dedektörleri ile Güneş'ten gelen nötrinoları kaydedebilmekteyiz. Sorun şu; Güneş modellerinden kuramsal olarak hesapladığımız nötrino miktarı ölçülenden iki-üç kat daha fazla. Helyosismoloji yaptığımız modellere olan güvenimizi arttırdığı için, bu problemin parçacık fiziğinin çözmesi gereken bir problem olduğu kanısı genel kabul görmektedir.

Kaynaklar

Alexander D.R., Ferguson J.W., 1994, *ApJ*, **437**, 879

Basu S., Chaplin W.J., Christensen-Dalsgaard J., et al., 1997, *MNRAS*, **292**, 243

Basu S., Antia, H.M., 1995, *MNRAS*, **276**, 1402

Basu S., Antia, H.M., 1997, *MNRAS*, **287**, 189

Böhm-Vitense E., 1958, *ZfA*, **46**, 108

Caughlan G.R., Fowler W.A., 1988, *Atomic and Nuc. Data Tab.*, **40**, 283

Grevesse N., Noels A., 1993, *Origin and Evolution of the Elements*, (ed. Pratzo M., et al.), Cambridge University Press.
Harris G.M., Roberts J.E., Trulio J.G., 1960, *Phys. Rev.*, **119**, 1832
Iglesias C.A., Rogers F.J., 1996, *ApJ*, **464**, 943
Michaud G., Proffitt C.R., 1993, *Inside the Stars*, Proc. IAU Coll. 137, (eds. W.W. Weiss, A. Baglin), p.246
Mihalas D., Hummer D.G., Mihalas B.W., Dappen W., 1990, *ApJ*, **350**, 300
Yıldız M., 2000, *Variable Stars as Essential Astrophysical Tools*, (ed. İbanoğlu C.), Kluwer Academic Press, p.169

Yıldız Leke Modellerinde Çözümün Tekliği Problemi

Zeki EKER

Department of Astronomy, King Saud University, Riyadh 11451, Saudi Arabia
e-mail: eker@ksu.edu.sa

ÖZET: Çözümün tekliği problemi göz önünde tutulup, leke hipotezinin bilimsel geçerliliği test edilmiştir. Bu çalışmadaki iki analiz tekniğine (genel ve özel yaklaşımlar) göre leke hipotezi bir tutarlı fizik problemdir. Yani, leke hipotezinin bilimsel değerini düşürecek özel bir teklik problemi yoktur. "Uniqueness" (teklik) kelimesinin farklı anlamlarının bir birine karıştırılması problemin başlangıç noktasıdır. Leke modellerinde tek çözüm olmadığını ima eden enlemin belirlenmesindeki zorluk, ve bu nedenle sabit enlem kullanma ve ayni verilerden farklı sonuçlar elde etme gibi emprik deliller aslında leke modeline has özel bir teklik probleminden değil, gözlem verilerinin yeterince duyarlı olmamasından kaynaklanmaktadır. Bu nedenle, leke modellerinin değeri en az sefeit türü ve örten değişen yıldız ışık eğrileri çözümlerine eşit olmalıdır. Çünki, gözlem hataları ile ilgili teklik problemi gözleme dayanan bütün bilimsel çözümlerde mevcuttur. Parametreleri belli bir lekenin ışık eğrisi veya spektrel çizgi profili üstünde kendine özgü (unique), eşi benzeri olmayan etki yaptığını ispatlayan çalışmalar gözden geçirilmiş, leke hipotezi ve teklik problemi tarihi gelişim içinde kritik edilmiştir.

1. Giriş:

Asrımızın ünlü bilim felsefecilerinden Sir Karl Poper (1972)'nin "Eğer bir teori her şeyi açıklıyabiliyorsa, o teori işe yaramaz bir teoridir, ve bilimsel değildir." ünlü sözü dikkate alınırsa, Bopp ve Noah1980; Vogt 1981; Kopal 1982; Vogt, Penrod ve Hatzes 1987; Huenemoerder ve Ramsey 1987; Neff 1990; Sarma ve ark. 1991; Anders, Coates ve Thompson 1992; Dempsey ve ark.1992; Huenemoerder ve ark. 1993; Maceroni ve van't Veer 1993; Hall 1994; Patkos ve Hempelmann 1994; Elias ve ark.1995; Byrne ve ark.1995; Raveendran ve Mohin 1995; Hempelmann ve ark.1997; Olah ve ark.1997 gibi çoklarının açıkladığı tarzda, yani lekeli yıldızların ışık eğrileri, lekelerin sayı, büyüklük, şekil, konum ve sıcaklığının sonsuz sayıdaki kombinasyonuna bağlı olarak, sonsuz sayıda çözüm veriyorsa, ciddi anlamda bir sorun var demektir. Bu durum, son otuz yıldır saygın bilimsel makalelerde yayınlanan leke modeli sonuçlarının anlamsız, leke hipotezi de terkedilmesi gereken bilim dışı spekülasyonlardan ibarettir gibi bir anlama işaret eder ki, ciddi bir analiz ve bilimsel değerlendirmeyi gerektirmektedir.

Problemi çözmeyi amaçlamış daha geniş kapsamlı makalem (Eker 1999a) New Astronomy dergisinde kabul edilmiş, şu sıralarda yayına hazırlanmaktadır. Burada özet mahiyetinde önce leke hipotezi ve teklik probleminin gelişim tarihçesi, sonra teklik probleminin analizi, konuyle ilgili kritik ve yorumlar ve nihayet leke hipotezinin bilimselliğini tehtit eden bir teklik (uniqueness) probleminin olmadığı sonuçlar kısmında belirtilecektir.

2. Problemin Ortaya Çıkışı (Tarihçe)

Leke hipotezinin yaklaşık 400 yıllık bir geçmişi vardır. 17.nci yüzyılda değişen yıldızların keşfinden sonra 20.nci yüzyıl başlarına kadar lekeler bütün değişen yıldızların, hatta nova ve süpernovaların ışık eğrilerini açıklamakta kullanılan yeterli ve tek açıklama tarzıydı (Hall 1994, Kopal 1982). Leke modeli 1900 lü yıllar başlayınca önemini kaybetti. Hatta yaklaşık 50 yıl RT And, RS CVn, YY Gem ve AR Lac yıldızlarının ışık eğrilerini açıklayabilmek için Kron (1947, 1950, 1952) tarafından kullanılmasına kadar tamamen terkedildi. Kron'un çalışmaları 20 yıl sonrasına kadar da dikkat çekmedi. Ancak 1970 li yıllarda kantatif tek lekeli modeller (Hall 1972; Bopp ve Evans 1973; Torrez ve Ferraz Mello 1973; Buddıng 1977) ortaya çıktı. Tek leke modeli asimetrik ışık eğrilerini açıklamakta yetersiz kaldığı için, sonra çift lekeli modeller (Bopp ve Noah 1980; Dorren ve ark.1981; Poe ve Eaton 1985; Dorren 1987; Lodenquai ve McTavish 1988) standart leke modeli oldular.

Gelişmelerin devamında ILOT (Information Limit Optimization Technique, Budding ve Zeilik 1987) ve En küçük kareler yöntemi (Kang ve Wilson 1989; Samec ve ark.1993) gibi metodlar leke modelleri için geliştirildi. Bu arada lekelerle ilgili sektroskopik çalışmalar da başladı. Doppler imaging tekniği (Vogt ve Penrod 1983) Vogt,

Penrod ve Hatzes 1987) ve TiO molekül bantları (Saar ve Neff 1990; Neff, O'neal, ve Saar 1995) leke araştırmalarında kullanılır oldular.

Ama, leke hipotezi ile ilgili teklik (uniqueness) problemi son 30 yılda her fırsatta dile getiriliyordu. Felsefeci Popper (1972)'ın ifade ettiği felsefik problem, yani leke hipotezinin her türlü ışık eğrisini açıklıyabiliyor olması 20.nci yüzyılın başlarında farkedildi. Problemin farkedilmesi iki önemli sebebe bağlanmaktadır.

Birincisi; β Lyrae (örten değişen) ve δ Cep (sefeit) yıldızlarının tayflarında radyal hız değişimleri 1893 ve 1895 yıllarında Belepolsky tarafından keşfedildi. Yıldız ışığının değişimine sebeb olabilecek lekelerden başka sebeblerin de olabileceği ortaya çıktı. Çift yıldız hipotezi (tutulmalar) hem parlaklık hem radyal hız değişimlerini açıklayabildiği için ilk akla gelen açıklama oldu. Zonklayan yıldız δ Cep in bile çift yıldız olduğu düşünülüyordu. Sonra zonklama yani tek bir yıldızın çap olarak peryodik büyüyüp küçülmesi tartışmaya katıldı. Çift yıldız-zonklama (pulsation) tartışması Shapley (1914)'e kadar sürdü.

İkincisi de Russell (1906)'ın leke hipotezi hakkında yaptığı teorik çalışmadır. Bu çalışmanın etkisi ile leke hipozenin bilimsel değeri düştüğü, bu yüzden 1950 lere kadar terkedildiği, bu nedenle 1970 li yıllara kadar lekelere itibar edilmediği (Kopal 1982) söylenmektedir. Russell (1906)'ın hesapları ve teorik sonuçlarına göre: 1) Leke modeli her türlü ışık eğrisini açıklamakta yetersizdir. 2) kesikli olmamak (ışık eğrisi ve birinci türevinin her noktada tanımlı ve sonlu olması) şartı ile her türlü ışık eğrisi lekelerle açıklanabilir. Russell aslında dikkatleri lekelerden çok başka tür açıklamalara, özellikle çift yıldız modeline çekmek istiyordu. Russell'ın vur dediğini devrin astronomları öldür olarak algıladılar. Her türlü ışık eğrisini açıklayabilmek (teklik problemi) bilim felsefecisi Popper (1972)'ın ifadesine göre bilimselliğe gölge düşüren bir problemdir. Ama, Russell (1906)'ın açıkladığı ilk sonuç hipotezi bilimselliğe yaklaştıran ilk adımdır aslında. Russell (1906)'ın uniqueness (teklik, özgünlük) konusunda yanlış anlaşıldığı daha önceki bir başka makalemde de (Eker 1996) açıklanmıştır.

Leke hipotezinin tamamen terkedildiği dönemlerde (20. yüzyılın ilk yarısı) elde edilen ışık eğrileri tutulmalar (çift yıldız), patlamalar (nova, süpernova), radyal veya non-radyal zonklamalar, yıldız çevresi maddenin örtmesi gibi bir veya birkaç sebeble açıklanıyor veya benzeri fizik nedenler araştırılıyordu. Leke hipoteziyle ilgili bir teklik probleminin var olması, lekelerin var olmadığı anlamına gelmez diyen Hall (1994), bu dönemde lekeli yıldızların gözlenmemiş olmasını bir şanşızlık olarak niteleyip, leke modellerinin gelişimini olumsuz etkilediğini söylemektedir. Öte yanda, Vogt (1981) lekeli modellerin astronomlar arasında çok geç ve yavaş yavaş kabul edilmesinin arkasında teklik problemi olduğunu ifade etmektedir. Zaten leke modellerinin tekrar ortaya çıkışı da gözlem verilerinin zorlamasıyle olmuştur. Bir başka ifade ile, 1950 lerde ve sonra gözlenen lekeli yıldızların ışık eğrilerini zonklama, tutulma vb leke hipotezi dışında fiziksel nedenlerle açıklamak yetersiz kalmıştır.

Terkedilmiş bir hipotezin tekrar canlandığını gören, değişen yıldızlarda özellikle çift yıldızlarda devrin otoritesi Kopal (1982), teklik problemini ve leke hipotezinin bu nedenle terk edilişini, lekelerle ilgili bilgilerin ve leke modellerinin bilimsel olmadığını hatırlatan bir makale yazmış ve gelişmelerden duyduğu rahatsızlığı belirtmiştir. Modellerdeki lekelerin varlığından bile şüphe eden Kopal (1982)'in itirazları maalesef leke modellerinin gelişimini engelliyememiştir.

Yıldız lekeleriyle ilgili çalışmalar günümüzde hızı yavaşlamış gibi görünse de devam etmektedir. Ancak, göz ardı edilen teklik problemi ve modellerle ilgili problemler hemen hemen her fırsatta dile getirilmiştir. Bu çözüm bekliyen problemleri aşağıdaki maddeler halinde özetlemek mümkündür.

1. Çokçözümlülük (non-uniqueness) (Bopp ve Noah 1980; Vogt 1981; Kopal 1982; Vogt ve ark.1987; Huenemoerder ve Ramsey 1987; Neff 1990; Sarma ve ark.1991; Anders ve ark.1992; Dempsey ve ark.1992; Huenemoerder ve ark.1993; Maceroni ve van't Veer 1993; Hall 1994; Patkos ve Hempelman 1994; Elias ve ark.1995; Byrne ve ark.1995; Raveendran ve Mohin 1995; Hempelman ve ark.1997; Olah ve ark.1997).
2. Leke enleminin belirlenmesinde zorluk (Torrez ve Ferraz Mello 1973; Bopp ve Noah 1980; Poe ve Eaton 1985; Stauffer ve ark.1986; Dorren 1987; Budding ve Zeilik 1987,1995; Kang ve Wilson 1989; Zeilik ve ark.1989, 1990,1994; Strassmeier 1990; Neff 1990; Banks ve Budding 1990;Banks 1991;Banks ve ark.1991; Strassmeier ve Olah 1992 ;Anders ve ark.1992; Eaton ve ark.1993; Olah ve ark.1994; Patkos ve Hempelman 1994; Heckert ve Ordway 1995; Raveendran ve Mohin 1995;Summers ve Heckert 1997; Hempelmann ve ark.1997).
3. Sabit enlem kullanma (Torrez ve Ferraz Mello 1973; Stauffer ve ark.1986; Dorren 1987; Kang ve Wilson 1989; Zeilik ve ark.1989; Eaton ve ark.1993; Heckert ve Ordway 1995; Summers ve Heckert 1997).

4. Fiziksel olmayan modeller (Hall, Henry ve Sowell 1990; Hall ve ark.1990,1991, 1995; Hall ve Henry 1992; Fekel ve ark.1993; Henry ve ark.1995; Crews ve ark.1995; Eaton ve ark.1996; Kaye ve ark.1996).
5. Yüzey leke dağılımı (Eker 1995,1996,1999c; Eker ve Al-Malki 1999)

Bu problemlerden sonuncusu hariç, hepsi ya doğrudan veya dolaylı olarak birinci maddede belirtilen teklik problemiyle ilgilidir. Örneğin, ikinci maddedeki leke enleminin belirlenmesindeki zorluk, ve bu yüzden sabit enlem kullanmak (madde 3) teklik problemine işaret eder. Çünkü sabit kabul edilen enlem belli aralıkta hatta bazan 0° den 90° ye varan sınır içinde bütün potansiyel çözümleri temsil etmektedir. İşte bu zorluğu gören bazı araştırmacılar (madde 4) fiziksel olmayan modelleri kullanmayı tercih etmişlerdir. Çünkü çok çözümlülük nedeniyle elde edilen parametrelerin anlamı yoktur diye düşünmektedirler. Teklik probleminin analiz edilmesi leke hipotezi ve devam eden modelleme çalışmaları bakımından ne kadar önemli olduğu ortadadır.

3. Problemin Analizi

Yayınlanmış bir başka çalışmamın (Eker 1999b) giriş bölümünde belirtildiği gibi önce ingilizce "uniqueness" (teklik, özgünlük) kelimesinin unique yani özgün ve tek bir anlamının olmadığının bilinmesi gerekmektedir. Karıştırılmaması gereken konuyle ilgili en az 4 tane "uniqueness" vardır.

1- Gözlem noktalarına (data) en iyi uyan eğri ile elde edilen çözümün tekliği.
2- Bir lekenin ışık eğrisi (veya tayf) üstündeki etkisinin unique (özgün) olması.
3- İdeal çözümün (sıfır hata) tek (unique) olması.
4- Görüntüleme kusurlarından etkilenmeyen uniqueness. Fotorafların unique (özgün) oluşu gibi.

Genellikle karıştırılan birinci ve üçüncü anlamdaki tekliktir. Örneğin, en küçük kareler yöntemi ile fit edilen eğrinin verdiği sonuçlar hatalı olabilir ama tektir. Çünkü, en küçük kareler yöntemi datalardan geçen en iyi (sapmaların minimum olduğu) eğriyi belirler. Yöntem tek çözüm verir ve bu çözüm özgündür. Yani aynı verilerle bir başkası da aynı sonuca ulaşacaktır. Çözümün hatalı olması tek ve özgün olmasına engel değildir. Hatalı çözüm elbette ideal çözümden farklıdır. Ama, çözümün tek olması başkadır, ideal (sıfır hata) çözümün tek olması başkadır. Tıpatıp benzerleri olsa bile her varlık özü itibarı ile de tektir. Tek yumurta ikizlerine uzaktan bakan herhangi biri için ayırt etme (non-uniqueness) problemi olabilir. Ama isimleri farklıdır, konumları farklıdır veya birini diyerinden ayırt edecek özgün (unique) bir ayırt edici özellik mutlaka vardır. Aynı şekilde lekeli bir yıldızın ikiz benzerleri olabilir. Ama bu yıldızların en azından konumları farklıdır. Sadece konumları farklı benzer lekeli yıldızların aynı ışık eğrisi, aynı çizgi profilli tayf vermesi de bir başka tür tekliğe örnektir. Bu durum ancak ve ancak özgün (unique, parametreleri belli) bir lekenin ışık eğrisi ve tayf çizgi profili üstündeki etkisinin özgün olmasına bağlıdır. Fotoğraflar da tayf gibi kime veya nereye ait olduğu bilinirse sahibinin bazı özgün özelliklerini yansıtırlar. Astigmatizm, aberasyon ve resolutıon (ayırma gücü) gibi optik düzenekten kaynaklanan hataler sebebi ile ideal (hiç hatasız, sonsuz resolutıon) bir fotoğraf yoktur. Ama kimse kimliklerdeki fotoğrafların özgün olmadığını (non-unıque) iddia etmez.

Kavramların yerli yerine oturtulması problemin analizi için ilk adımdır. Burada, kavramları ayırt edici tarif ve sorgulamaya dayanan iki analiz tekniği ile leke hipotezini ilgilendiren özel bir teklik veya özgünlük probleminin olmadığı ispat edilecektir. Birincisine genel yaklaşım adı verilmiştir çünkü bu teknik, fit işlemi ile çözüm arayan her fizik probleme uygulanabilir. İkincisi özellikle leke hipotezini ilgilendirdiği için özel yaklaşım olarak isimlendirilmiştir.

A. Genel yaklaşım:

- 1. tip teklik - Fit edilecek eğriyi üreten matematik fonksiyonun tek olması.
  Soru: Fit edilecek eğri (fonksiyon) tek midir?

Benzer birçok fizik problemin çözümünde fonksiyon şeçimi sorun değildir. Belli problemler için belli fonksiyonlar vardır. Örneğin, serbest düşme probleminde hız ve konum birinci ve ikinci derece polinimların ürettigi doğru ve parabol ile ifade edilmektedir. Sıcak bir cismin radyasyon enerjisinin dalga boyundaki dağılımı Plank eğrisi ile belirlenir. Ama, o şekilde bir durumla karşılaşmak mümkündür ki, gözlem verileri var, fonksiyon ise belirsizdir. Böyle durumlar bir grafik üstüne işaretlenmiş gözlem noktalarının dağilimina bakıp, dağılımı açıklıyacak matematik fonksiyonun (eğri) seçimini gerektirir. Kitaplarda listelenen matematik fonksiyonların birçokları aynı verilere fit edilebiliyorsa, yani kısaca yukarıdaki soruya evet cevabı veremiyorsak birici tip teklik (uniqueness) problemimiz var demektir.

- 2. tip teklik - Fit işlemi ile ilgili teklik.

Soru: Aynı veriler, aynı fonksiyon (eğri) ile herkesin aynı tek bir sonuca (aynı fite) ulaşması mümkün müdür?

Diyelim ki birici tip teklik sorunumuz yok. Eğri üreten bağıntılarımız (fonksiyonumuz) belli ama fit işlemi özgün tek bir sonuca ulaşmıyorsa, yani yukarıdaki soruya da evet cevabı veremiyorsak, ikinci tip teklik sorunumuz var demektir.

- 3. tip teklik - Parametre uzayındaki teklik.
  Soru: Eğriyi üreten parametre seti tek midir?

Birinci ve ikinci tip teklik ile ilgili yukarıdaki soruların her ikisine de evet cevabı versek bile bu üçüncü soruya da evet cevabı veremiyorsak teklik probleminden kurtulmak mümkün değildir.

***B**. Özel yaklaşım:*

Leke hipoteziyle ilgili teklik probleminin analizinde genel yaklaşımdaki üçüncü tip tekliğin araştırılması en can alıcı noktadır. Problemin varlığı veya yokluğu aşağıdaki iki soruya verilecek cevaplara bağlıdır.

- Fiziksel parametreleri (büyüklüğü, şekli, konumu ve sıcaklığı) belli bir lekenin ışık eğrisi (veya çizgi profili) üstündeki etkisi (imzası) tek midir?
- Işık eğrisi (veya çizgi profili) üstündeki etkiyi ölçüp, tekenin fizik parametrelerini belirlemek mümkün müdür?

Bu soruların her ikisine de verilecek "evet" cevapları şüphe bırakmadan leke hipotezinin başarı ile testten geçmesini yani bilimselliğini tehdit eden özel bir teklik probleminin olmadığını gösterecektir. Çünkü özel yaklaşımdaki bu sorular başlı başına problemin analizi için yeterlidir. Eğer lekelerin fiziki parametrelerini (büyüklüğü, şekli, konumu ve sıcaklığı) ifade edebileceğimiz bir fonksiyonumuz yoksa bu soruları sormak anlamsız olur. Eğer sorabiliyorsak demekki leke hipoteziyle ilgili genel yaklaşımda ifade edilen 1.nci tip teklik sorunu yok demektir. 2.nci tip teklik ile ilgili sorun, sadece lekeleri değil bir çok bilimsel problemi ilgilendirdiği için lekelerden bağımsız zaten çözülmüştür. Bu gün fit işlemlerinde kullanılan en küçük kareler, maksimum entropi, χ^2 veya rms minimization gibi özgün, unique ve tek çözüm veren hesaplama teknikleri mevcuttur. 3. Tip teklik sorununun olmadığı da, özel yaklaşımdaki sorulara verilecek evet cevaplarıyle belli olacaktır. Eğer parametre uzayında bir teklik sorunu varsa, yani ışık eğrisinde aynı etkiyi veren farklı parametreler mevcutsa özellikle ikinci soruya evet cevabı vermek mümkün değildir.

Öte yanda, lekelerin fizik parametreleri ile ışık eğrisi üretilebiliyorsa, fiziksel olmayan fonksiyonları kullanmanın da anlamı yoktur. Fourier açınımında olduğu gibi sinüs ve cosinüslerden oluşan harmonik fonksiyonlarla, gözlenen ışık eğrisi üretilebilir. Ama bu tür fonksiyonlarla lekelerin fizik parametrelerini özgün bir şekilde (unique) belirlemek zor belkide mümkün olmayabilir. Bir lekenin sebeb olduğu ışık kaybını sinüs eğrisinin alt yarı kısmıyle ifade eden Hall grubunun (Hall, Henry veSowell 1990; Hall ve ark.1990,1991, 1995; Hall ve Henry 1992; Fekel ve ark.1993; Henry ve ark.1995; Crews ve ark.1995; Eaton ve ark.1996; Kaye ve ark.1996) belirledikleri sadece sinüs eğrilerinin minimumlarına denk düşen leke boylamıdır. Lekelerin büyüklükleri, sıcaklıkları ve enlemleri Hall gurubunun modelleme tekniğinde anlamsız kalmıştır.

Zannedildiğinin aksine leke hipotezinin bilimsel değerini tehtit eden herhangi bir teklik promlemi yoktur. Teklik probleminin varlığını iddia edenler ya kavram kargaşasından doğruyu görememişler veya yaptıkları araştırmanın sonuçlarını doğru analiz edememişler veya genel kanıya kapılıp uzman bildiklarinin sözlerini tekrarlamışlardır. Bu problemin doğru bir analizi tarih sırası içinde uzman otoritelerin görüşlerinin kritiği ile birlikte gelecek bölümde ele alınacakdır.

4. Kritikler ve Yorumlar

4.1. Russell (1906)'ın Problemi

Lekeleri ifade edebilmek için Russell (1906) önce yıldız yüzeyinde parlaklık dağılımını verecek, sinüs ve cosinüslerden oluşan sonsuz ama belli bir noktada kesilebilen $B(\theta,\varphi)$ sembolü ile gösterdiği bir harmonik fonksiyon düşündü. İki önemli noktayı özellikle vurguladı. 1) Fourıer serilerinde olduğu gibi yüzey parlaklık dağılımı kesikli olabilir (fotosfer üstünde lekeler). Ama, 2) sonuçta elde edilecek ışık eğrisi ve birinci türevi sonlu ve sürekli olmalıydı. Bu şartlar doğrultusunda Russell, her türlü ışık eğrisini lekelerle üretmenin mümkün olmadığını gösterdi. Algol (tutulmalar) gibi yıldızların ışık eğrilerinde "V" şeklindeki ayrık minimumların leke hipoteziyle açıklanamıyacağını izah etti.

Radyasyon transferi ve model atmosferlerle ilgili bilgiler ortada yok iken Russell'ın bu çalışması harika olarak nitelenmelidir. Ancak, bu gün böyle harmonik fonksiyonların leke modeli için uygun olmadığı görülmektedir. Russell $B(\theta,\varphi)$ fonksiyonunun sonsuz olmamasına, ve sadece sıfır veya sıfırdan büyük değerler almasına

dikkat ediyordu. Oysa bu harmonik fonksiyon içinde negatif değer üreten alt fonksiyonlar kaçınılmaz olarak vardır. Ama Russell negatif değerlerin pozitif değerlere eşit veya daha az olmasını şart koşuyordu. Bu gün güneş lekelerinden biliyoruz ki lekelerin ışık eğrilerine katkıları hep tek yönlü, yani hep azaltıcı biçimdedir. Pozitif ve negatifli değerlerle üst üste binen eşzamanlı harmonik fonksiyonların ise yıldız sismolojisinde başarı ile kullanıldığını görüyoruz.

Russel (1906)'ın gözüyle teklik problemi analiz edilir, genel yaklaşımdaki sorular sorulursa Russell'ın 1.tip teklik problemiyle sorunu olmadığı anlaşılır. Sonsuz bir seri şeklinde de olsa Russell (1906) tek bir fonksiyon ile yüzey parlaklık dağılımını (lekeleri) ifade etmiştir. 2.tip teklik problemine gelince, bunu aklına bile getirmemiştir. Fit problemlerinde tek çözüm üreten en küçük kareler yöntemi o kadar eski ve meşhurdur ki bundan veya benzer metotlardan Russell'ın habersiz olması mümkün değildir. Yani, Russell'a göre 2.tip teklik problemi de yoktur. Peki nedir Russell'ın problemi? Russell'ın problemi 3.tip teklik problemidir ama Russell ondan bile emin değildir. Russell (1906)'ın "$B(\theta,\varphi)$ ifadesinin formu gözlemlerle tam olarak belirlenebilir. ….Bir gezegenin ışık eğrisi yüzeyindeki işaretleri (lekeler) belirleyebilir, ama şekillerini değil" sözleri bu durumu açıkça göstermektedir. Elbette, fiziksel olmayan fonksiyonlarla lekelerin fiziksel parametrelerini eksiksiz belirlemenin imkanı yoktur.

4.2. Kopal (1982)'in Problemi

Russell (1906)'dan 76 yıl sonra Kopal (1982) tekrar gelişme eyilimine giren leke hipotezinin bu yüzyıl başındaki başarısızlığını ve teklik problemi nedeniyle bilimsel arenadan dışlandığını hatırlatıyor ve diyordu ki: "Parlaklık değişimlerini açıklamak için lekeler hem olağanüstü basit, hem de fiziksel değildir. …Varlıkları ve yüzey dağılımları ışık eğrilerinden bağımsız elde edilemediği takdirde, gözlenmiş ışık eğrileri özgün (unique) bilgi üretemezler." (Kopal 1982)

Bu sözlerden sadece ışık eğrileri ile lekelerin varlığı gösterilemez anlamı çıkmaktadır. Kopal'a göre parlaklık değişimine sebeb olan fizik nedenler ışık eğrilerinden bağımsız bir delil veya ispat yoksa bilinemezler. Işık eğrisi üretebilecek farklı farklı nedenler, fonksiyonlar (eğriler) olabilir. Açıkça anlaşılır ki, Kopal 1.tip teklik problemine takılıp kalmıştır. Kendi açısından haklıdır, neden haklı olduğu da ortadadır. Çünkü, sefeit türü (zonklayan) veya çift yıldız (örten değişen) hipotezini destekleyen sadece ışık eğrileri değil, değişime sebeb gösterilen yorumu destekleyen radyal hız eğrileri de mevcuttur. Lekeli yıldızların renk eğrilerinde ışık eğrisine paralel lekelerin en etkin olduğu minimum evrede az da olsa kırmızılaşma olayını bağımsız bir delil kabul etmemiş olmalı ki, Kopal (1982) leke hipotezinin diğer hipotezler gibi şansı olmadığını düşünmektedir.

Oysa henüz leke hipotezine karşı sıraladığı itirazların üstünden çok geçmeden, ışık eğrileriden tam bağımsız lekelerle ilgili delil üreten Doppler imaging ile ilgili makale Vogt ve Penrod (1983) tarafından yayınlanmıştır. Zamanla lekelerin varlığını destekleyen çalışmalar arttı. Bunlar içinde Doppler leke haritaları, TiO bantları (Saar ve Neff 1990; Neff, O'Neal ve Saar 1995) gibi lekelerin doğrudan spetroskopik gözlemlerini, ve lekelerle ilişkili olan manyetik aktivite belirteçleri kromosferik Ca II H ve K , ve $H\alpha$ gözlemlerini, hatta leke ışık eğrileri ile uyumlu UV, radio ve X-Ray gözlemlerini de saymak mümkündür.

4.3. Doppler Imaging ve Teklik Problemi

Tersini, yani çok çözümlülüğü (non-uniqueness) savunmasına rağmen, Doppler imaging ile elde edilen leke haritalarında teklik probleminin olmadığını gösteren en iyi çalışma Vogt, Penrod ve Hatzes (1987) tarafından yapılmıştır. Bu yazarlar önce "vogtstar" adını verdikleri teorik bir yıldız düşünmüşler, ve bu yıldızın üstüne lekeler ile V-O-G-T yazısını yerleştirmişler, sonra farklı evreler (phases) için sentetik tayf çizgi profilleri üretmişlerdir. Daha sonra bu sentetik çizgi profillerini girdi verisi (data) olarak kullanıp, orijinal leke haritasının Doppler imaging tekniğinde maksimum entropi tekniğinin uygulandığı iterasyonlar ile tekrar elde edilebileceğini göstermişlerdir.

Test o kadar başarılıdır ki, sıfırdan (görüntüsüz) veya rasgele hiç alakasız bir ön görüntü ile başlıyan iterasyonlar sonunda doğru görüntüyü üretebilmekte ve V-O-G-T yazısı aynen okunabilmektedir, öyleki O ile G harfinin bir biriden farkı bile açıkça seçilmektedir. Demekki lekelerin çizgi profilleri üstündeki etkisi özgündür (unique) ve leke etkisini taşıyan çizgi profillerine teorik profiller fit edilerek lekelerin konumları, şekilleri, büyüklük ve sıcaklıkları elde edilebilmektedir. O halde, özel yaklaşımdaki sorulara verilecek cevaplar "evet" "evet" olacaktır. Özel yaklaşımla ilgili bölümde açıklandığı gibi bu olumlu cevaplar aslında başlı başına Doppler imaging ve lekeler ile ilgili herhangi bir teklik probleminin olmadığı

garantisini verir. Ama yine de açıklıyabiliriz ki genel yaklaşıma göre de teklik problemi yoktur.

Önce, özel yaklaşım genel yaklaşımdaki 3.tip teklik ile doğrudan ilişkili olduğu için 3.tip teklik problemi olmadığını hemen söyleyebiliriz. Eğer parametre uzayında çok çözümlülüğe imkan tanıyan bir non-uniqueness problemi olsaydı, bu test başarısız olurdu. Olmadığına göre böyle bir problem yoktur. 2.tip teklik problemine gelince böyle bir problem de yoktur çünkü maksimum entropi metodu yazarlarında (Vogt, Penrod ve Hatzes 1987) özellikle izah ettikleri gibi tek çözüm üretmek için geliştirilmiş bir metottur ve Vogt ve ark.(1987) tarafından da kullanılmıştır. Son olarak, 1.tip teklik problemi de yoktur çünkü teorik çizgi profili üreten fonksiyon, radyasyon ilkeleri, radyasyon transferi, çizgi genişlemesini içeren bir dizi özgün bağıntılardan oluşmaktadır. Karmaşık (basit değil) da olsa yıldızın ve lekelerin fiziksel parametreleri ile çizgi profili üreten bir fonksiyon vardır. Fit edilen çizgi profili matematik listeden rasgele seçilmez.

Ancak, ön yargılarına yenik düşen Vogt, Penrod ve hatzes (1987) leke hipotezi ile ilgili teklik problemini ısrarla vurgulamışlardır. Maximum entropi metodunun neden ve nasıl tek çözüm verdiğini anlatan bu yazarlar, çelişkilerinin farkına bile varmadan elde ettikleri sonucun neden unıque (tek ve özgün) olmadığını da izaha çalışmışlardır. Maksimum entropi metodunun verdiği tek çözümü, ideal (sıfır hata) çözüm değildir diye, özgün olmadığını (non-unique) düşünmektedirler. Lekelerin Doppler görüntülemesini anlatan ve literatürde non-uniqueness atıflarının (citation) en çok işaret ettiği Vogt ve ark.(1987)'nın bu makalesi okuyucuyu yanlış yönlendirmektedir, mantık hatası ve çelişkilerle doludur. Okuyucunun nasıl yanlış yönlendirildiğini, ne çeşit mantık hatası yapıldığını, ne tür çelişkilerle hangi kavramların bir birine karıştırıldığını merak edenler Vogt ve ark.(1987)'nın makalesiyle birlikte Eker (1999a) daki ilgili bölümü okurlarsa doğru olanı göreceklerdir.

4.4. Fotometrik Imaging ve Teklik Problemi

"Fotometrik imaging" sözcüğü "Doppler imaging" sözcüğüne paralel olması bakımından, fotometrik veriler ile yapılan leke modeli çalışmalarını ifade etmek için ilk defa Eker ve Al-Malki (1999) tarafından ortaya atılmış, Eker (1999b) ile de literatürde ilk defa yer almıştır. Teklik (uniqueness) probleminin fotometrik modeller açısından çözümü spektroskopik (Doppler imaging) modellere göre biraz daha karmaşıktır. Çünkü, mevcut negatif önyargıları desteklemiş gibi görünen argumanlar daha çoktur. Tarihçe bölümünde bazıları belirtilen bu argumanlar sırasıyle: 1) Leke enleminin belirlenmesindeki zorluk; 2) Bu nedenle sabit enlem kullanma; 3) Fiziksel olmayan modeller; 4) Aynı verilerden (aynı datalardan) farklı araştırmacıların farklı sonuçlar elde etmesi yanında 5) Russell, Kopal, Hall, Vogt gibi otorite tanınanların bu konudaki beyanları ve bir de 6) hemen hemen herkeste "küçük soğuk bir leke ile daha büyük ve sıcak bir başka leke ışık eğrisi üstünde aynı etkiyi yapar" gibi yanlış bir kanının varlığıdır.

Leke alanı (veya büyüklüğü) ve leke sıcalığını bir birinin etkisini yok edici parametreler olarak yorumlayan Vogt (1981), Bopp ve Noah (1980), ve Huenemorder ve ark.(1993) bu durumun fotometrik modeller için çokçözümlülük sebebi olduğunu iddia etmiştir. Anders ve ark.(1992) ise leke alanı ve leke enlemi arsındaki benzer ters etkileşimi çokçözümlülüğe sebeb olarak göstermiştir. Nihayet, Hempelmann ve ark.(1997) üçlü etkileşimi (alan - enlem - sıcaklık) çokçözümlülüğün sebebi olarak açıklamıştır.

Oysa tam tersine bir teorik çalışmamın (Eker 1996) sonucuna göre parametreleri (büyüklüğü, şekli, konumu, ve sıcaklığı) belli bir leke ile üretilen ışık eğrisini biraz daha büyük ama sıcakça, veya biraz daha küçük ama soğukça bir başka leke ile veya orijinal lekenin aynı konumdaki kendi parçaları hariç başka lekelerle üretmenin imkanı yoktur. Yani ışık eğrisini üreten parametre seti içinde herhangi bir parametrenin değiştirilmesiyle ışık eğrisinde meydana gelen değişiklik bir başka veya birkaç değişik parametreyi değiştirerek yok edilemez. Daha açık söylemek gerekirse, Eker (1996) ışık eğrisini üreten parametre uzayının özgün (unique) olduğunu göstermiştir. Evet, tek bir evredeki ışık kaybını üreten sonsuz ihtimal mevcuttur, ama bütün evrelerde aynı ışık eğrisini üretecek farklı iki veya ikiden fazla parametre seti mevcut degildir. İşte yukarıdaki yazarlar tek evredeki çokçözümlülüğü ışık eğrişindeki çokçözümlülükle karıştırmışlardır. Önceki doğru sonraki ise yanlıştır.

"Vogtstar" testine benzer şekilde, Eker (1996) parametreleri farklı farklı olan 9 model için sentetik ışık eğrileri elde etmiştir. Sonra, bu sentetik eğrilerin minimumunda ve bir başka evrede kadir cinsinden ışık kayıplarını (her model için V ve R renklerinde ikişer değer) ve sentetik eğrilerdeki iki ölçüm arasındaki evre farkını girdi verisi olarak kullanmış, analitik olarak formüllerle leke parametrelerini hesaplamıştır. Bilgisayar işlemlerindeki yuvarlama hatalarından kaynaklanan çok küçük hatalar ile orijinal model parametreleri hesaplanmıştır. Yani, Eker (1996)

parametreleri belli, özgün bir lekenin ışık eğrisi üstündeki etkisinin de özgün (unique) olduğunu analitik olarak ıspatlamıştır. Bu durumda özel yaklaşımdaki sorulara verilecek cevap tabii ki "evet" ve "evet" dir.

Analiz işleminin genel yaklaşımında da sorun olmadığı kolayca gösterilebilir. 1.tip teklik sorunu yoktur çünkü lekelerin fizik parametreleri ile nasıl ışık eğrisi hesaplanacağı (Eker 1994), ve ışık eğrisinden nasıl leke parametreleri hesaplanacağı (Eker 1996) formüller ile bellidir. Bu formüllerin tamamı bir arada bir bütünlük içinde Eker (1999c) tarafından özetlenmiştir. 2.tip teklik problemi yoktur çünkü bu sorun benzer fizik problemler için lekelerden bağımsız halledilmiştir. 3.tip teklik sorunu olmadığı da özel yaklaşındaki sorulara verilen "evet" , "evet" cevaplarından bellidir.

Eker (1996)'nın devamı bir başka analitik çalışma (Eker 1999b), fotometrik imaging ile ilgili çokçözümlülüğü destekler tarzdaki diğer argümanların herhangi bir teklik veya özgünlük (uniqueness) probleminden değil gözlemlerin yeterince duyarlı olmamasından kaynaklandığını göstermektedir. Bu çalışmaya göre duyarlılığı ±0.0001 kadir (milikadir) veya daha iyi ışık eğrileri olmalıdır ki başarılı bir leke modeli yapılabilsin. Eker (1999b)'in hata analizi hesapları ±0.005 kadir duyarlılıktaki günümüz ışık eğrilerinden elde edilen leke enleminin hatasını ±90 dereceden daha büyük vermektedir. Yani elinizde böyle bir ışık eğrisi varsa lekeyi istediğiniz enleme yerleştirebilirsiniz. Sonuçta teorik ışık eğrisinde enlem hatasının sebeb olduğu değişim gözlem hatası sınırları içinde kalacaktır.

5. Sonuçlar

I. Yıldız lekelerinin varlığında şüphe yoktur. Lekelerinin var olduğuna işaret eden sadece güneş analojisi değildir. Yıldız lekelerin varlığına işaret eden gözleme dayanan deliller mevcuttur. Bunlar :
   1) Fotometrik gözlemler - Işık eğrileri ve ışık eğrileriyle uyumlu renk değişimleri. Soğuk leke en etkin olduğu minimum evrede kırmızılaşmaya sebeb olur.
   2) Spektroskopik gözlemler - Işık eğrileriyle uyumlu Doppler leke haritaları ve TiO molekül bandı gözlemleri vardır.
   3) Dolaylı deliller -
      a) Lekelerle ilgili manyetik aktiviteyi destekleyen kromosferik Ca II H and K ve Hα gözlemleri;
      b) kromosfer üstü geçiş bölgesini ilgilendiren UV, ve koronadan gelen X-Ray ve radyo gözlemleri.

II. Leke hipotezi tutarlı bir fizik problemdir çünkü:
   1) Belli fizik parametrelere sahip (büyüklük, şekil, konum ve sıcaklık) lekeler ile sentetik ışık eğrisi ve tayf çizgi profili hesaplanabilir.
   2) Lekelerin fizik parametrelerini lekeli yıldızların ışık eğrilerinden veya tayf çizgi profillerinden çıkarmak mümkündür.

III. Leke hipotezinin tutarlı bir fizik problem olduğu genel yaklaşımdaki sorulara verilen evet cevaplarıyle de gösterilebilir.
   1) Fonksiyon seçme problemi yoktur. Fonksiyonun adı "maculation wave function" olarak literatürde geçmektedir.
   2) Bu fonksiyonun fit problemi de yoktur. En küçük kareler, χ^2 minimizasyonu, maksimum entropi gibi meşhur bilinen metotlar vardır ki tek çözüm ürettikleri bilinmektedir.
   3) Bu fonksiyonun parametre uzayı da özgün (unique) dür. Yani aynı ışık eğrisini veya aynı çizgi profilini üreten farklı leke haritaları (parametre setleri) yoktur.

IV. Fakat yine de özgün çözüm kargaşası (non-uniqueness ambiguities) pratik uygulamalarda karşımıza çıkabilir.
   1) İterasyonlar ideal fit şartlarına ulaşmadan kesilirse.
   2) Işık kaybının özgün (unique) olmaması, ışık eğrilerinin özgün (unique) olmaması ile karıştırılırsa. Farklı lekeler aynı ışık kaybını üretebilir ama aynı ışık eğrisini asla.
   3) "unique" kelimesiyle ilgili kavram kargaşasına dikkat edilmesse.

V. İdeal çözüme ulaşmak (sıfır hata) imkansızdır. Ama bilimin bu genel problemini de teklik (uniqueness) problemi diye, özellikle leke hipotezi için, öne sürmek hatadır. Aynı problem, benzeri fizik problemler gibi çift ve sefeit türü ışık eğrileri için de geçerlidir.

VI. Lekeli yıldızların güvenilir leke haritalarının üretilmesi yüksek kaliteli, yüksey duyarlı gözlem verileri gerektirmektedir. Parlaklık ölçümlerinin ±0.0001 kadir veya daha iyi olması gerekir (Eker 1999b)

Kaynaklar

Anders G.J., Coates D.W., Thompson, K., 1992, *PASAu*, **10**, 33.
Banks T., 1991, *PASAu*, **9**, 148.

Banks T., Budding E., 1990, *Ap&SS*, **167**, 221.
Banks T., Kilmartin P.M., Budding E., 1991, *Ap&SS*, **183**, 309.
Bopp B.W., Evans D.S., 1973, *MNRAS*, **164**, 343.
Bopp,B.W., Noah P.V., 1980, *PASP*, **92**, 717.
Budding E., 1977, *Ap&SS*, **48**, 207.
Budding E., Zeilik M., 1987, *ApJ*, **319**, 827.
Budding E., Zeilik,M., *Ap&SS*, **232**, 355.
Byrne P.B., Panagi P.M., Lanzafame A.C., Avgoloupis S., Huenemoerder D.P., Kilkenny D., Marang F., Panov K.P., Roberts G., Seriadakis J.H., van Wyk F., 1995, *A&A*, **299**, 115.
Crews J.L., Hall D.S., Henry G.W., Lines R.D., Lines H.C., Fried R.E., 1995, *AJ*, **109**, 1346.
Dempsey R.C., Bopp B.W., Strassmeier K.G., Granados A.F., Henry G.W., Hall D.S., 1992, *ApJ*, **392**, 187.
Dorren J.D., 1987, *ApJ*, **320**, 756.
Dorren J.D., Siah M.J., Guinan E.F., McCook G.P., 1981, *AJ*, **86**, 592.
Eaton J.A., Henry G.W., Fekel F.C., 1996, *ApJ*, **492**, 888.
Eaton J.A., Henry G.W., Bell C., Okorogu, A., 1993, *AJ*, **106**, 1181.
Eker Z., 1994, *ApJ*, **420**, 373.
Eker Z., 1995, *ApJ*, **445**, 526.
Eker Z., 1996, *ApJ*, **473**, 388.
Eker Z., 1999a, *New Astronomy*, (in press).
Eker Z., 1999b, *ApJ*, **512**, 386.
Eker Z., 1999c, *Tr. J. of Physics*, **23**, 357.
Eker Z., Al-Malki M., 1999, *Ap&SS*, **262**, 411.
Elias N.M., Quirrenbach A., Witzel A., Noundorf C.E., Wegner R., Guinan E., McCook, G.P., 1995, *ApJ*, **439**, 983.
Fekel F.C., Browning J.C., Henry G.W., Morton M.D., Hall, D.S., 1993, *AJ*, **105**, 2265.
Hall D.S., 1972, *PASP*, **84**, 323.
Hall D.S., 1994, *I.A.P.P.P. Comm.*, **No:54**, p1.
Hall D.S., Henry G.W., 1992, *IBVS*, No:3693.
Hall D.S., Fekel F.C., Henry G.W., Barksdale W.S., 1991, *AJ*, **102**, 1808.
Hall D.S., Fekel F.C., Henry G.W., Eaton J.A., Barksdale W.S., Dadonas V., Eker Z., Kalv P., Chambliss C.R., Fried R.E., Fortier G.L., Landis H.J., Louth H.P., Powell H.D., McFaul T.G., Miles R., Nielsen P., Renner T.R., Robb S.P., Slauson D.M., Stelzer H.J., Wasson R., Wood J.E., 1995, *AJ*, **109**, 1277.
Hall D.S., Gessner S.E., Lines H.C., Lines R.D., 1990, *AJ*, **100**, 2017.
Hall D.S., Henry G.W., Sowell J.R., 1990, *AJ*, **99**, 396.
Heckert P.A., Ordway J.I., 1995, *AJ*, **109**, 2169.
Henry G.W., Eaton J.A., Hamer J., Hall D.S., 1995, *ApJS*, **97**, 513.
Hempelmann A., Hatzes A.P., Kurster M., Patkos L., 1997, *A&A*, **317**, 125.
Huenemoerder D.P., Ramsey L.W., 1987, *ApJ*, **319**, 392.
Huenemoerder D.P., Ramsey L.W., Buzasi D.L., Nations H.L., 1993, *ApJ*, **404**, 316.
Kang Y.W., Wilson R.E., 1989, *AJ*, **97**, 848.
Kaye A.B., Hall D.S., Patterson L.R., Nations H.D., Heckert P.A., Summers D.L., 1996, *AJ*, **111**, 1322.
Kopal Z., 1982, *Ap&SS*, **87**, 149.
Kron G.E., 1947, *PASP*, **59**, 261.
Kron G.E., 1950, *AJ*, **55**, 69.
Kron G.E., 1952, *ApJ*, **115**, 301.
Lodenquai J., McTavish J., 1988, *AJ*, **96**, 741.
Maceroni C., van't Veer F., 1993, *A&A*, **277**, 515.
Neff J.E., 1990, in *Active Close Binaries*, (ed. C. İbanoğlu), Dordrecht:Kluwer, p.809.
Neff J.E., O'Neal D., Saar S.H., 1995, *ApJ*., **452**, 879.
Olah K., Budding E., Kim H.J., Etzel P.B., 1994, *A&A*, **291**, 110.
Olah K., Kovari Zs., Bartus J., Strassmeier K.G., Hall D.S., Henry G.W., 1997, *A&A*, **321**, 811.
Patkos L., Hempelmann A., 1994, *A&A*, **292**, 119.
Poe C.H., Eaton J.A., 1985, *ApJ*, **289**, 644.
Popper K.R., 1972, in *Objective Knowledge*, Oxford University Press, Oxford.
Raveendran A.V., Mohin S., 1995, *A&A*, **301**,788.
Russell H.N., 1906, *ApJ*, **24**, 1.
Saar S.H., Neff J.E., 1990, in *Cool Stars, Stellar Systems and the Sun*, (ed. G. Wallerstein), *ASP Conf.Ser.*, **Vol:9**, p.13.
Samec R.G., Su W., Terrel D., Hube D.P., 1993, *AJ*, **106**, 318.
Sarma C.V.S.R., Vivekananda Rao P., Sarma M.B.K., 1991, *A&A*, **12**, 49.
Shapley H.M., 1914, *ApJ*, **40**, 448.
Stauffer J.R., Dorren J.D., Africano J.L., 1986, *AJ*, **91**, 1443.
Strassmeier K.G., 1990, *ApJ*, **348**, 682.
Strassmeier K.G., Olah K., 1992, *A&A*, **259**, 595.
Summers D.L., Heckert P.A., 1997, *AJ*, **113**, 2242.
Torrez C.A.O., Ferraz Mello S., 1973, *A&A*, **27**, 231.
Vogt S.S., 1981, *ApJ*, **250**, 327.
Vogt S.S., Penrod G.D., 1983, *PASP*, **95**, 565.
Vogt S.S., Penrod G.D., Hatzes A.P., 1987, *ApJ*, **321**, 496.
Zeilik M., Cox D.A., De Blasi C., Rhodes M., Budding E., 1989, *ApJ*, **345**, 991.
Zeilik M., Gordon S., Jaderlund E., Ledlow M., Summers D.L., Heckert P.A., Budding E., Banks T.S., 1994, *ApJ*, **421**, 303.
Zeilik M., Ledlow M., Rhodes M., Arevalo M.J., Budding E., 1990, *ApJ*, **354**, 352.

Meteorit Çarpma Kraterlerinin LANDSAT Uydu Görüntüleriyle Türkiye'de Araştırılması*

Mehmet DAĞCI[1], M. Emin ÖZEL[1], H. YILDIRIM[1], Cengiz SEZER[2]

[1]TÜBİTAK-MAM, Bilişim Teknolojileri Araştırma Enstitüsü (BTAE), Uzay Teknolojileri Grubu, P.K.21, 41470, Gebze/KOCAELİ
[2]Ege Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100 Bornova-İZMİR
e-mail: mdagci@btae.mam.gov.tr

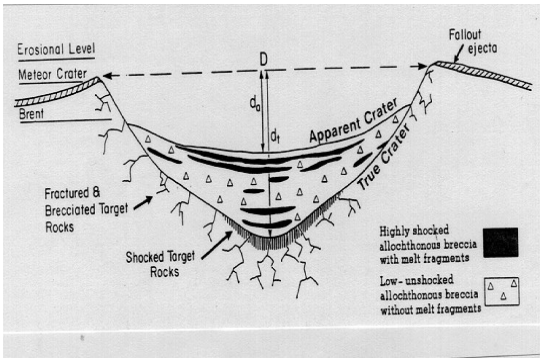
ÖZET: Yersel meteorit çarpma kraterleri, Türkiye'de ilk kez uzaktan algılama teknolojisi ve görüntü işleme teknikleri kullanılarak araştırılmıştır. Tüm Türkiye'yi kaplayan 55 LANDSAT uydu görüntü penceresi, görüntü işleme programları yardımıyla iki farklı renk kombinasyonunda gözle yorumlanarak analiz edilmiştir. Bu bant kombinasyonları jeolojik yüzey yapıları için 1, 5, 7 ve doğal ve bitki örtüsü için bant 5, 4, 3 kombinasyonudur. Çalışma sonunda çapları 180 m ile 20 km arasında değişen bazı aday krater yapılar belirlenmiştir. Bu çalışmada bu adayların yersel konumları ve büyüklükleri ile onların uydu görüntüleri verilecektir.

1. Giriş

Çarpma kraterleri Dünyamızın evrimi hakkında geniş bilgi kaynağı oluşturmaktadırlar. Oysa ülkemizde şimdiye kadar konu ile ilgili bir çalışma kaydına rastlanmamıştır. Bundan dolayı ülkemizde çarpma krateri olup olmadığını araştırma gereği doğmuştur. Türkiye gibi geniş bir alanı incelemek uzun zaman ve yoğun emek gerektirmektedir. Uydu görüntüleri bize bu konuda yeni ve geniş olanaklar sağlamaktadır. Özellikle mevcut LANDSAT-TM görüntülerinde jeolojik yapıyı daha çok ortaya çıkaran bantların (bant 1, 5, 7) yapay renklendirilmesi ve görüntü zenginleştirme tekniklerinin görüntülere uygulanması çalışmalarımıza kolaylıklar sağlamaktadır.

2. Tanımlar

Ülkemizde bazı terimlerin henüz yerleşmemiş olmasından dolayı bunları yinelemekte yarar vardır. Uzayda Güneş çevresinde eliptik yörüngelerde dolaşan irili ufaklı taş, demir ve toz parçalarına *Meteoroid* denir. Bunların Yer atmosferine hızla girişleri sonucu sürtünme nedeniyle oluşturdukları ışıklı ize *Meteor* denir ki bu optik olay Türkçemizde "Yıldız Kayması" olarak kullanılmaktadır. Meteoroidlerin sürtünmeden arta kalarak yeryüzüne ulaşan parçasına *Meteorit (Göktaşı)*, bunların büyüklüğü, çarpma açısı, hızı ve yüzey yapısına bağlı olarak



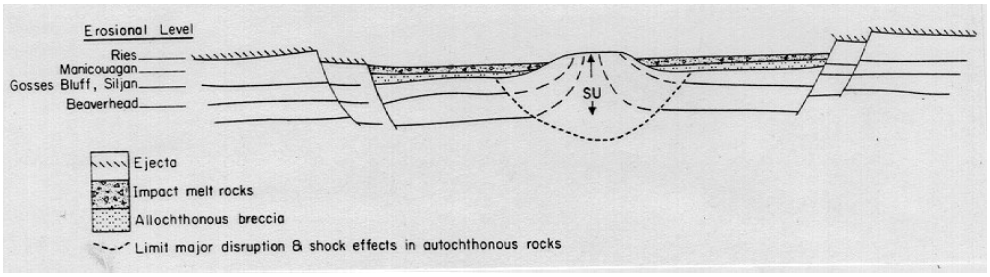
Şekil 1.a. Basit kraterin yandan kesiti [5]

yüzeyde oluşturduğu dairesel çukur yapıya ise *Çarpma* veya *Meteorit (Göktaşı) Krateri* denir.

Çarpma kraterleri büyüklük ve topografik özellikleri bakımından basit ve karmaşık olmak üzere iki gruba ayrılır. Çapı; çökelti yüzeylerde 2 km. den , kristal yüzeylerde 4 km. den küçük ve merkezi bir yükselti içermeyen çanak şeklinde dairemsi çukur yapılara *basit krater* denir (Şekil 1.a). Bu sınır Ay yüzeyi için yaklaşık 10 km civarındadır. Çarpma şoku etkisi ile zamanla merkezi bir yükselti katmanına sahip, kenarlarında halkalar bulunduran ve kristalleşmiş yapılar içeren daha büyük çukur yapılara ise *karmaşık krater* denir (Şekil 1.b) [4, 5, 8].

Kraterler zamanla erozyonal nedenler ile dolmaya uğrayacaklarından onların gerçek ve görünen derinlikleri farklı olacaktır. Literatürde kraterler için çap-derinlik ve çap-merkezi yükseklik arasındaki bağıntılar aşağıdaki gibidir.

* Bu çalışma TÜBİTAK Tez Destekleme Programınca Desteklenmiştir.



Şekil 1.b. Karmaşık kraterin yandan kesiti [5]

$d_a = 0.13\ D^{1.06}$ (1.a)
$d_t = 0.28\ D^{1.02}$ (1.b)
$d_a = 0.20\ D^{1.01}$ (Ay için) (1.c)

şeklinde olup burada d_a; görünen derinlik ve d_t; gerçek derinlikdir. Merkezi yükselti ise;

$MY = 0.06\ D^{1.01}$ (2)

şeklinde olup "stratigrafik yükselti" olarak verilmektedir.

Diğer yandan görünen derinlik çökelti (sediment) ve kristal yapılarda farklılıklar göstermektedir. Bunlara ait denklemler sırası ile (1.a), (1.b) ve (2) de verilmektedir.

$d_a = 0.12\ D^{0.30}$ (çökelti yapılarda) (3.a)
$d_a = 0.15\ D^{0.43}$ (kristal yapılarda) (3.b)

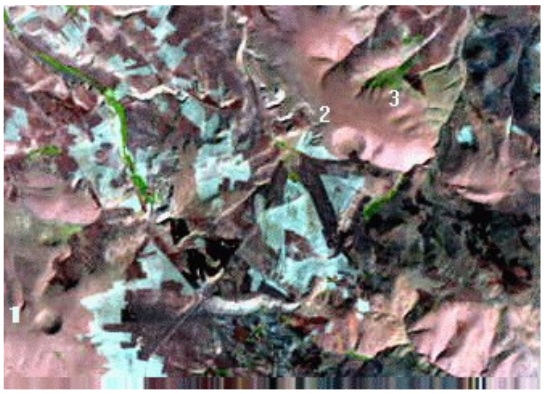
Tüm bu denklemlerde birimler km cinsindendir [4, 5, 8].

3. Uydu Görüntülerinde Meteorit Krateri Aranması

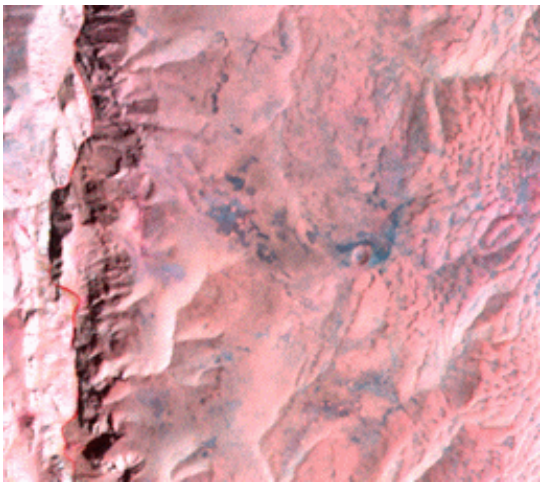
1972 yılında Dünya'da bilinen Çarpma Kraterleri (ÇK)'nin sayısı 50 civarında iken uydu ve uzaktan algılama tekniklerinin gelişmeleri ve kullanımı ile bu sayı bugün 200 lere ulaşmıştır [8, 9]. Bunların çapları 10m ile 300km arasında değişmektedir. ÇK 'nin Dünya üzerine dağıldığı alan ve büyüklük verileri ile yapılan bir istatistik hesaplama ile ülkemiz gibi bir alanda beklenebilecek en büyük kraterin çapı yaklaşık R_m~9km bulunmuştur. İncelediğimiz LANDSAT-TM uydu görüntülerinin çözünürlüğü (piksel büyüklüğü) 30mX30m'dir (piksel=görüntü elemanı). Böylesi dairesel jeolojik oluşumları gözle ayırtedebilecek alt boyut sınırı olarak 4-5 piksel (120-150m) dikkate alınarak sistemli bir görsel tarama yapılmıştır.

Literatürde uydu görüntülerinde krater aranmasında kullanılan herhangi bir özel algoritmaya rastlanmamıştır. Ancak, karmaşık kraterlerin belirlenmesinde "ana bileşenler" (Principal Component) yöntemi uygulanmaktadır [1]. Bu çalışmada herhangi bir algoritma uygulanmamakta, ekran görüntüleri gözle yorumlanarak belirlemeler sürdürülmektedir. Bütün bantların tek tek incelenmesinden sonra doğal görünüme en uygun olan ve bitki örtüsünü öne çıkaran 5 4 3 ve jeolojik yapıyı daha çok ortaya çıkaran 1 5 7 üçlü bant kombinasyonları bilgisayar ekranında sırası ile kırmızı, yeşil ve mavi renkler ile yapay olarak renklendirilerek kontrol yapılmaktadır. Ayrıca görüntüye kenar zenginleştirmesi uygulayarak dairesel yapılar daha da belirgin hale getirilmiş ve krater tespitinde yardımcı olmuştur. Tarama sonucu ortaya çıkan aday Ç.K. yapılarının varlığı 1/25000 ve 1/100000 ölçekli topografik haritalar üzerinde incelenmiştir. Görüntüde görsel tarama sonucu bir çok dairesel yapı adayına rastlanmasına karşılık bazıları haritada gösterilmemektedir.

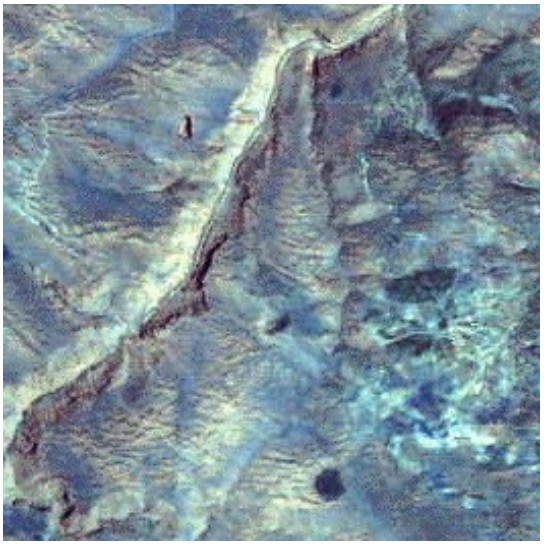
Taraması yapılan bölgede harita ile de çukur olarak desteklenen yapılara ilişkin uydu görüntüleri Şekil 2, 3, 4, 5 ve 6'da gösterilmiştir. Ülkemizde bilinen ilk meteorit araştırması Kızılırmak tarafından gerçekleştirilmiş ve Ankara-Kayakent civarında 85 kg ağırlığında saf demir bir meteorit incelenmiş ve sonuçlar yayınlanmıştır [7]. Bundan dolayı bölgenin jeolojik yapısının incelenmesi amacı ile ilk olarak ele alınan Ankara-Sivrihisar'ın güney bölgesine ait uydu görüntüsü Şekil 2.'de gösterilmektedir. Bunlardan 1 nolu yapı işaretin haritada karşılığı "çukur" (çapı 360m), 2 nolu yapı (çapı 540m) ise "taşlık" olarak gösterilmektedir. Bu 2 nolu taşlık yapının dairesel olarak sergilenmesi literatürde çarpma krateri belirteci olarak dikkati



Şekil 2. Landsat TM 5 4 3 bant uydu görüntüsü (Ankara-Sivrihisar'ın güney bölgesi).

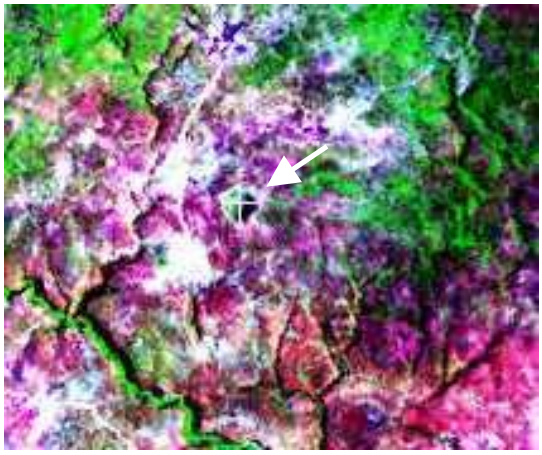


Şekil 3. Landsat TM 1 5 7 uydu görüntüsü (Malatya ilindeki "Kartal Çukuru").



Şekil 4. Landsat TM 3 4 2 bant uydu görüntüsü (Apa Barajı güneyi – Tahtalı)

çekmektedir. Şekil 3. de gösterilen çukur ise (çapı 270m) Malatya il sınırları içinde haritada da "Kartal Çukuru" olarak işaretlenmiştir. Yine Konya il sınırları içinde Apa Barajı'nın güneyinde yer alan harita destekli diğer bir çukur yapının uydu görüntüsü Şekil 4.'de verilmiştir. Bu yapının bir tarafındaki daireden sapma, bölgedeki eğimli yapıyla ilişkilendirilebilir. Ayrıca Şekil 5.'de İçel İli Erdemli İlçesi İmirzeli Köyünde bulunan "Kovanlı Çukuru" na ait uydu görüntüsü görülmektedir. Bunlara ek olarak Şekil 6.'da görülen ve Antalya-Serik sınırları içinde yer alan 20km çaplı dairesel yapı görülmektedir. Uydu görüntülerinin alındığı andaki mevcut Güneş'in aydınlatma doğrultu ve açısı, görüntünün başlık (header) bilgileri olarak kaydedilmiş bulunmaktadır. Uydu görüntüsünden gölge uzunluğu hesaplanarak trigonometrik bağıntılarda bu bilgilerin kullanılmasıyla yapıların derinlikleri hakkında da yer kontrolü yapmaksızın ön-bilgiler



Şekil 5. Landsat TM 5 4 3 bant uydu görüntüsü (Mersin-Erdemli'de "Kovanlı Çukuru")

Şekil 6. Landsat TM 7 5 2 bant uydu görüntüsü (Antalya-Serik sınırları içinde)

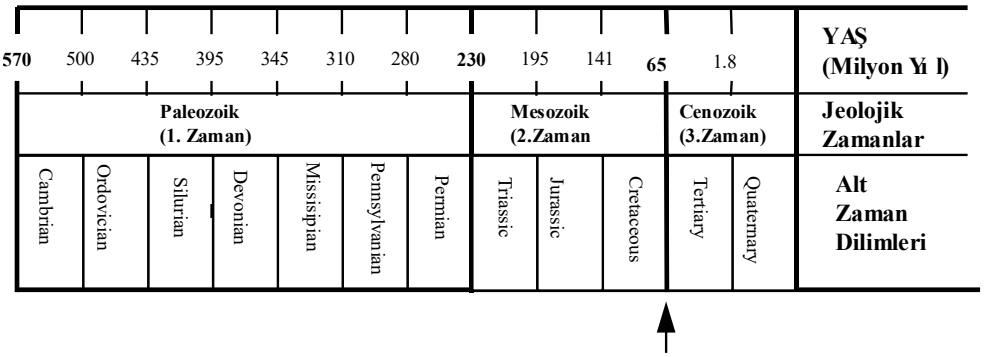
edinmek mümkündür. Çalışma sonunda tespit edilen adayların bir kısmı yerinde incelenmiştir. Belirlenen aday krater yapılara ait koordinat, çap ve yerlerine ait bilgiler Tablo 1.'de verilmiştir.

4. Sonuç

Kraterlerin araştırılması bize dünyamızın evrimi ve özellikle o bölgenin jeolojik oluşum ve değişimi hakkında güvenilir bilgiler sağlamaktadır. Özellikle Dünyamızın paleontolojik dönemlerinde atmosferin sürtünmede daha az etkili olduğu dönemlerde oluşmuş büyük yapılar jeolojik 2. zamanın son dilimi Kretaseus (Cretaceous) ile 3.zamanın başlangıç dilimi Tersiyer (Tertiary) arasındaki zaman sınırı olarak bilinen K/T sınırının belirlenmesinde önemli ipuçları vermektedir. Bu tür çalışmalarda sık kullanılan jeolojik zamanları ve K/T sınırı Şekil 7'de gösterilmektedir. Meteoroitler Güneş Sistemi ile yaşıt oldukları için, onun kökeni ve evrimi hakkında da önemli

Tablo 1. Türkiye'de Göktaşı Krater Adayları [10]

Krater Adayının Adı	Yeri (İl-İlçe)	Coğrafi Konumu		Çapı	Şekil No
		Enlem (N) (° ' ")	Boylam (E) (° ' ")		
Yeşilyayla	Konya-Yunak	38 51 13	31 38 05	450m	2-1
Akpınar	Konya-Yunak	38 52 18	31 42 08	660m	2-2
Kartal Çukuru	Malatya-Darende	38 38 26	37 41 48	270m	3
Apa-Tahtalı	Konya-Meram	37 17 22	32 24 24	270m	4
Eber	Afyon-Bolvadin	38 47 44	31 21 26	180m	
Karakışla	Antalya-Akseki	37 11 02	31 52 04	3.5km	
Çaltepe	Antalya-Serik	37 18 45	31 14 20	20km	6
Kovanlı Çukuru	İçel-Erdemli	36 32 24	34 6 44	420m	5



Şekil 7. Jeolojik zaman çizelgesi ve K/T sınırının yeri [10]

bilgiler taşırlar. Bulunan kraterlerin içerebileceği meteoritlerin incelenmesi ve yaşlarının hesabı önemli ipuçları verirler.

Ülkemiz için oluşturulacak ÇK istatistiği ve mevcut meteoritlerin kimyasal ve diğer analizlerin, literatüre katkısı yanında, ülkemiz jeolojisini anlamada yeni ve önemli katkılar sağlayacağı açıktır. Tespit edilen aday krater yapıların çarpma sonucu oluşup oluşmadığının onaylanması yerinde bazı jeofiziksel ölçümlerin (sismik, gravite, manyetik anomal ve elektriksel direnç gibi) yapılmasıyla ve analizleriyle belirlenebilecektir.

Kaynaklar

[1] Garvin J.B., Schnetzler C.C., Grieve R.A.F., 1992, *Tectonophysics*, **216**, pp.45-62

[2] Garvin J.B., Grieve R.A.F., Schnetzler C.C., 1995, *Meteoritics*, **30**, no.5, p.509

[3] "A Multiple-Impact in Missouri?", June 1996, *Geotimes*, p.11

[4] Grieve R., Rupert J., Smith J., Therriault A., Oct 1995, *GSA TODAY–Publ. of Geological Soc. of America*, **Vol.5**, no.10, pp.193-196

[5] Grieve R.A.F., Pesonen L.J., 1992, *Tectonophysics*, **216**, pp.1-30

[6] McHone J.F., Blumberg D.G., Greeley R., Underwood J.R., 1995, *Meteoritics*, **30**, no.5, p.543

[7] Kızılırmak A., 1969, *Ege Üniv. Fen Fak. İlmi Raporlar Serisi*, **No.68**, Astronomi No.7

[8] Grieve R.A.F., 1991, *Meteoritics*, **26**, pp.175-194

[9] Dence M.R., 1972, in *"The Nature and Significance of Terrestrial Impact Structures"*, Inter.Geol.Congress, 24 th, Montreal, **sect 15**, pp.77-89

[10] Dağcı, M., 1997, Yüksek Lisans Tezi, Ege Üniv. Fen Bilimleri Enstitüsü

Güneştacının Manyetikses Dalgalarıyla Isıtılması

E. Rennan PEKÜNLÜ, Ömür ÇAKIRLI, Ertan ÖZETKEN

Ege Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100 Bornova-İzmir
e-mail: rpekunlu@astronomy.sci.ege.edu.tr

ÖZET: Bu çalışmada güneştacı plazması, sıkıştırılabilir, viskoz ve manyetik alana dik yönde ısı akısı sergileyen bir plazma olarak düşünülmüş ve bu plazma içinde yayılan manyetikhidrodinamik (*mhd*) dalgaların yayılma ve mekanik erkelerini çevreye ısı erkesi olarak saçma sorunu incelenmiştir. Viskozite ve dikine ısı iletkenliğinin varlığında *hızlı* manyetikses dalgaları güneştacını ısıtabilmektedir. Adı geçen dalgaların manyetik olarak etkin bölgelerdeki manyetik akı ilmikleri boyunca yayıldığı varsayılmıştır. Dalgaların sönme ölçek uzunluğu δ parametresine bağlıdır; δ = *manyetik alan ölçek uzunluğu / basınç değişimi ölçek uzunluğu* olarak tanımlanır. δ nın değeri büyüdükçe dalga genliğinin sönme uzunluğu da büyür. Benzer şekilde, dalga dönemi ne denli büyükse genliğin sönme ölçek uzunluğu da o denli büyük olur. Özellikleri yukarıda sıralanan güneştacı plazmasında *yavaş* manyetikses dalgaları varlığını sürdüremez. Dikine ısı iletkenliği kısıtlamasını bıraktığımızda, doğrusal *mhd* eşitlikleri iki çözüm vermektedir : *yavaş* dalga biçemi saf *Alfven* dalgası, *hızlı* biçem de mekanik erkesini çevreye ısı erkesi olarak saçabilen manyetikses dalgası olur. Bu durumda *hızlı* dalga biçeminin sönme ölçek uzunluğu dikine ısı iletkenliğinin dikkate alındığı durumdan daha büyük değerler alır. Son olarak, hem viskozite hem de dikine ısı iletkenliği kısıtlamaları bırakıldığında *mhd* dalgaları yine iki çözüm vermektedir. *Yavaş* dalga biçemi saf *Alfven* dalgası, *hızlı* biçemse saf ses dalgası olur.

1. Giriş

Güneştacını sürekli ısıtan süreçleri, hidrodinamik ve manyetik süreçler olarak kabaca ikiye ayırabiliriz. Manyetik süreçler, *mhd* dalgaları ve manyetik alanın yeniden birleşmesi bağlamında incelenir. Bu süreçlerin herikisi de kuşkusuz değişik etkinliklerde işlerliktedir. Güneştacının *mhd* dalgalarıyla ısıtılma sorununun üç ayrı yönü vardır : *1)* ısısal ışınım ve konvektif erke akısının ısısal olmayan erkeye dönüşmesi ; *2)* ısısal olmayan dalga erkesinin güneştacına taşınması ve *3)* dalganın mekanik erkesinin güneştacında ısı erkesine dönüşerek çevreye saçılması.

Alfven dalgalarının mekanik erkelerini çevreye ısı erkesi olarak saçması hemen hemen olanaksız olduğundan (*Hollweg 1991*) bu dalgaları çalışmamızda incelemedik. *Alfven* dalgalarının güneşten olabildiğince uzaklarda, Güneş rüzgarında gözlenmiş olması bu varsayımımızı haklı çıkarmaktadır. Biz bu çalışmada, güneştacını ısıtmaya aday olan manyetikses dalgalarını ele alacağız. Ayrıca, dalgaların üretilme sürecine de değinmeyeceğiz. İlgilenen okuyucu *Musielak ve arkadaşlarının* (1989,1995) ve *Huang ve arkadaşlarının* (1995) çalışmalarına bakabilir.

Manyetik alan değişiminin keskin olduğu bölgelerde yayılan yüzey manyetikses dalgaları erkelerini zoruna titreşimsel soğurmayla (*resonant absorption*) çevreye saçarlar (*Roberts 1991*). *Davila* (1991) zoruna titreşimsel soğurma gösteren plazmaya ilişkin kuramını çalkantılı manyetik alan (*turbulent magnetic field*) , kesme viskozite (*shear viscosity*), dirençli erke saçma (*resistive dissipation*), sıkıştırmalı viskozite (*compressible viscosity*) ve doğrusal olmayan dalga – dalga etkileşimlerini (*nonlinear wave – wave interaction*)dikkate alarak oluşturmuştur. *Davila*, zoruna titreşimsel soğurmanın güneştacı plazmasını ısıtmaya aday bir süreç olduğu sonucunu çıkarmıştır. *Steinolfson ve Davila* (1993) manyetik olarak etkin bölgelerdeki güneştacı ilmikleri içinde tuzaklanmış olan sıkıştırılabilir, düşük β ve dirençli plazmanın ısıtılması sorununu sayısal olarak incelemişlerdir. Bu araştırıcıların çalışma sonuçları, diğer çalışma sonuçlarıyla da uyumlu olarak, manyetikses dalgalarının erkelerini ince bir zoruna titreşim katmanında ısı erkesi olarak saçtığını göstermiştir. *Goosens* (1991) manyetikses dalgalarının güneştacı ilmiklerinde zoruna titreşimsel soğurulmasını hem analitik hem de sayısal olarak incelemiştir. *Goosens* ortamdaki yoğunluk değişiminin keskin olması durumunda ısıtma etkinliğinin arttığını göstermiştir. Yakın geçmişte *Goosens, Ruderman ve Hollweg* (1995) güneştacının zoruna titreşimsel olarak ısıtılması sorununu analitik olarak incelemişlerdir. Bu çalışmanın ışığında zoruna titreşimsel soğurma artık daha iyi anlaşılacaktır. Güneştacı ilmiklerinde tuzaklanmış olan plazmanın doğrusal dirençli *mhd* bağlamında zoruna titreşimsel olarak

ısıtılması konusunda bir başka ilerleme *Poedts, Belien ve Goedbloed*'ın (1994) çalışmalarından gelmiştir. Bu çalışma sonucuna göre güneştacı ilmiklerinde tuzaklanmış olan plazmanın ısıtılması için uygun süreçlerden biri zoruna titreşimsel soğurmadır.

Yukarıdaki çalışmalarda güneştacı ilmiklerinde tuzaklanmış olan plazmanın yüzey dalgalarınca ısıtılması sorunu ele alınmıştır. Yine bu çalışmalarda erkelerini çevreye ısı erkesi olarak saçacak olan dalgalar ışıkkürede, ilmiklerin ayakuçlarının hızlı devinimiyle ortaya çıkmaktadır. Daha sonra bu dalgaların ışıkküreye koşut yönde güçlü değişimler sergileyen manyetik alan kuvvet çizgileri boyunca yayıldığı varsayılmıştır. *Martens, Sun ve Wu* (1992) oldukça değişik bir durumu incelemişlerdir. Bu çalışmada güneştacı ilmikleri *xz* düzlemlerinde yeralmakta, *inversion line* adı verilen çizgi de *y* ekseni boyunca düşünülmektedir. *y* yönünde gerçekleşen yavaş kesme devinimleri denge durumunu ortadan kaldırır ve güneştacı yüksekliklerinde dalgaların üretilmesine neden olur. Daha sonra bu dalgalar zoruna titreşimsel soğurmayla erkelerini çevreye ısı erkesi olarak saçarlar.

Bizim çalışmamızda ilmik biçiminde manyetik alanları barındıran sıkıştırılabilir, düşük β, viskoz ve manyetik alana dik yönde ısı akısının varolduğu plazmada yayılan manyetikses dalgaları doğrusal *mhd* bağlamında incelenecektir. Bölüm 2.2 de ısı akısı terimini bırakıp yalnızca viskoz kuvvetlerin varlığında çözüm yapacağız. Bölüm 2.3 de en genel denklem, viskoz kuvvetlerin de boşlanmasıyla en basit biçimine indirgenip çözüm aranacaktır. Sonuçlar ve tartışma Bölüm 3 de sunulacaktır.

2. Manyetikses Dalgaları

2.1. Isısal İletkenlik ve Viskozite

Bu çalışmanın ana amacı manyetik olarak etkin olan bölgelerde ortaya çıkan akı ilmikleri boyunca, viskoz ve dikine ısı akısının varlığında yayılan manyetik ses dalgalarının yayılma özelliklerini incelemek olacaktır. Hem etkin hem de sakin güneştacı plazmasının, değişik sıcaklıklarda ancak kendi içinde eşısısal olan plazma filamentlerinden oluştuğu belirtilmiştir (*Kjeldseth – Moe 1989 ; Nikolskaya 1991*). Örtülme tayfı ve güneştacının tekrenk görüntülerinden elde ettiği verileri kullanan *Nikolskaya* (1991) güneştacı plazmasının sıcaklık düzensizliklerini incelemiştir. Salma çizgi yeğinliklerinin düzensiz uzay dağılımının küçük ölçekli sıcaklık düzensizliklerine işaret ettiği sonucunu çıkarmıştır. Daha sonra, değişik sıcaklıklara sahip bu eşısısal yapıların güneştacında gelişigüzel dağılım gösterdiğini savunmuştur. *Nikolskaya*'nın çıkardığı esas sonuç şudur: manyetik etkin bölge ilmiklerinde tuzaklanmış olan plazma, birbirine yakın olan eşısısal ancak birbirinden değişik sıcaklıktaki filamentlerden oluşmuştur.

Diğer yandan, *Hermans ve arkadaşları* (1990) sıcaklık düzensizliklerinin ısısal kararsızlıklar ve *yavaş mhd* dalgaları üzerine olan etkilerini araştırmışlardır. Bu çalışmanın esas vurgusu, dikine ısı iletkenliğinin dalga yayılması üzerine olan etkisi olmuştur. Çıkarılan sonuçlardan birisi, dikine ısı iletkenliği nedeniyle *yavaş mhd* dalga biçeminin sönmeye uğradığıdır.

Bu gözlemsel gerçekler ve kuramsal çalışma sonuçlarından esinlenerek biz, manyetik akı ilmikleri boyunca, viskoz ve dikine ısı iletkenliği gösteren plazmada yayılan manyetikses dalgalarının yayılma ve erke saçma özelliklerini inceledik.

Denge durumunda olduğunu varsaydığımız manyetik akı ilmiğini *xz* düzleminde düşündük. *z*, güneştacı tabanından (ışıkküreden *3000 km* yukarıda) güneştacına doğru olan uzaklığı; *x*, ilmiklerin ayakuçlarını birleştiren doğru boyunca uzaklığı ölçmektedir (*Oliver ve ark. 1998*)

$$B_x = B_0 \cos\left(\frac{x}{\Lambda_B}\right) exp\left(-\frac{z}{\Lambda_B}\right) \qquad (1)$$

ve

$$B_z = -B_0 \sin\left(\frac{x}{\Lambda_B}\right) exp\left(-\frac{z}{\Lambda_B}\right) \qquad (2)$$

Yukarıdaki bağıntılarda, $\Lambda_B = 2L/\pi$ manyetik alan değişim ölçek uzunluğudur; *2L* ilmiğin ayakucu noktaları arasındaki uzaklık olup, bu çalışmada değeri $1.5 - 2.5 \times 10^8$ *m* alınmıştır.

Yukarıda tanımlanan manyetik alanın katmanlaşmış, durgun bir plazmada yeraldığı varsayılmıştır. Plazmanın yoğunluk ve basıncı *z* yüksekliğiyle değişmektedir :

$$\rho_0(z) = \rho_0 exp(-z/\Lambda) \; ; \quad P_0(z) = P_0 exp(-z/\Lambda) \qquad (3)$$

ρ_0 ve P_0 güneştacı tabanındaki yoğunluk ve basınç değerleridir. $\Lambda = P_0/\rho_0 g$ güneştacı ölçek uzunluğu olup tipik değeri 10^8 *m* dir (*Priest 1984*).

Güneş tacında, yerel manyetik alana dik yöndeki ısısal iletkenlik, büyük *Larmor* yarıçaplarından dolayı tamamen iyonlarca

belirlenir. (1) – (2) eşitliklerince belirlenen bir akı ilmiğinde tuzaklanmış olan iyonların manyetik momentlerinin ($\mu = m v_\perp^2/2B = 100\ eV/10G$) korunduğunu varsayıyoruz (*Winglee ve ark. 1988*). Diğer bir varsayımımız da, manyetikses dalgaları üretecek olan tedirginliğin ölçek uzunluk ve/veya zaman ölçeğinin *Larmor* yarıçapından büyük olmasıdır. Bu koşulların yerine geldiği plazmada, $T_\perp \propto \mu B$ yazabiliriz ; $T_\perp$ tuzaklanmış iyonların tanımladığı dikine sıcaklıktır. Isı akı vektörü, $\nabla . \boldsymbol{q} = \nabla_\parallel . (K_\parallel \nabla_\parallel T) + \nabla_\perp . (K_\perp \nabla_\perp T)$ ile verilir. "$\perp$" ve "$\parallel$" alt indisleri manyetik alana dik ve koşut bileşenleri simgeler (*Priest 1984*). Bizim araştırmamızın amacı, $\nabla_\perp . (K_\perp \nabla_\perp T)$ bileşeninin dalga erkesinin saçılmasına bir etkisinin olup olmadığını araştırmaktır. Uygun bir parçacık hız dağılımı varsayımıyla manyetik alana dik sıcaklık değişimi tanımlanabilir. Diğer bir deyişle, $\nabla_\perp T \propto \nabla_\perp T_\perp \propto \mu \nabla B$. Bunun anlamı şudur : manyetik alana dik yöndeki sıcaklık değişimi manyetik alanın z bileşeninin bir işlevi olarak yazılabilir. Eğer incelememizi manyetik ilmiğin dış bölgelerine kısıtlarsak bu tür bir betimleme gerçekten de olasıdır.

Fiziksel açıdan şunu söyleyebiliriz ki, manyetik momentin değişmezliği, $T_\perp$ niceliğinin manyetik alana dik yöndeki göreli değişimi manyetik alanın z yönündeki göreli değişimine eşittir. Çünkü, iyonların dikine erkesi ayna noktalarında en büyük değerine eriştikten sonra giderek azalır ve ilmiğin tepe noktasında en küçük değerini alır. Ancak, manyetik momentin azalmasına koşut olarak $T_\perp$ de azalır. Bir kez daha yineleyelim, bizim çalışmamızın temel amacı, " $\nabla_\perp . (K_\perp \nabla_\perp T)$ biçiminde betimlenen dikine ısı akısı, manyetikses dalgalarının erkelerini çevreye ısı erkesi olarak saçmalarında etkin bir görev yapıyor mu ?" sorusuna yanıt bulmaktır.

Şimdi, $\nabla_\perp T$ vektörü yönünün birim vektörünü, $\hat{\boldsymbol{v}}_1 = \boldsymbol{v}_1 / | V_A |$ olarak tanımlayalım. Burada V_A *Alfven hızını* simgelemektedir. Anımsanacağı gibi, düşük β plazmada manyetikses dalgalarını güden tedirginliğin hız vektörünün yönü yerel manyetik alan vektörüne diktir ve genliği de *Alfven hızı* dolaylarındadır. Bu durumda ısı akı vektörü aşağıdaki gibi yazılabilir :

$$\nabla . \boldsymbol{q} = K_\perp \nabla_\perp \boldsymbol{v}_1 / | V_A | = K_\perp \mu B \hat{\boldsymbol{x}} \qquad (4)$$

burada, $K_\perp = 1.8 \times 10^{-42}\ n^2 / T^{1/2}\ B^2$ olarak verilir (*Priest 1984*). *Alfven hızını* da aşağıdaki gibi yazabiliriz :

$$V_A = \frac{B}{\sqrt{\mu\rho}} = V_{A0}\ exp\left[-\frac{(2-\delta)z}{\Lambda_B} \right] \qquad (5)$$

Burada $\delta = \Lambda_B / \Lambda$ oranıdır ve V_{A0} da *Alfven hızının* güneştacı tabanındaki değeridir.

Plazma ortamının özelliklerinden sonra şimdi de *mhd* dalgalarının yayılmasını betimleyen temel eşitliklere değinelim. Bu eşitlikler sırasıyla, kütlenin, momentumun ve erkenin korunumu eşitlikleri, manyetik indüksiyon eşitliği ve manyetik indüksiyonun korunumu eşitlikleridir (*Priest 1984*) :

$$\frac{\partial \rho}{\partial t} + \boldsymbol{v}.\nabla\rho + \rho \nabla.\boldsymbol{v} = 0 \qquad (6)$$

$$\rho \frac{\partial \boldsymbol{v}}{\partial t} + \rho(\boldsymbol{v}.\nabla)\boldsymbol{v} = -\nabla p + (\nabla \times \boldsymbol{B}) \times \frac{\boldsymbol{B}}{\mu} + \rho\nu \left[\frac{4}{3} \nabla(\nabla.\boldsymbol{v}) - \nabla \times \nabla \times \boldsymbol{v} \right] \qquad (7)$$

$$\frac{D p}{D t} - \frac{\gamma p}{\rho} \frac{D \rho}{D t} = (\gamma - 1) \nabla . \boldsymbol{q} \qquad (8)$$

$$\frac{\partial \boldsymbol{B}}{\partial t} = \nabla \times (\boldsymbol{v} \times \boldsymbol{B}) \qquad (9)$$

$$\nabla . \boldsymbol{B} = 0 \qquad (10)$$

(6)-(10) eşitliklerinde kullanılan simgelerin anlamları şöyledir: ρ , kütle yoğunluğu; $\boldsymbol{v}$, plazmanın ortalama hızı; $\boldsymbol{B}$, manyetik indüksiyon; μ, manyetik geçirgenlik; ν, kinematik viskozite katsayısı (bu çalışmada tekdüze değere sahip olduğu varsayılmıştır). Tam iyonlaşmış hidrojen plazması için $\rho\nu$ değerini *Spitzer* (1962) aşağıdaki gibi vermiştir :

$$\rho\nu = 2.21 \times 10^{-16} \frac{T^{5/2}}{ln\,\Lambda}\ kg\, m^{-1}\, s^{-1} \qquad (11)$$

Güneştacı yoğunlukları ($n = 10^{15}\ m^{-3}$) ve sıcaklıkları ($T = 3 \times 10^6\ K$) için $ln\Lambda \sim 19.3$ değerini alır. Ve son olarak,

$$\frac{D}{D t} \equiv \frac{\partial}{\partial t} + \boldsymbol{v}.\nabla \qquad (12)$$

konvektif türevdir. Bu çalışmada *Coriolis* ve çekim kuvvetlerinin önemsiz olduğu varsayılmış ve (7) numaralı devinim eşitliğine alınmamışlardır.

Şimdi denge durumunun tedirgin edildiğini varsayalım. Denge durumu nicelikleri "$_0$ " tedirginlik nicelikleri de "$_1$" alt indisleriyle gösterilecektir :

$$\rho = \rho_0 + \rho_1 \ ; \ \boldsymbol{v} = \boldsymbol{v}_1 \ ;$$
$$P = P_0 + P_1 \ ; \ \boldsymbol{B} = \boldsymbol{B}_0 + \boldsymbol{B}_1 \qquad (13)$$

Şimdi de (6) – (10) eşitliklerini doğrusallaştıralım. Daha sonra doğrusallaştırılmış olan eşitlikler $\boldsymbol{v}_1$ tedirginlik hızını veren devinim eşitliğinde eritilecektir. Sonuç,

$$\rho_0 \frac{\partial^2 \boldsymbol{v}_1}{\partial t^2} = 0.6\,\nabla(\nabla.\boldsymbol{q}) + c_s^2\left[\frac{\partial \rho_1}{\partial t} + (\boldsymbol{v}_1.\nabla)\rho_0\right] - (\boldsymbol{v}_1.\nabla)p_0 + \nabla\times\left[\nabla\times(\boldsymbol{v}_1\times\boldsymbol{B}_0)\right]\times\frac{\boldsymbol{B}_0}{\mu} + \rho\nu\left[\frac{4}{3}\nabla\left(\nabla.\frac{\partial\,\boldsymbol{v}_1}{\partial t}\right)\right] \tag{14}$$

(14) eşitliğinin düzlem dalga çözümü aranacaktır. Düzlem dalga yaklaştırması aşağıdaki gibi betimlenir:

$$\boldsymbol{v}_1(\boldsymbol{r},t) = \boldsymbol{v}_1\, exp\; i\,(\boldsymbol{k}\,.\,\boldsymbol{r} - \omega t) \tag{15}$$

(15) eşitliğini (14) eşitliğine taşırsak iki dalga biçemi için dağılma bağıntısını elde etmiş oluruz :

$$k^4\left[V_A^2\left(\frac{i}{\rho_0}0.6\frac{K_\perp\nabla_\perp T}{|V_A|} + 1.6c_s^2 - \frac{4}{3}i\omega\frac{\rho\nu}{\rho_0}\right)\right] + k^2\left[\omega^2\left(\frac{4}{3}i\omega\frac{\rho\nu}{\rho_0} - V_A^2 - 1.6c_s^2 - \frac{i}{\rho_0}0.6\frac{K_\perp\nabla_\perp T}{|V_A|}\right)\right] + \omega^4 = 0 \tag{16}$$

Dikkat edilirse, viskoz kuvvetlerin, ∇p ve ısısal iletkenliğin yokluğunda (16) eşitliğinden *Alfven* dalgalarının dağılma bağıntısını elde ediyoruz; bu olması gereken ve beklenen bir sonuçtur. Şimdi basitlik ve kolaylık amacıyla aşağıdaki dönüşümleri yapalım:

$$a = V_A^2 + 1.6c_s^2 \;\;;\;\; \Omega = \frac{0.6}{\rho_0}\frac{K_\perp\nabla_\perp T}{V_A} - \frac{4}{3}\omega\frac{\rho\nu}{\rho_0} \tag{17}$$

yazalım. (16) eşitliğinin çözümünden *hızlı* manyetikses dalgasının dağılma bağıntısını aşağıdaki gibi elde ederiz:

$$k^2\,(a^2+\Omega^2) = \omega^2\,(a - i\Omega) \tag{18}$$

yavaş manyetikses dalgasının dağılma bağıntısı da aşağıdaki gibi çıkar :

$$k^2V_A^2(a+i\Omega)(1.6c_s^2+i\Omega) = \omega^2\left[(a+i\Omega)^2 - V_A^2(1.6c_s^2+i\Omega)\right] \tag{19}$$

Burada $\rho_0 = 10^{-11}\ kg\ m^{-3}$, güneştacı plazmasının ortalama yoğunluğudur; $c_s = 166\ T_0^{1/2}\ ms^{-1}$ güneştacı plazmasındaki ortalama ses hızı (*200 km* s^{-1} alınmıştır). Manyetikses dalgalarının dönemi, $p = 2\pi/\omega$, *100 s – 400 s* aralığında varsayılmıştır (*Oliver ve ark. 1993*).

(18) numaralı eşitlikten dalga vektörünün sanal kısmının tersini (*1/*k_i *, hızlı* manyetikses dalgasının sönme ölçek uzunluğunu verir) aşağıdaki gibi elde ederiz:

$$\Lambda_s^h = \frac{1}{k_i^h} = \frac{\sqrt{2}\left(a^2+\Omega^2\right)^{1/2}}{\omega\left[\left(a^2+\Omega^2\right)^{1/2} - a\right]^{1/2}} \tag{20}$$

$\nabla_\perp T = \mu\nabla_\perp B = \mu dB/dx = -\mu B_0\Lambda_B^{-1}\,sin(x/\Lambda_B)exp(-z/\Lambda_B)$ olduğundan ve incelememizi ilmiklerin dış bölgelerinde yayılan dalgalarla kısıtladığımızdan (bu bölgelerde $sin(x/\Lambda_B) \sim 1$dir) k_i daima pozitif değerler alır. Bu bilgiyi (15) eşitliğiyle birleştirirsek, manyetikses dalgalarının güneştacı plazmasında yayılırken söneceğini kolaylıkla görebiliriz. Λ_s^h *hızlı* manyetikses dalgalarının sönme ölçek uzunluğudur.

Şekil 1, hızlı manyetikses dalgalarının üretilme bölgeleri güneştacı tabanına ne denli yakınsa sönme ölçek uzunluklarının da o denli büyük olacağını göstermektedir. Diğer bir deyişle, eğer manyetikses dalgaları ışıkkürenin *3000 – 5000 km* üzerinden kaynaklanırsa δ ve $p = 2\pi/\omega$ parametrelerine bağlı olarak mekanik erkelerini güneştacında değişik yüksekliklerde ısı erkesine dönüştüreceklerdir.

Yavaş manyetikses dalgalarına gelince ; bu dalga biçeminin sönme ölçek uzunluğu 10^{-22} *m* düzeylerinde çıkmaktadır. Bunun anlamı şudur : *yavaş* manyetikses dalgaları güneştacı plazmasında yayılma olanağı bulamıyorlar. Bu nedenle bu dalgalara *sahte dalga biçemi* adını vereceğiz. Bu sonucumuzu *Oliver ve ark.* (*1993*) çalışması doğrulamaktadır.

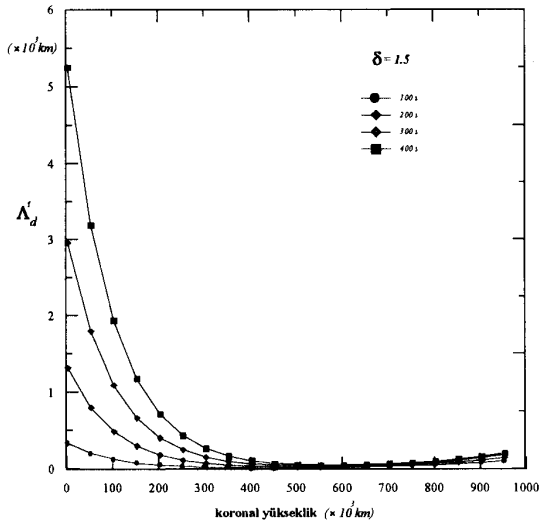
2.1. Kinematik Viskozite

Dikine ısı iletkenliğinin bırakılması durumunda (16) eşitliği aşağıdaki, biçimine indirgenir :

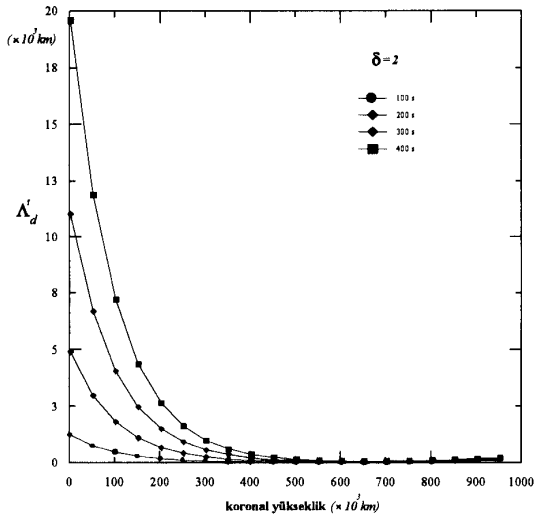
$$k^4\left[V_A^2\left(1.6c_s^2 - \frac{4}{3}i\omega\frac{\rho\nu}{\rho_0}\right)\right] + k^2\left[\omega^2\left(\frac{4}{3}i\omega\frac{\rho\nu}{\rho_0} - a\right)\right] + \omega^4 = 0 \tag{21}$$

(21) eşitliğinin çözümü *yavaş* ve *hızlı* manyetikses dalgalarının dağılma bağıntılarını verir. *Yavaş* biçem saf *Alfven* dalgasıdır. Bu dalgaların dağılma bağıntısı,

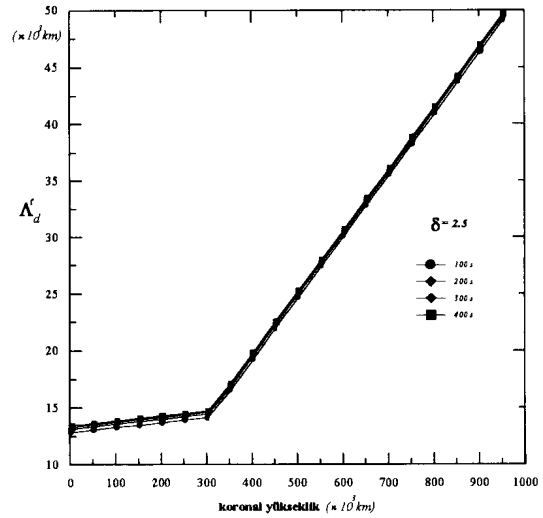
$$\omega^2 = V_A^2k^2 \tag{22}$$



Şekil 1a. *Hızlı* dalga biçemi için, güneştacı tabanından olan yüksekliğin bir işlevi olarak sönme ölçek uzunluğu. $\delta(=\Lambda_B/\Lambda)=1.5$ ve dalga dönemleri *100s, 200s, 300s, 400s* için çizilmiştir.



Şekil 1b. *Hızlı* dalga biçemi için, güneştacı tabanından olan yüksekliğin bir işlevi olarak sönme ölçek uzunluğu. $\delta(=\Lambda_B/\Lambda)=2$ ve dalga dönemleri *100s, 200s, 300s, 400s* için çizilmiştir.



Şekil 1c. *Hızlı* dalga biçemi için, güneştacı tabanından olan yüksekliğin bir işlevi olarak sönme ölçek uzunluğu. $\delta(=\Lambda_B/\Lambda)=2.5$ ve dalga dönemleri *100s, 200s, 300s, 400s* için çizilmiştir.

olarak elde edilir. Bu bağıntıdan elde edeceğimiz dalga vektörü gerçel olacağından *Alfven* dalgaları güneştacı plazmasında sönmeye uğramadan yayılır ve gezegenlerarası ortama çıkarlar. Diğer yandan, *hızlı* dalga biçeminin dağılma bağıntısı da aşağıdaki gibi bulunur :

$$\omega^2 = k^2\left(1.6c_s^2 - \frac{4}{3}i\omega\frac{\rho\nu}{\rho_0}\right) \tag{23}$$

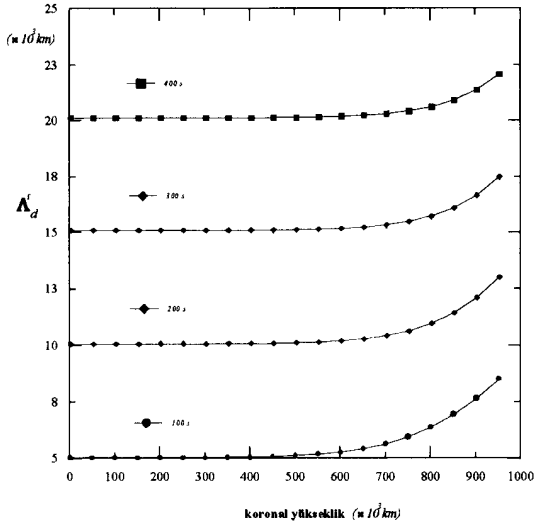
(23) eşitliğini k için çözer ve dalga vektörünün sanal kısmının tersini alırsak, *hızlı* dalga biçeminin sönme uzunluğunu elde ederiz :

$$\Lambda_s^h = \frac{1}{\left|k_i^h\right|} = \frac{\left[2^{1/2}\left(2.56c_s^4 + 1.7\omega^2\left(\frac{\rho\nu}{\rho_0}\right)^2\right)^{1/2}\right]}{\omega\left[\left[2.56c_s^4 + 1.7\omega^2\left(\frac{\rho\nu}{\rho_0}\right)^2\right]^{1/2} - 1.6c_s^2\right]^{1/2}} \tag{24}$$

Şekil 2, Λ_s^h nin z ye olan bağımlılığını göstermektedir. *Hızlı* dalga biçeminin sönme ölçek uzunluğu δ parametresinden bağımsızdır. Ancak, Λ_s^h nin dalga dönemine olan bağımlılığı oldukça güçlüdür. Dalga dönemi ne denli uzunsa sönme ölçek uzunluğu da o denli uzundur.

2.2. Viskozite ve Isı İletkenliğinin Yokluğunda Yayılma

Viskozite ve ısı iletkenliğinin yokluğunda en genel dağılma bağıntısı olan *(16)* eşitliği aşağıdaki biçimine indirgenir :



Şekil 2. Viskoz ancak dikine ısı iletkenliğinin olmadığı durumda hızlı manyetikses dalgalarının bir işlevi olarak sönme ölçek uzunlukları.

$$1.6k^4V_A^4c_s^2 - k^2\omega^2 a + \omega^4 = 0 \qquad (25)$$

Bu denklemin çözümünde *hızlı* dalga biçemi ses dalgaları olarak, *yavaş* biçem de saf *Alfven* dalgası olarak ortaya çıkar ; bu dalgaların dağılma bağıntıları aşağıdaki gibidir :

$$\begin{aligned} \omega^2 &= 1.6c_s^2k^2 \quad \textit{(Hızlı biçem);} \\ \omega^2 &= V_A^2k^2 \quad \textit{(Yavaş biçem)} \end{aligned} \qquad (26)$$

3. Sonuç

Güneştacının sürekli ısıtılma sorunu henüz doyurucu bir yanıt bulamamıştır. Bu sorunun çözümü için hem geçmişte hem de günümüzde çok değerli araştırmalar yapılmıştır. Bizim bu alana yapmayı düşündüğümüz olası katkı, güneştacının *mhd* dalgalarıyla ısıtılması yönünde olmuştur. Bilindiği gibi *Alfven* dalgaları mekanik erkelerini çevreye ısı erkesi olarak saçmayan dalgalardır. Ancak, ses dalgalarıyla birleşerek manyetikses dalgalarına dönüşen *Alfven* dalgaları erke saçıcı dalgalar olabilmektedir. Bu nedenle, viskoz, düşük β ve manyetik alana dik yönde ısı iletkenliği olan güneştacı plazmasında yayılan manyetikses dalgalarının erke saçma özelliklerini araştırdık.

Genel bir yaklaştırma olarak, araştırmamıza güneştacı plazması üzerine bir dizi varsayımlarla başladık. Manyetik alana dik yönde ısı iletkenliğinin olduğu viskoz plazmada *hızlı* manyetikses dalga mekanik erkesini çevreye ısı erkesi olarak saçmaktadır. *Hızlı* dalga biçeminin sönme ölçek uzunluğu δ parametresine sıkı sıkıya bağlıdır. Araştırmamızda basınç ölçek uzunluğu sabit alınmıştır ; değeri, 10^8 *m* dir (*Priest 1984*). Diğer yandan manyetik alan ölçek uzunluğunu da $1.5 - 2.5 \times 10^8$ *m* dir.

Şekil 1a&b den görüldüğü gibi, ayakucu noktaları arasındaki uzaklık ne denli kısaysa sönme ölçek uzunluğu da o denli kısa olmaktadır. Benzer şekilde, dalgaların dönemi ne denli uzunsa sönme ölçek uzunlukları da o denli uzun olmaktadır. Örneğin en kısa ilmikte (δ = *1.5*) eğer dalga güneştacı tabanına yakın bir konumdan kaynaklanmışsa, dalga dönemleri *100 s, 200 s, 300 s, 400 s* olan dalgaların sönme ölçek uzunlukları da sırasıyla, *328 km, 1312 km, 2952 km* ve *5249 km* olmaktadır. Eğer dalgaların uyartıldığı yükseklikler güneştacı tabanından oldukça yukarılardaysa, Λ_s^h nin değerleri de giderek küçülür.

Şekil 1c, bizim araştırmamızdaki en uzun ilmiğin durumunu yansıtmaktadır. Görüldüğü gibi, Λ_s^h nicelikleri çok büyük değerlere sıçramaktadır. Dalganın dönemi ne olursa olsun, dalga genliğinin *1/e* katına gelmesi için dalganın yaklaşık *40 AU* uzaklıklarını geçmesi gerekiyor.

δ parametresinin değerine bağlı olarak *hızlı* manyetikses dalgalar ya güneştacı içinde sönmekte ya da güneş rüzgarıyla gezegenlerarası ortama çıkmaktadır. Bizim çıkardığımız bu sonuç, geçmişte yapılmış olan gözlemlerce desteklenmektedir. Örneğin, *Hollweg'in* (*1991*) bildirdiğine göre, *Belcher ve Davis* (*1971*) güneş rüzgarında *Alfven* dalgalarının varlığını göstermiştir. Diğer yandan, *Hollweg ve ark.* (*1982*) *2–15* $R_\odot$ uzaklıklarda bulunan *Helios* yakınlarında Faraday dönme ölçümlerinde dalgalanmalar gözlemişlerdir. Bu dalgalanmalar *Alfven* dalgalarına gönderi yapılarak açıklanmıştır. Yukarıda sayılan gözlem sonuçlarını dikkate alarak, yeterince uzun sönme ölçek uzunluğuna sahip *hızlı* manyetikses dalgaların, güneş rüzgarında gözlenen dalgalanmalardan sorumlu tutulabileceğini savunuyoruz.

Diğer yandan, *Oliver ve ark.* (*1993*) güneştacı plazması salma çizgilerinin yeğinliklerinde dönemsel dalgalanmaların varlığını duyurmuşlardır. Bu dalgalanmalardan büyük manyetik akı ilmiklerinde yayılan *hızlı* dalga biçemlerinin sorumlu olduğunu savunuyoruz.

Viskoz ve dikine ısı iletkenliğinin olduğu plazma ortamında *yavaş* manyetikses dalgaları varolamazlar. Eğer plazmadan dikine ısı iletkenliğini de çıkarırsak *hızlı* manyetikses dalgaları erke saçıcı özelliklerini korurlar (*Şekil 2*). Bu nedenle, eğer potansiyel manyetik akı ilmiğinin yakın komşuluğundaki plazmayı viskoz ancak dikine ısı iletkenliği olmayan bir ortam olarak alabileceksek, *hızlı* manyetikses dalgaları güneştacını ısıtmaktan sorumlu tutulabilir. Çıkardığımız son sonuç, ilmiğin dış bölgelerinde yayılan dalgalar için geçerlidir. Anımsanacağı gibi, *(16)* numaralı dağılma bağıntısını türetirken, analitik çözüme ulaşabilmek için incelememizi potansiyel ilmiğin dış bölgelerine kısıtlamıştık ; ikincisi, manyetik alanın *x* bileşeninin türevini aşağıdaki gibi varsaymıştık :

$$B_0\Lambda_B^{-1}\exp\left(-z/\Lambda_B\right)$$

Bu yaklaştırma yalnızca ilmiğin dış bölgelerinde geçerlidir. Yukarıdaki varsayımlar altında *yavaş* dalga biçemi *Alfven* dalgası olup güneştacında sönmeye uğramadan yayılır ve güneş rüzgarıyla gezegenlerarası ortama çıkar.

Son olarak, viskoz olmayan ve dikine ısı iletkenliği göstermeyen güneştacında iki dalga biçemi vardır : *yavaş Alfven* dalgası ve *hızlı* ses dalgası. Bu dalgaların heriki türü de çevreye erke

saçmayan türden olduklarından güneştacını ısıtmaya aday olamazlar.

Çalışmamızın sonuçları ilk yaklaştırma türündendir. Ancak öngörü gücü oldukça yüksektir. *Şekil 1&2* güneştacı tabanına yakın bölgelerde üretilen manyetikses dalgalarının güneştacı plazmasını ısıtmaya aday olduklarını göstermektedir. Bu çalışma, burada dikkate alınmayan erke saçıcı süreçlerin de dikkate alınmasıyla genişletilebilir.

Kaynaklar

Belcher J.W, Davis L.Jr., 1971, *J. Geophys. Res.*, **76**, 3534.

Davilla J.M., 1991, in "Mechanism of Chromospheric and Coronal Heating", (eds. P. Ulmschneider, E.R. Priest, R. Rosner), Springer-Verlag, Berlin.

Goosens M., Ruderman M.S., Hollweg J.V., 1995, *Solar Physics*, **15**, 77.

Goosens M., 1991, in "Mechanism of Chromospheric and Coronal Heating", (eds. P. Ulmschneider, E.R. Priest, R. Rosner), Springer-Verlag, Berlin.

Hermans D., Hood A.W., Clifford L., Milne A., 1991, in "Mechanism of Chromospheric and Coronal Heating", (eds. P. Ulmschneider, E.R. Priest, R. Rosner), Springer-Verlag, Berlin.

Hollweg J.V., 1991, in "Mechanism of Chromospheric and Coronal Heating", (eds. P. Ulmschneider, E.R. Priest, R. Rosner), Springer-Verlag, Berlin.

Hollweg J.V., Bird M., Volland H., Edenhofer P., Strezreid C., Seidel B., 1982, *J. Geophys. Res.*, **87**, 1.

Huang P,. Musielak Z.E., Ulmschneider P., 1995, *A&A*, **297**, 579.

Kjeldseth-Moe O., 1989, in "Proc. MINI Workshop Flux Tube Solar Atmos.", Oslo, 12-21 June 1989, p.77.

Martens P.C.H., Sun M.T., Wu S.T., 1992, in "Electromechanical Coupling of the Solar Atmosphere", *AIP Conf. Proc.,* No:267, (eds. D.S. Spicer, P. MacNeice) Capri-ITALY.

Musielak Z.E., Rosner R., Ulmschneider P., 1989, *ApJ*, **337**, 470.

Musielak Z.E., Rosner R., Gail H.P., Ulmschneider P., 1995, *ApJ*., **448**, 865.

Nikolskaya K.I., 1991, in "Mechanism of Chromospheric and Coronal Heating", (eds. P. Ulmschneider, E.R. Priest, R. Rosner), Springer-Verlag, Berlin.

Priest E.R., 1984, Solar Magnetohydrodynamics, D. Reidel Pub. CO., Dordrecht.

Roberts B., 1991, in "Advances in Solar System MHD", (eds. E.R. Priest, A.W. Hood), Cambridge University Press., Cambridge.

Poedts S., Belien A.J.C., Goedbloed J.P., 1994, *Solar Physics*, **151**, 271.

Spitzer L., 1962, Physics of Fully Ionized Gases, Interscience Pub., NY.

Steinolfson R.S., Davilla J.M., 1993, *ApJ*, **415**, 354.

Oliver R., Ballester J.L., Hood A.W., Priest E.R., 1993, *A&A*, **273**, 647.

Oliver R., Murawski K., Ballester J.L., 1998, *A&A*, **330**, 726.

Winglee R.M., Pritchett P.L., Dulk G.A., 1988, *ApJ*, **329**, 440.

(Çağrılı Tebliğ)

Değişen Yıldız Olarak Güneş ve Güneş Işığı Değişimlerinin Modellenmesi

Zeki EKER[1], Peter N. BRANDT[2], Arnold HANSLMEIER[3], Wolfgang OTRUBA[4], Michael STEINEGGER[3]

[1]Department of Astronomy, King Saud University, Riyadh 11451, Saudi Arabia
[2]Kiepenheuer-Institut für Sonnenphysik, Schöneckstrasse 6, D-79104 Freiburg, Germany
[3]Institut für Astronomie, Universitätsplatz 5, A-8010 Graz, Austria
[4]Sonnenobservatorium Kanzelhöhe, A-9521 Treffen, Austria
e-mail: eker@ksu.edu.sa

ÖZET: Bugünkü anlamda güneşin bir yıldız, yıldızların da birer güneş oldukları yaklaşık 300 yıldan beri bilinmektedir. Galile (1612) den beri bilinen güneş lekeleri, yirminci yüzyılın başlarına kadar, değişen yıldızların parlaklık değişimlerini açıklayan leke modeline ilham olmasına rağmen, güneş ışınımının peryodik değiştiği, yani güneşin bizzat kendisi değişen yıldız olduğu ancak 20 yıl kadar önce anlaşılmıştır. Duyarlılığı arttırılmış radyometrelerle donatılmış uydu gözlemleri, özellikle ACRIM I (Active Cavity Radiometer Monitoring I) ve NIMBUS-7 uydusundaki ERB (Earth Radiation Budget) deneyiminin 1979 yılında başlayan sürekli 10 yılı aşkın güneş sabiti ölçümleri güneş ışıtmasının leke (%0.3) ve fakulaların (%0.08) geçişiyle ilgili kısa peryodlu, ve manyetik aktivite peryodu 11 yıllık uzun süre içinde de %1 e yakın genlikle değiştiği belirlenmiştir. Bu durumda güneş, güneş benzeri manyetik aktivitesi ve üstündeki soğuk lekelerle değişim gösteren RS CVn türü bir değişen, ama tek yıldız konumundadır. Öte yanda, global 5 dakikalık titreşimlerin (Claverie ve ark.1979) keşfi ile güneşin zonklama nedeniyle değişen sefeit, RR Lyrea yıldızları gibi bir değişme gösterdiği de ortaya çıkmıştır. Ancak, spektroskopik radyal hız ölçümleriyle belirlenen global 5 dakikalık titreşimlerin parlaklık değişimine katkıları, leke ve fakulaların etkisinden çok daha küçük, yani değişimin genliği 3 10^{-5} rms (root mean square) veya 30 ppm (parts per million) dan daha küçüktür. Burada, leke ve fakulalarla ilgili ACRIM ve ERB verilerine uygulanan modelleme teknikleri gözden geçirilmiş, ve 1996 da başlayan SOHO/VIRGO (SOlar and Heliospheric Observatory / Variability of IRradiance and Gravity Oscillations) verileriyle ilgili gelişmeler anlatılmıştır.

1. Giriş

Bugünkü anlamda güneşin bir yıldız, yıldızların da birer güneş oldukları yaklaşık 300 yıldan beri bilinmektedir. Güneşin bir yıldız olarak parametreleri Tablo 1 de gösterilmiştir. Bu tablo benzer yıldız tablolarıyle karşılaştırılırsa, eksiği olmayan ve hatası en küçük (en doğru) değerleri gösteren bir tablo olduğu görülür. Bize en yakın yıldız güneşin en iyi bilinmesi elbette doğaldır. Bu tabloya göre güneş olağan dışı özellik göstermeyen, kararlı, alalâde, istatistik olarak en çok raslanan yıldızlardan biridir.

İnsanoğlu güneşle ilgili doğru bilgilere, teleskopun keşfinden (1612, Galileo) sonra ulaşabilmiştir. Galile'nin en önemli astronomik keşiflerinden biri de güneş lekeleridir. Güneşin manyetik aktivitesiyle doğrudan ilgili leke gözlemleri günümüzde önemi daha da artmış olarak Galile'den bu güne aralıksız sürdürülmektedir. Değişen yıldızların keşfinden sonra (1667, Ismael Boulliau, Omikron Ceti), üstündeki lekelerle güneş değişen yıldızların ışık değişimlerini açıklamak için ilham kaynağı olmuştur.

Tablo 1. Bir yıldız olarak Güneş.

Tayf türü		G2V	
Etkin Sıcaklık (T_{eff})		5770	°K
Görünür parlaklık	$m_V = V =$	-26.74	kadir
	$B =$	-26.09	"
	$U =$	-25.96	"
	$m_{BOL} =$	-26.82	"
Mutlak parlaklık	$M_V =$	+4.84	"
	$M_B =$	+5.48	"
	$M_U =$	+5.61	"
	$M_{BOL} =$	+4.75	"
Renk indeksi	B-V=	+0.65	"
	U-B=	+0.13	"
	U-V=	+0.78	"
Bolometrik düzeltme	BC =	+0.08	"
Işınım gücü	$L_\odot =$	3.826×10^{26}	watt
Yarıçap	$R_\odot =$	695 990	km
Kütle	$M_\odot =$	1.989×10^{33}	gram
Yoğunluk	$\rho_\odot =$	1.4	gr/cm^3
Yüzey çekim ivmesi	$g_\odot =$	2.7398×10^4	cm/s^2
Yaş		5×10^9	yıl

Yirminci yüzyılın başlamasına kadar her türlü değişen yıldız, örten değişen çiftler, zonklayanlar, hatta nova ve süpernovalar bile leke hipotezi ile açıklanıyordu (Eker 1999). Ne yazık ki, değişen yıldızların parlaklık değişimlerini açıklamak için ilham kaynağı olan güneşin değiştiği, yani güneşin bizzat değişen yıldız olduğu ancak 20 yıl gibi çok yakın bir zamanda anlaşılmıştır.

2. Tarihçe

Ortaçağda iç içe kürelerden oluşan yer merkezli evren görüşü, yani Aristo paradigması hakimdi. Aristo (MÖ. 384-322)' ya göre ay'ı taşıyan ay küresi ve üstünde gezegenleri, yıldızları taşıyan diğer küreler, evrenin merkezinde olduğu düşünülen yer etrafında dönerler. Ayüstü alem (heavans, sema, gök alemi) ebedidir ve değişmez, kusursuzdur, mükemmeldir. Kusur ve değişme fani ay altı aleminin özellikleridir. Güneş kusursuz ay üstü aleme aittir. Bu nedenle kusursuz olması gerektiği gibi, değişmemesi de gerekir.

Aristo dünya görüşünden kopmamış Galile zamanındaki diğer bilim adamları, bu yüzden, Galile'nin teleskopunda gördükleri güneş lekelerine inanmadılar. Gördükleri lekelerin güneşten değil, objektifin üstündeki toz veya kirden olduğunu iddia ettiler. Objektif ve oküleri silip temizledikleri halde lekelerin genede görünüyor olması karşısında bile, ilk defa gördükleri, bilmedikleri bu aletin anlıyamadıkları bir kusurundan olduğunu düşünüyorlardı.

Parlaklık ve ışık şiddeti ölçümleri yoktu ama, güneşin, ay'ın ve diğer 5 gezegenin (Merkür, Venüs, Mars, Jüpiter, Satürn) yıldızlara göre konumlarını veren gözlemlerin M.Ö. 2000 den beri yapıldığı, Babil'de kil tabletler üstüne yazıldığı biliniyordu. Eski Yunan biliminin kurucuları dahil (Thales, Babil gözlemlerinden elde ettiği istatistik bilgi ile M.Ö. 585 deki güneş tutulmasını önceden haber vermişti) Aristo devri bilginleri bu gözlemlerden haberdardı (Lindberg 1972). Tutulmalar dışında güneşin ve ışığının değiştiğini gösteren ne bir belge, ne bir haber, ne de bir emare vardı. Zaten, eski yunanlı bilginler tutulma sırasında güneş ışığının azalmasına dünya ile güneş arasına giren ay'ın sebeb olduğunu biliyorlardı. Güneş hep aynı güneşti. Doğal olarak yunanlı bilginler güneşin değiştiğine veya değişebileceğine ihtimal bile vermediler. Ama öte yanda, astronomi geleneği, gözlem tekniği Babil kadar eski (M.Ö. 2000) olan çin medeniyetinde başka türlü düşünenler de vardı. Eski yunan astronomik bilgileri, epicycle teorileri ile birlikte güneş ve ay tutulmalarının doğru açıklamaları Büyük İskender (M.Ö. 334 - 323)'in fetihleriyle Hindistan'a, oradan budist hacılarla Çin'e ulaşmasına ragmen, çinli astronom Wang Chog (1.inci yüzyıl) tutulma sırasında güneş ışığının azalmasına ay'ın sebeb olduğunu yin-yang prensibi gereği kabul etmiyordu (Thurston 1996). Toprak gibi edilgen, pasif, dişi yani yin olan ay, nasıl olurda tam tersi yang olan güneşe etki edip ışığını azaltabilirdi. Yang olan güneş yang (etkin) olması gereği ışığını kendisi azaltıyor ve tekrar kendisi eski haline getiriyor olmalıdır.

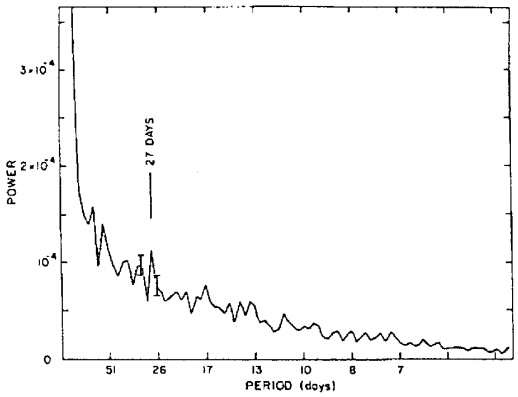
11.inci yüzyılda (Galile'den 500 yıl kadar önce) güneşin ve ışığının değişimiyle ilgili bir başka ilginç felsefik tartışma Bağdat'ta yaşanmıştır. Tartışma Kindi (796-872), Farabi (780-950) ve İbni-Sina (980-1037)'nın temsil ettiği felasife (felsefeciler) ekolü ile Eş'ari ekolünün temsilcisi Gazzali (1058-1111) arasında geçen maddi alemin (evren-kozmoz) hadis (sonradan yaratılan) veya kadim (ezeli) oluşu hakkındadır. Kozmozun ezeli (not: ezeli olan aynı zamanda ebedidir) olduğunu savunan felsefecilerin başka tezleri yanında güneşi de ilgilendiren tezleri şudur: "…. Güneş yokluğu kabul etseydi, uzun süre sonunda onda zayıflama meydana gelirdi. …. Güneş bu uzun sürede zayıflamadığına göre bu güneşin bozulmadığını (mükemmel ve ezeli olduğunu) gösterir." Karlığa (1981). Felsefeciler "bu uzun süre" derken 3500 yılı aşkın referanslarla sabit olan Babil'lilere kadar geri uzanan astronomik gözlemleri kastetmektedirler. Değiştiğini söyleyen yoktur; Güneş hep aynı güneştir; demekki değişmemiştir.

Felsefecilerin tezlerini tutarlılık açısından değerlendirmeye tabi tutan ve güneş konusunda daha temkinli, daha bilimsel yaklaşımı sergileyen Gazzali'dir. O "Tehafüt el- Felasife" (Felsefecilerin Tutarsızlığı) ismini verdiği kitabında karşı tez olarak "…. Bozulmanın ancak zayıflama ile olduğu kabul edilse bile, güneşe zayıflamanın sirayet etmediği nereden bilinmektedir? …. Belki de zayıflama vardır, ve günümüze kadar bir dağ miktarı veya daha fazla azalmıştır da duyular bu miktarı kavrayamamaktadır" diyerek felsefecilere itiraz etmiştir. (Karlığa 1981)

Gazzali'nin haklı şüphesi teleskopla keşfedilen lekeler (1612, Galileo), leke gözlemleri ve sürekli keşfedilen değişen yıldızlara, hatta değişen yıldızları açıklamakta kullanılan leke hipotezine ragmen 20.inci yüzyıl ortalarına kadar dikkat çekmedi. Güneşin değişmezliğine dair Aristo dünya görüşünün mirası menfi önyargının güneş ışığı ölçümlerine bile yansıdığını "güneş sabiti" terimi açıkça göstermektedir. Güneş sabiti, ortalama dünya-güneş uzaklığında birim yüzeye birim zamanda bütün dalga boylarında güneşten gelen ışınım enerjisi olarak tanımlanmıştır. Birimi watt/m^2 dir.

Güneş sabiti terimi geçen yüzyılda ortaya atılmıştır. İlk ölçümleri de (1837) Pouillet tarafından yapılmıştır. Bu yüzyılın başlarında Amerikan Smitsonian Enstitüsü yerden yüksek dağ istasyonları, balonlar ve uçaklarla; atmosfer dışından 1960 lı yıllarda roketler ve Mariner uzay aracı vasıtasıyle sürekli gözlem ve ölçüm sonuçları almıştır. İşte bu gözlemler, güneş sabitinin sabit olmadığını gösteren ilk gözlemlerdir. Ama güvenilir değillerdir.

Duyarlılık ve seçici soğurma problemleri vardır (Pap 1997).

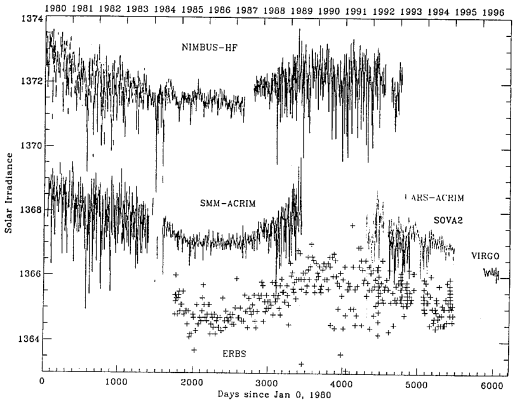


Şekil 1. Güneş sabitinin ortalama power spekrumu. 27 günlük (rotasyon) peryod ve standart sapmalar işaretlenmiştir. (Foukal ve ark.1977)

2.1. Değişmeyen Güneşten Değişen Güneşe

Çok değil sadece 22 yıl önce Astrophsical Journal da yayınlanmış bir makale (Foukal, Mack ve Vernazza 1977, ApJ.,215,952) Mariner 6 ve 7 uzay araçlarındaki radyometrelerle alınmış güneş sabiti ölçümlerini değerlendiriyor ve ölçülebilir bir değişimin olmadığını iddia ediyordu. Foukal ve ark.(1977)'nın verdiği ölçülebilirlik sınırı %0.03 idi. Güneş ışınımının lekeler değil de fakulalar sebebi ile %0.1 mertebesinde değiştiğini ima eden 1923 -1952 döneminde alınmış Simitsonian verilerine de atıf yapan yazarlar, bu daha yeni, daha duyarlı ölçümlerde bile, güneş sabiti ölçümlerinin power spektrumunda 27 günlük peryoda (güneşin dönme peryodu) karşılık gelen sinyalin gürültü içinde kaybolduğunu gosteriyordu. Şekil 1 de Foukal ve ark. (1977)'nın elde ettigi power spektrum ve 27 günlük peryoda karşılık gelen sinyal ve verilerin standart sapması gösterilmektedir.

Güneş ışığının şüpheye meydan vermeden



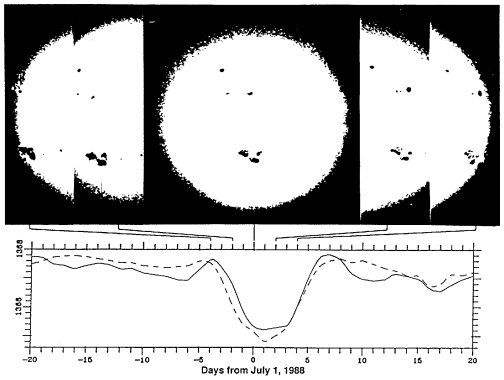
Şekil2. Son 20 yılın uzay uçuşlarıyle elde edilen güneş sabiti ölçümleri (SOHO dan)

gerçekten değiştiği 1970 li yılların sonunda başlayan duyarlılığı arttırılmış radyometreler ile donatılmış uydu gözlemleri özellikle ACRIM I (Active Cavity Radiometer Monitoring I) ve NIMBUS-7 uydusundaki ERB (Earth Radiation Budget) deneylerinin 10 yılı aşkın süreyle sürekli aldıkları ölçümler ile ortaya çıkmıştır. 1979 ve sonrası güneş sabiti ölçümleriyle ilgili deneyler, uydular ve kullanılan detektörlerin (ölçü aleti) cinsi ve zamanlatı Tablo 2 de gösterilmiştir.

Son 20 yılın güneş sabiti ölçümleri de Şekil 2 de tek grafik olarak verilmiştir. Düşey eksen watt/m^2 cinsinden güneş ışıtması yani güneş sabitidir. Yatay eksende günler (alt) ve yıllar (üst) işaretlenmiştir. NIMBUS-7 ve SMM-ACRIM I gözlemlerinin mutlak değer olarak farklı olması ölçüm hatalarından kaynaklanır. Ama, bu iki bağımsız uydunun elde ettiği bu gözlemlerin grafik üstünde şekil olarak benzerliği, yani 1980 den 1986 yılına kadar olan azalma ve tekrar 1990 yılına doğru artış, ölçümlerin relatif değişimlere daha duyarlı olduğunu gösterir. Şekil 2 de guneşin en az parlak olduğu 1986 yılları güneş aktivite peryodunun minimum dönemine rastlar. Bu da bu gözlemlerin ortaya koyduğu süpriz bir sonuçtur. Lekelerin güneş ışığını tamamen olmasa da kısmen bloke ettiği bilinmektedir. Ama tersine lekelerin olmadığı dönemde güneş ışığı daha

Tablo 2. Son 20 yılda güneş sabiti ölçümleri ile ilgili atmosfer dışı projeler.

DENEY ADI	UZAY ARACI	RADYOMETRE	ZAMAN
ERB Earth Radiation Budged	NIMBUS-7	HF	Kasım 78 - Ocak 93
ACRIM I Active Cavity Radiometer Irradiance Monitoring I	SMM Solar Maximum Mission	ACRIM	Şubat 80 - kasım 89
ACRIM II	UARS Upper Atmosphere research Satelite	ACRIM	Eylül 91 -
ERBE Earth's Radiation Budged Experiment	ERBS Earth Radiation Budged Satelite	ACRIM gibi	Ekim 84 -
SOVA I Solar Variabilıty Experiment	EURECA Eurepean Retrıevable Carrier	DIARAD Differential Dual Absolute Radiometer	Temm.92 - Haz.93
SOVA II	"	PMO-6	94 - ?
VIRGO Variability of IRradiance and Gravity Oscıllations	SOHO Solar and Helıospheric Observatory	DIARAD PMO-6	Aralık 95 -



Şekil 3. SMM/ACRIM I verilerine göre güneşin ışık eğrisi (düz çizgi) ve PSI (Photometric Sunspot Index) modeline göre (kesikli çizgi) teorik ışık egrisi ve eğri üstünde belli zamanlarda güneş yüzeyindeki lekelerin konumu.

azdır. Bir başka ifade ile, güneş üstünde lekelerin en cok görüldügü, 11 yıllık aktıvıte peryodunun maksimimunda, parlaklığını yani uzaya yaydığı ışınım enerjisini de arttırmaktadır. Ama bu durum lekelerin güneş ışığını azaltmadığı anlamına da gelmez.

Düşey eksende gürültüymüş gibi görünen ölçümler zaman skalası (yatay eksen) daha da genişletilip güneşin eş zamanlı yüzey görüntüleri ile karşılaştırılınca düşey eksendeki saçılmanın bir gürültü olmadığı ve lekelerin sönükleştirici etkisiyle, görünen yüzeydeki leke miktarı ve konumuyle ilgili bir değişim oldugu hemen fark edilecektir.

Şekil 3 bir leke gurubunun geçişini ve bu zamanlara tekabül eden SMM/ACRIM I gözlemlerini ve PSI (Photometric Sunspot Index) modeli ile hesaplanan değişimleri göstermektedir.

Lekelerin çok olduğu, 11 yıllık peryodunun maksimumunda görülen güneşin lümünositesindeki artış fakulaların etkisiyle açıklanmaktadır. Sonuç olarak güneş ışınımındaki değişimler şöyle özetlenir: Güneş sabiti lekelerin geçişiyle ilgili %0.3 ve fakulaların geçişiyle ilgili %0.08 oranında kısa peryodlu (27 gün) değişim gösterdiği gibi manyetik aktivite peryodu 11 yıllık süre içinde de % 1 e yakın bir genlikle değiştiği belirlenmiştir.

2.2. Global Titreşimlerle İlgili Değişimlerin Keşfi

Güneş diskinin merkez bölgesinde lokal radyal hızları inceleyen Leighton, Noyes ve Simon (1962), peryodu 5 dakika olan titreşimleri bulmustu. Sonra, modifiye edilmiş manyetogram kullanarak güneş diskinin merkez bölgesindeki hızlar ile, dış kenar (halka) bölgelerdeki hızları karşılaştırmakla, Severny, Kotov ve Tsap (1976), 160 dakikalık titreşimleri buldu. Aynı zamanda bir başka çalışma (Brookes, Isaak ve van der Raay 1976), 7699 K I ve 5890, 5896 Na I çizgilerini kullanıp, bütün diskin (yıldız gibi) hızını incelemekle peryodları $2^h.65$, ve $2^h.7$ saat ve genlikleri 2.7 ve 4.5 m/s olan titreşimler yanında, yine peryodları 58^m ve 40^m dakika olan 0.8 ve 0.7 m/s lik genlikli titreşimlerden haber veriyordu. Yine bu arada, disk çapı ölçümleri yapan Hill, Stebbins ve Brown (1976) gurubu da peryodları 6^m ila 66^m dakika arasında değişen genlikleri 0.01 açı saniyesi civarında çok sayıda titreşim oldugunu söylüyordu.

Ancak, güneşteki bu titreşimlerin global nitelikte olduğunu, 7699 K I çizgisi ile entegre (yıldız gibi) güneş ışığının duyarlı Doppler spektroskopisini yapan, sonuçlarını power spektrum analizi ile inceleyen Claverie ve ark.(1979) ilan etmiştir. Böylece güneşin zonklayan yıldızlar gibi ama daha küçük genlikte radyal ve radyal olmayan (non-radial) olarak zonkladığı da ortaya çıkmıştır.

Kronolojik sıra bakımından zonklayan yıldızlarda önce peryodik parlaklık değişimleri, sonra zonklamalar, yani yüzeyin radyal hız değişimleri keşfedilmiş ve bu da daha sonra parlaklık değişimlerinin fiziksel sebebi olarak açıklanmıştır. Şimdi güneş için tam tersi bir durum söz konusudur. Acaba, 1980 li yıllarda güneşte keşfedilen parlaklık değişimleri arasında güneşin global titreşimlerinden kaynaklanan bir bileşeni var mıdır? Dogal olarak böyle araştırmalar da gecikmeden uygulamaya konmuştur.

Yine aynı gurubun (Claverie ve ark.1981) 1979 da Pic Du Midi ve 1980 de Calar Alto gözlem evinden yapılan intensite gözlemlerine ve power spekrum analizlerine göre tespit ettiği 5 dakikalık global titreşimlere karşılık gelen, peryodu 5 dakika civarında intensite değişimleri vardır. Ama bu sinyaller çok küçüktür ve gürültü içinde kaybolmuştur. Claverie ve ark.(981) ideal gözlem şartlarında beklenen inrensite değişimlerini $<3 \times 10^{-5}$ rms olarak ilan etmiştir.

3. Güneşin Değişen Yıldızlar İçindeki Konumu

Değişen yıldızların klasik sınıflandırmasında değişen yıldızlar önce iki ana guruba ayrılır. Bünyesel (intrinsic) değişenler ve harici (extrinsic) değişenler. Harici değişenler genelde çift yıldızlardır ve peryodik parlaklık değişimleri geometrik nedenlerle, yani yörüngenin bakış doğrultusunda eyimine bağlı olarak gözlemci açısından yıldızların bir birini örtmesi ile, yani peryodik tutulmalarla açıklanmaktadır. Algol, ß

Lyrea ve W Uma türü yıldızları içeren bu gurup önceleri ışık eğrilerinin şekli bakımından sınıflandırılmışsa da günümüzdeki sınıflandırma çift sistemlerin gravitasyon potansiyel alanlarına yani Roche Loblarına göre durumları göz önünde tutularak yapılmaktadır. Fiziksel olarak daha anlamlı olan bu sınıflamada çift yıldızlar ayrık, yarı ayrık ve kontak çiftler olarak sınıflanır. Her çift yıldızın tutulma göstermesi gerekmez. Ancak, Algol türü ışık eğrileri ayrık, ß Lyrea türü ışık eğrileri yarı ayrık ve W Uma türü ışık eğrileri de Roche loblarının her ikisini de doldurmuş kontak çiftlerden olduğu bilinmektedir. Güneş tek anakol yıldızıdır. Bu nedenle harici değişenler arasında yer almıyacaktır.

Bu durumda güneş bir değişen yıldız olarak bünyesel değişenler arasında yer alır. Ama, bünyesel değişenler de kendi içinde iki önemli kola ayrılır. Cataclismic değişenler ve zonklayan yıldızlar. Cataclismic değişenler nova, cüce nova (U Gem) ve süpernova gibi ani parlamalar gösteren yıldızları içine aldığından, bu gurubun bu günkü güneşle ilgisi yoktur. Güneş global titreşimleri nedeniyle sefeit, RR Lyre, mira ve düzensiz değişen RV Tauri gibi zonklamalar nedeniyle değişenler arasında olmalıdır. Ancak, Zeilik ve Smith (1987)'nin ifadesiyle bünyesel değişenler gurubunda cataclismic veya zonklayan olmadığı halde değişenler de vardır. Bu iki guruba da girmeyen bu üçüncü alt sınıfta T Tauri ve flare yıldızları, manyetik değişenler, RS CVn türü (lekeler artı varsa tutulmalar ve diğer yakınlık etkileri) değişim gösteren yıldızlar bulunur. RS CVn yıldızlarının varsa tutulma ve yakınlık etkileri dışında kalan diğer parlaklık değişimlerinin sebebi olarak güneşteki gibi soğuk lekelerin varlığı 1950 li yıllardan sonra uzun tartışmalar sonucu bu gün kabul edilmektedir.

O halde, güneş RS CVn türü yıldızları içine alan bünyesel değişenler gurubunun üçüncü alt gurubu içinde yer almaktadır. Aynı zamanda güneş bir zonklayan yıldızdır, ama zonklama nedeniyle olan ışık değişimlerinin genliği güneşteki lekeler ve fakulalar nedeniyle olan değişimlerin genliğine göre iki order yani birkaç yüz defa daha küçüktür. Zaten, RS CVn yıldızları bir başka açıdan güneş benzeri aktivite gösteren yıldızlar olarak bilinmektedir.

4. Değişimlerin Modellenmesi

Görünürde iki problem vardır:

1- Yüzey titreşimlerinin ve bu titreşimlerin sebeb olduğu intensite değişimlerinin modellenmesi,
2- Manyetik aktivite ile ilgili (lekeler, fakulalar) parlaklık değişimlerinin modellenmesi

Amaç güneş lüminositesinin ($L_\odot$) nasıl ve neden değiştiğini detaylarıyle anlayabilmektir. Değişime katkı miktarı göz önünde tutulduğunda değişim sebebleri şöyle sıralanmaktadır: Leker, fakulalar, network ve sakin güneş. Burada en belirsiz olan network ve sakin güneş bileşenleridir. Zonklama nedeniyle olan değişimler sakin güneş bileşeni içinde düşünülmektedir. Peryodu çok kısa (5 dakika) ve genlikleri de çok küçük olan zonklamalarla ilgili değişimler diğer bileşenlerden hemen ayrılırlar. Bir de bu bileşenlerin tüm etkisi olarak düşünebileceğimiz peryodu 11 yıllık aktivite peryoduna tekabül eden %1 oranındaki değişimin de modellenmesi veya açıklanması gerekmektedir.

Güneş sabiti değişimleri hakkında yeterli hatta bayağı çokça bilgimiz olmasına rağmen geri plandaki fizik mekanizmalar henüz tam olarak anlaşılmış değildir (Pap 1987). Araştırmalara kolay tarafından başlamak bilimin metodudur. Bu yüzden bu çalışmada sadece 2.nci tür yani manyetik aktivite ile ilgili değişimleri ilgilendiren modeller özetlenecektir. Bu konu bile henüz başlangıç aşamasındadır. Bu yüzden zonklama ile ilgili ışık değişimlerine değinilmiyecektir.

4.1. İlk Modeller

Güneş sabitinde peryodik değişimlerin keşfedilmesiyle birlikte hemen konuyle ilgili teorik modelleme çalışmaları da başladı. İlk sayısal modeller Hudson ve ark. (1982), Foukal(1981), bir de Sofia, Oster ve Shatten (1982) tarafından ortaya atıldı.

Hudson ve ark.(1982)'ın ifadesiyle güneş sabiti :

$$S_\Theta = \int_{\Omega_\Theta} I dw = 2\pi I_0 \left(\frac{R_\Theta}{AU}\right)^2 \int_0^1 \mu f(\mu) d\mu \quad (1)$$

dir. Burada $I=I_0 f(\mu)$ güneş yüzeyinde (fotosfer) parlaklık dağılımını ifade etmektedir. Ω ise bir astronomik birim uzaklıktan güneşi gören katı açıdır. Formülün devamındaki I_0 güneş yüzeyinden dik doğrultuda çıkan ışınım yoğunluğu yani intensitedir. $f(\mu)$ ise CLV (Center to Limb Variation) kenar kararması dediğimiz güneş diskinin merkezinden kenarına parlaklığın nasıl değiştiğini gösteren fonksiyondur. $\mu = \cos\theta$ dır ve θ da bakış hattı ve yüzeye dik doğrultu arasındaki açıdır. Bu durumda bir lekenin ışınıma katkısı :

$$S_{spot} = \mu \frac{A_{spot}}{(AU)^2} g(\mu) I_{spot} \quad (2)$$

ve güneş sabitinin relatif değişim miktarı :

$$\frac{\Delta S}{S_\Theta} = -\frac{\mu A_{spot}\left[f(\mu)I_0 - g(\mu)I_{spot}\right]}{2\pi I_0 R_\Theta^2 \int_0^1 \mu f(\mu)d\mu} \qquad (3)$$

olarak ifade edilmektedir. Bu formüllerdeki A_{spot} leke alanı ve g(μ) lekelere ilişkin kenar kararma fonksiyonudur. Bu ilk modellerde lekelerin umbra ve penumbra sıcaklıkları aynı, umbra-penumbra alan oranları sabit kabul edilmiştir. Kenar kararma fonksiyonu da fotosfer ve lekeler için aynı olduğu kabul edilmiş, ve f(μ)= (3μ+2)/5 Gray atmosferler için geçerli Edington yaklaşımı kullanılmıştır.

Relatif değişim miktarını veren bağıntıya PSI (Photometric Sunspot Index) ismi verilmiştir. PSI nın en basit yazılımı ise:

$$PSI = \alpha \sum A_s \mu \frac{3\mu+2}{2} \qquad (4)$$

dir. Burada alfa α

$$\alpha = \frac{A_u}{A_{spot}}\left[1-\left(\frac{T_u}{T_0}\right)^4\right] + \frac{A_p}{A_{spot}}\left[1-\left(\frac{T_p}{T_0}\right)^4\right] \qquad (5)$$

bağıntısıyle lekelerin kontrastını ifade eder. A_U, A_P, ve A_{spot} sırasıyle umbra, penumbra alanları ve lekenin toplam alanıdır. T_U ve T_P de umbra ve penumbra sıcaklıkları T_0 da 6100 K kabul edilen fotosferik kara cisim sıcaklığıdır. Allen (1976) "Astrophysical Quantities" deki değerlere göre α = 0.315 dir. Bu değer bütün lekeler için aynı kabul edilmiştir. Bu yüzden α, (4) bağıntısında Σ işaretinin dışına alınmıştır. Σ işaretinin içindeki terimlere gelince A_S ppm (parts per million) biriminde relatif (yarıküreye göre) leke alanıdır. Konum itibarı ile her lekenin disk üstünde farklı izdüşümü vardır. Bu nedenle μ = cos θ terimi A_S den hemen sonra gelmiştir. Öte yanda (3μ+2)/5 terimi de kenar kararmasını ifade etmektedir.

Her gün için güneşteki leke alanları ve leke konumları SGD (Solar Geophysical Data) dergisinde yayınlanmaktadır. PSI fonksiyonu bu mevcut verileri kullanmak bakımından çok pratiktir. Zaten bu durum göz önünde tutularak hazırlanmıştır.

Chapman ve Meyer (1986) fakula etkisini de eklemekle modelleme çalışmalarını bir adım daha ileri götürmüştür. Chapman ve Meyer (1986) güneş sabitine etki eden iki fonksiyon tanımlamıştır. Bunlar :

$$PSI = -A_s C_s \mu(3\mu+2) \qquad (6)$$

ve

$$PFI = A_p C_p\left(\mu - 3\mu^2 + 2\right) \qquad (7)$$

fonksiyonlarıdır. Bunlardan ilki başka türlü ifade edilmesine rağmen bildiğimiz PSI fonksiyonudur. İkincisi ise fakula etkisini ifade eden PFI (Photometric Facula Index) fonksiyonudur. PSI lekelerin azaltıcı etkisini, PFI fakuların katkısını ifade ettiklerinden, ilki negatif ikincisi pozitiftir. C_S ve C_P leke ve facularla ilgili kontrast değerlerini içeren katsayılardır. A_S bildiğimiz ppm biriminde leke alanıdır. Ancak, fakula alanları duyarlı ölçülemediğinden, hatta disk merkezine yakın bölgelerde fakulaları görmek bile mümkün olmadığından, doğrudan fakula alanı ve fakula contrastı değil de bir proxi yani ikinci derecede belirteçlerden biri Ca K plaj alanları kullanılmaktadır. Bu yüzden PFI fonksiyonunda fakulaya işaret eden "f" indisi yerine plaj kelimesini ifade eden "p" sembolü kullanılmıştır. Yani, A_P fakula alanı değil proxi olarak ölçülen Ca K plajlarının alanıdır. Fakulalar hakkında bir başka ihtilaf konusu da fakulara ait muhtelif CLV (kenar kararması) bağıntılarının varlığı ve birinin diğerine tercihin keyfi olmasıdır. PFI fonksiyonundaki μ'lü terim çeşitli CLV fonksiyonlarından sadece birisidir.

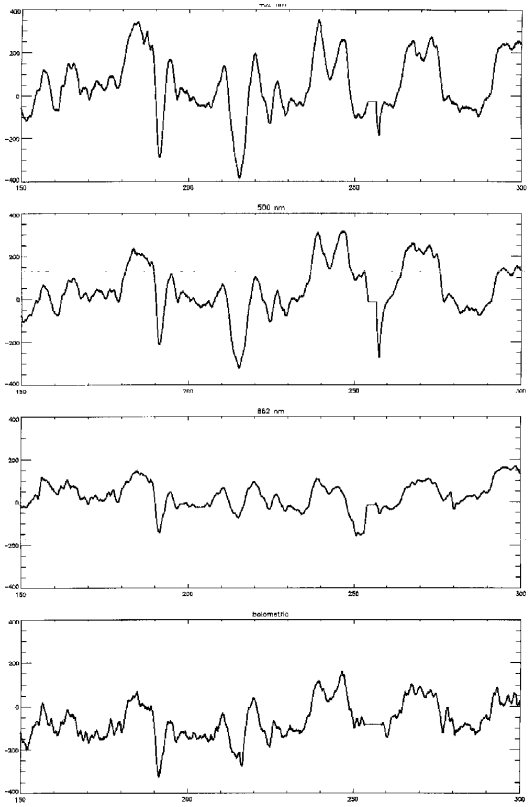
Bütün lekeler için aynı bolometrik kontrast (α) değerini kullanmak hesapları çok kolaylaştırmaktadır. Ama bu kolaylık, aslında, PSI fonksiyonunun duyarlılığından ödün vermek anlamına gelmektedir. Önce Brandt, Schmidt and Steinegger (1990) α nın hesabında kullanılan sabit umbra-penumbra alan oranı A_U/A_P= 0.32 değerinin sadece büyük lekeler için geçerli olduğunu ve küçük lekeler için A_U/A_P= 0.24 değerinin kullanılması gerektiğini gösterdi. Yine, Brandt, Schmidt and Steinegger (1992) bir sonraki makalede bolometrik kontrast (α) degerinin lekeden lekeye değişimini doğrudan incelemiş ve leke büyüdükçe kontrast değerinin de büyüdüğünü ortaya koymuştur. Nihayet, Brandt, Stix and Weinhardh (1994) APSI (Area Dependent Photometric Sunspot Index) yı tarif edip klasik PSI yı değil, APSI yı kullanmayı önermiştir.

NIMBUS ve ACRIM verilerini modelleme çalışmaları içinde son bir gelişme Steinegger ve ark.(1996) tarafından gerçekleştirilmiştir. Bu çalışmanın öncekilerden farkı α kontrast değerini pixel pixel leke içinde bile değişken kabul edip monokromatik fotoraflardan hesaplayıp kullanmasıdır. Steinegger ve ark.(1996) PFI fonksiyonunu hesaplarken de Ca plaj alanı ve

parlaklıklarından (proxi) empirik olarak Vrsnak, Placko ve Ruzdjak (1991) tarafından belirlenen Cp (konrast katsayısı) değerlerini kullanmakla fakuladan fakulaya değişen parlaklıkları da hesaba katmış oluyordu.

4.2. VIRGO Verilerinin Modellenmesi

VIRGO (Variability of solar IRradiance and Gravity Oscillations) dünya ile güneş arasındaki Langrange (L1) noktasında gözlem yapan SOHO (SOlar and Heliospheric Observatory) uzay aracı üstündeki 12 değişik amaçlı deney düzeneklerinden sadece biridir. SOHO ya uydu demek dogru değildir çünkü o dünya etrafında dönmez. Dünyadan yaklaşık 1.5 milyon km uzakta L1 noktasında sabit durmaktadır. Bu yüzden kesintisiz gözlem yapma kabiliyeti vardır. VIRGO deneyi her 3 dakikada bir DAIRAD, her iki dakikada bir PMO-6 isimli radyometreler ile bolometrik güneş sabiti ölçümlerini almakta ve SPM (sunphotometer) isimli özel tasarlanmış fotometre ile de 402, 500 ve 862 nm e tekabül eden 5 nm bant genişliği olan ölçümleri gerçekleştirmektedir. 1996 yılında veri göndermeye başlayan VIRGO, SOHO nun 1998 de bir manevra esnasında kontrolden çıkması, birkaç ay sonra bulunması, tekrar kaybolması, tekrar bulunması hariç günümüzde de veri göndermeye devam etmektedir.



Şekil 4. Yukarıdan aşağıya 402, 500, 862 ve total (bolometrik) bantlarda güneşin 1996 daki 150 günlük ışık eğrisi.

Şekil 4 gürültüden arındırılmış VIRGO verilerini, yani yukarıdan aşağıya güneşin 1996 da alınmış 402, 500, 862 nm ve bolometrik ışık eğrilerinin 150 günlük bir kısmını göstermektedir. VIRGO verilerinin daha önceki uydu ölçümlerine göre avantajı sadece daha duyarlı olması değil, hem bolometrik hem de tayfın üç farklı spetral bölgesinde ölçüm yapıyor olmasıdır.

VIRGO verilerinin indirgenip modellenmesi ve sonuçlarının da yayınlanması Fligge ve ark.(1998) için çok sürmedi. Kanzelhöhe gurubu olarak bizim bu konudaki çalışmalarımız henüz devam etmektedir. Fligge ve ark.(1998) VIRGO verilerini açıklayacak bir model tekniği geliştirmişlerdir. Ancak, bu modelleme tekniğinin spektral yani farklı üç dalga boyundaki ölçümleri de içermesi hariç, daha önceki NIMBUS ve ACRIM verilerine uygulanan modellere göre herhangi bir yeni gelişme kaydettiğini söylemek zordur. Fligge ve ark.(1998) model atmosfer hesaplarını kullanıp sabit güneş için T_{eff} = 5777 K e tekabül eden F_{qs}, ve T_{eff} = 5150 K ile de umbra-penumbra alan oranını 1/3 kabul eden bütün lekeler için aynı F_s, ve Fontenla ve ark.(1993)'nın (FAL-P) modelini modefiye ederek fakulalar için F_f flukslarını (birim yüzeyden dik doğrultuda birim zamanda çıkan enerji miktarı) VIRGO bolometrik ve spektral verilerinin teorik hesabında kullanmak için hesapladı. Lekeler ve fakulalar için hesaplanan lekeden lekeye, fakuladan fakulaya değişmeyen Fligge ve ark.(1998)'nın kullandıkları kontrast degerleri Tablo 3 de gösterilmiştir.

Tablo 3. Fligge ve ark.(1998)'nın VIRGO için bolometrik ve spetral kontrast değerleri.

	Toplam	Kırmızı (862 nm)	Yeşil (500 nm)	Mavi (402 nm)
LEKELER	-0.3566	-0.3186	-0.4811	-0.5908
FAKULALAR	0.0597	0.0352	0.0723	0.0988

Sakin güneş, lekeler ve fakular için belirlenen flukslarla zaman ve dalga boyunun bir fonksiyonu olarak güneşin görünen yüzeyinden gelen akı miktarı da

$$F_{tot}(\lambda,t) = \left[1-\alpha_s(t)-\alpha_f(t)\right]F_{qs}(\lambda)+\alpha_s(t).F_s(\lambda) + \alpha_f(t).F_f(\lambda) \quad (8)$$

olarak tarif edildi: Burada $\alpha_S(t)$ ve $\alpha_f(t)$ leke ve fakuların filling faktörleri (katkı payı, doldurma oranı) dir. Bunları da ayrıca $\alpha_S(t) = a_S$. $A_S(t)$ ve $\alpha_f(t) = a_f$. $R_{Mg}(t)$ ile gösterip sırasıyle lekeler ve fakulalar için a_S ve a_f sembolleri ile gösterilen scaling (skala) faktörlerini tarif etmişlerdir. Bu

durumda farklı dalga boylarındaki güneş ışıtması zamanın bir fonksiyonu olarak

$$S^C(t) = \int F_{tot}(\lambda,t).K^c(\lambda)d\lambda \qquad (9)$$

olacaktır. Burada $K^C(\lambda)$ üç ayrı dalga boyundaki VIRGO kanallarını temsil eden kanal geçirgenlik katsayısıdır. Her bant için 50 Å bant genişliği içinde $K^C(\lambda) = 1$, dışında sıfır olarak alınmaktadır. Bu modelde zamana göre değişen sadece iki parametre vardır. Bunlar da $A_S(t)$ görünen yüzeyde lekelerin toplam alanı ve $R_{Mg}(t)$ magnesium core to wing ratio dedikleri güneş tayfındaki magnesyum çizgisi gözlemlerinden elde edilen fakula etkisinin tahminine yarayan proxi ölçüleridir. Zamanla değişen bu parametreler de dogrudan SGD (Solar Geophysical Data) dergisinden temin edilmiştir. Modelde sadece a_S ve a_f sembolleriyle gösterilen skala parametresi adı verilen iki serbest model parametresi vardır. Fligge ve ark.(1998) bu model parametrelerini iterasyonla değiştirip teori ve gözlem arasında en iyi uyumu veren degerlerini aradılar. Ulaştıkları sonuc: $a_S = 0.97 \pm 0{,}07$ ve $a_f = (18.0 \pm 1.3) \times 10^5$ dir. a_S değerinin bire yakın olması kullanılan leke alanlarının bire bir etkili olması anlamındadır. Ama, a_f değerleri için durum böyle değildir. Fakula etkisini hesaplarken doğrudan degil dolaylı yani proxi ölçümleri kullanıldığı için a_f değeri bir orantı katsayısı gibidir.

Sonuç olarak söylersek, Fligge ve ark.(1998) modelleme tekniği olarak daha iyi bir duyarlılık veya bir ilerleme getirmemiş, sadece VIRGO verilerini kabaca teorik olarak üretmiştir. Lekeden lekeye değişmeyen kontrast (flux) değerleri kullanılmış, kaba ölçümler olarak bilinen yayınlanmış leke alanları ve fakulalar için Mg core to wing ratio değerleri tercih edilmiştir.

4.3. Kanzelhöhe Grubunun Modeli

Uzun dönem verilerini modelleyen Fligge ve ark.(1998)'nın aksine, Kanzelhöhe gurubu (P.N.Brandt, Z.Eker, A.Hanslmeier, W.Otruba ve M.Steinegger) güneş aktivitesinin sakin döneminde tek bir leke geçişi gibi basit 14 günlük peryodları modellemeyi amaçlamıştır. Gurubumuz leke etkisinin mümkün olduğu kadar eksiksiz ve doğru hesaplanmasıyle, VIRGO verilerinden fakulaların da doğrudan proxiye gerek kalmadan modellenebilir olduğunu düşünmektedir. Modellerde kullanılan analitik formüller Zeki Eker tarafından üretilmiştir. Eker'in ifadesiyle :

Leke üstünde çok küçük bir yüzey (dA) düşünelim. Bu yüzey parçasının toplam güneş ışınımındaki etkisi

$$F_\odot - I_P\,dA + I_S\,dA \qquad (10)$$

olacaktır. Burada $F_\odot$ hiç leke olmaması halinde güneşten gelen toplam akı miktarıdır. $F_\odot$ dan çıkartılan birici terim o leke parcasının karanlık yani hiç ışınım yaymamasını garanti eder. İkinci (I_S dA) terim ise o leke parçasının güneş ışınımına katkısıdır. Burada I_P ve I_S sırasıyle fotosfer ve lekenin o noktadaki ışınım yoğunlukları yani intensiteleridir. dA differansiyel yüzeydir ve her bir leke için (10) ifadesinin ayrı ayrı entegrali alınmalıdır. Ama önce kontrastla ilgili α parametresini tarif edelim. (10) ifadesi dA ve I_P parantezlerine alınırsa

$$F_\Theta - I_p\left(1 - \frac{I_s}{I_p}\right)dA \qquad (11)$$

şeklinde yazılabilir. Burada I_S/I_P oranı Eker'in yıldız lekeleriyle ilgili modellerinde (Eker 1994) kullandığı yine α sembolü ile gösterilen leke-fotosfer intensite oranı (spot to photosphere intensity ratio) adı verilen parametredir. Eğer, $\alpha = I_S/I_P$ ise tek bir leke sebebi ile kabolan akı

$$F_\Theta - \int_{leke} I_p(1-\alpha)dA \qquad (12)$$

dır. Buradaki alfanın daha önceki güneş modellerinde kullanılan alfa dan farklı olduğuna dikkat ediniz. Daha önce güneş modellerinde kontrast değeri olarak kullanılan α bizim formülümüzde $(1-\alpha)$ ya denktir. (5) ifadesiyle karşılaştırılırsa burada tanımladığımız yeni alfa, umbra penumbra alan oranından bagımsızdır. (12) ifadesindeki entegral ile leke katkısını hesaplarken lekeler için ayrı bir kenar kararma yasası da gerekli değildir. Halbuki klasik PSI fonksiyonunda hem fotosfer hem lekeler için CLV yani kenar kararması düşünülmüş ama hesap kolaylığı aynı kabul edilmişti. (12) deki integral alfa sıfır (yüzeyde hiç leke yok) kabul edilip güneşin görünen yüzeyi için entegral çözülürse $F_\odot$ elde edilir. Şöyle ki:

$$F_\Theta = \int_\Omega I_p dw = 2\pi\left(\frac{R_\Theta}{AU}\right)^2 I_O \int_0^1 f(\mu)\mu d\mu \qquad (13)$$

Farklı dalga boylarında güneşin 5.inci derece empirik kenar kararma kanunu (CLV) yani katsayıları Pierce ve Slaughter (1977); Pierce, Slaughter ve Weinberger (1977) ve bir de Neckel

ve Labs (1977) tarafindan belirlenmiştir. Bu durumda f(μ) beşinci dereceden bir polinomla ifade edilip entegrasyon işlemi tamamlanırsa

$$F_{\Theta} = 2\pi I_0 \left(\frac{R_{\Theta}}{AU} \right)^2 \left(\frac{A}{2} + \frac{B}{3} + \frac{C}{4} + \frac{D}{5} + \frac{E}{6} + \frac{F}{7} \right) \quad (14)$$

elde edilir. Katsayılar (A,B,C,D,E,ve F) bilinmektedir. O halde $F_{\odot}$ bilinirse I_0 veya I_0 bilinirse $F_{\odot}$ katsayıların geçerli olduğu dalga boyu için hesaplanabilir. Ancak, amacımız bu değil sakin güneşe yani $F_{\odot}$ a göre lekelerin sebeb olduğu değişim miktarini modellemektir. (12) ifadesindeki entegrali nümerik toplam olarak olarak yazıp $F_{\odot}$ ile normalize edersek

$$\frac{F_{\Theta}}{F_{\Theta}} - \frac{\int_{leke} I_p (1-\alpha) dA}{F_{\Theta}} = 1 - \frac{I_0 \sum \left(A + B\mu + C\mu^2 + D\mu^3 + E\mu^4 + F\mu^5 \right) (1-\alpha) dA}{2\pi R^2 I_0 \left(\frac{A}{2} + \frac{B}{3} + \frac{C}{4} + \frac{D}{5} + \frac{E}{6} + \frac{F}{7} \right)} \quad (15)$$

ve $\pi R^2 = 1$, yani güneşin görünen diski birim alan kabul edilirse $F_{\odot}$ ve I_0 a da gerek kalmadan (I_0 terimleri de bir birini götürür) gözlenen değişimler

$$= 1 - \frac{\sum \left(A + B\mu + C\mu^2 + D\mu^3 + E\mu^4 + F\mu^5 \right) (1-\alpha) dA}{2 \left(\frac{A}{2} + \frac{B}{3} + \frac{C}{4} + \frac{D}{5} + \frac{E}{6} + \frac{F}{7} \right)} \quad (16)$$

formülü ile modellenebilir. Burada negatifli terim normalize edilmiş kayıptır. Birimi dA nın (bir pixelin alanı) birimine bağlıdır. Eger, dA ppm (parts per million) olarak ifade edilirse kayıp enerji de sakin güneşe göre ppm dir. Bolometrik ölçümler için CLV f(μ) = (3μ+2)/5 Edington yaklaşımı kullanılırsa bolometrik değişimler için gözlenen değişimler

$$= 1 - \frac{1}{4} \sum (2 + 3\mu)(1-\alpha) dA \quad (17)$$

olacaktır. Bu formülde alfanın ifadesi de basittir. Alfa

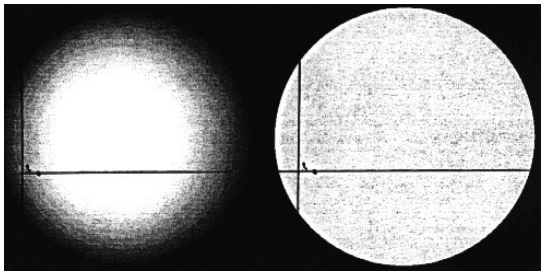
$$\alpha = \left(\frac{T_s}{T_{phot.}} \right)^4 \quad (18)$$

dır. T_S lekeli bölgede pixel pixel hesaplanması gereken her pixelin etkin sıcaklığıdır. Tek bir leke için tek bir ortalama sıcaklık kabul edilebileceği gibi umbra, penumra bölgeleri için ayrı ayrı da hesaplanabilir. T_{phot} ise fotosferin etkin sıcaklığıdır.

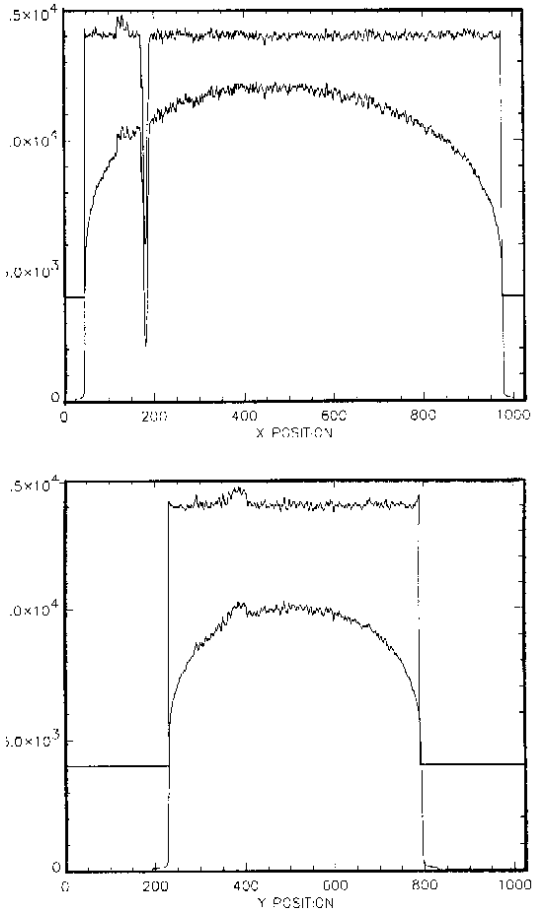
Uygulama için gerekli olan güneş görüntüsü (lekeler ve konumları) ve VIRGO dalga boylarında (402, 500, 862 nm ve bolometrik) alfa değerleridir. Gurubumuz yine SOHO uzay aracında veri kaydeden MDI (Michelson Doppler Imager) isimli deneyden elde edilen güneş gürüntülerini kullanmaya karar vemiştir. Her gün iki tane olmak üzere, 1996 haziran-temmuz dönemine ait tek bir lekenin geçtiği MDI continuum görüntüleri SOHO dan istendi. Bu görüntüler 94 mÅ bant genişliği olan dalgaboyu ayarlanabilen filtrelerle Ni I λ = 6768 Å çizgisi kullanılarak Dopplergram olarak alınmış 1024 X 1024 CCD görüntülerinden elde edilmiştir. Aslında, continuum görüntüleri olarak güvenilirlikleri gurubumuzda tartışılmaktadır. Ama, kararlı, eksiksiz bir görüntü seti olmaları bakımından tercih edilmişlerdir.

Seçilen 14 günlük peryodlardaki dijital MDI görüntüleri bilgisayara yüklendi. Sonra, her biri lokal alfa (fotosfere göre intensite oranları) değerini doğrudan verecek şekilde normalize edildi, yani düzlendi. Şekil 5 de düzlenmemiş (solda) ve düzlenmiş (sağda) görüntüler görülmektedir. Düzlenmemiş (solda) görüntüde CLV (Center to Limb Variation) olduğundan dış bölgelere doğru fotosfer parlaklığının azaldığı görülmektedir. Düzlenmiş görüntüde (sağda) intensite dağılımı diskin her yerinde aynı duruma getirilmiş yani kenar kararması (CLV) düzeltilmiştir. Şekil 5 de işaretlenmiş yatay ve düşey doğrultudaki intensite değişimleri Şekil 6 da gösterilmiştir. Leke ve fakulanın etkisini yatay eksende (Şekil 6 üst) ve sadece fakulanın etkisi düşey eksende (Şekil 6 alt) açıkça görülmektedir.

Düzlenmiş görüntülerde her pixel değeri doğrudan doğruya alfa değerini vermektedir. Böylece (16) ve (17) formülleri doğrudan uygulanabilir. Bu uygulamadan önce yaptığımız testler düzleme işleminin yetersiz olduğunu gösterdi. Çok az da olsa güneşin rotasyon etkisi, düzeltilmesine rağmen, MDI continuum görüntülerinde kaldığını farkettik. MDI görüntüleri ikinci defa normalizasyon (düzleme) işlemine tabi tutuldu. Gözün farketmediği bu ikinci düzleme işleminden önceki ve sonraki



Şekil 5. Düzlenmemiş (solda) ve düzlenmiş (sağda) MDI görüntüleri.



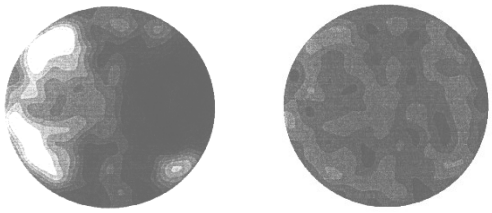
Şekil 6. İşaretlenmiş yatay (X) ve düşey (Y) eksenlerdeki intensite değişimleri.

görüntüler abartılı ve lekeler giderilmiş olarak Şekil 7 de karşılaştırılmıştır.

İki defa düzleme işleminden sonra, şimdi daha güvenli bir şekilde, dijital görüntülerdeki her pixelin parlaklığı alfa olarak alınabilir. Ancak, bu alfa degeri λ = 6768 Å dalga boyu içindir. Alfaların VIRGO dalga boylarına adaptasyonu gereklidir. Bu adaptasyon işlemini yaparken önce her pixelin palaklık sıcalığı (brigthness temperature) hesaplanmaktadır. Eker (1994) deki α_λ tarifi lekelerin etkin sıcaklığı için çözülürse, her pixelin sıcaklığını veren

$$T_x = \frac{hc/\lambda k}{ln(1-\frac{1-e^{hc/\lambda kT_o}}{\alpha_\lambda})} \qquad (19)$$

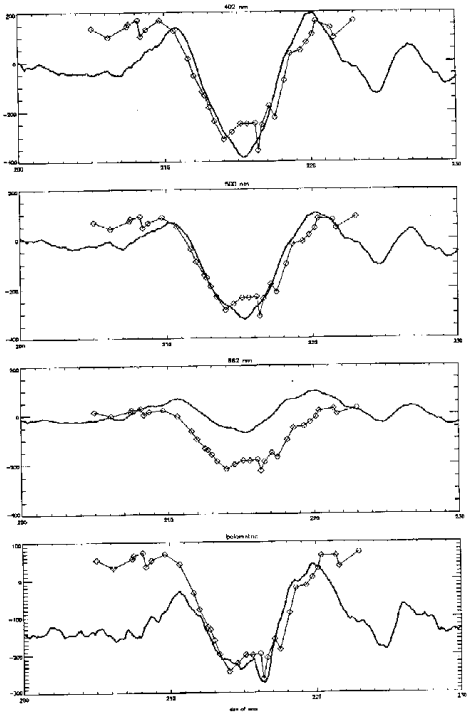
formülü elde edilir. Bu formülde λ, MDI görüntülerinin dalga boyu, λ=6768 Å dır. T_0 ise bu dalga boyunda diskin merkez bölgesi için parlaklık sıcaklığıdır. Süreklilikteki donukluk (contınuum opacity) dalgaboyunun bir fonksiyonudur. Farklı dalga boylarında güneşe



Şekil 7. Bir ve iki defa düzleme işlemine tutulmuş görüntülerin farkı.

baktığımızda donukluk değerine bağlı olarak güneşin farklı derinliklerini görürüz. Bu da demektir ki farklı dalga boylarında farklı T_0 (disk merkezindeki parlaklık sıcaklığı) değerleri vardır. MDI için hesaplanan T_0 - T_X farkının VIRGO nun öteki kanallarında da sabit kabul edip, leke üstündeki her pixel için hesaplanan bu değeri VIRGO kanallarında ve bolometrik T_0 değerlerinden çıkartılmasıyle VIRGO kanalları ve bolometrık T_X ler elde edilir. Yine bu T_X ler ve uygun T_0 lar ile alfa değerleri, ve her kanalın alfa değerleri ile de lekelere ilişkin ışık kaybı hesaplanmaktadır. VIRGO kanalları (λ = 4020, 5000, 8620 Å) ve bolometrik hesaplanan bu ışık kaybı teorik model için sadece bir noktadır. 14 gün için de (günde iki tane) farklı görüntülerin kullanılmasıyle de seçtiğimiz 14 günlük peryodlar için güneşin model (teorik) ışık eğrisi elde edilmiş olur.

Şekil 8 hesaplanan modelleri ve VIRGO verilerini göstermektedir.Bu bir ön çalışmadır. Kırmızı kanal (8620 Å) hariç başarılı olduğu



Şekil 8. Yukarıdan aşağıya mavi, yeşil, kırmızı ve bolometrik VIRGO verıleri (düz çizgi) ve Kanzelhöhe modelleri

söylenebilir. Ancak diğerlerininin de problemsiz olduğunu düşünmüyoruz. Çalışmalarımız devam etmektedir.

5. Sonuç

Model yapmaktaki amaç, teoriyi ve ilgili parametreleri eyip büküp gözlenen eğri ile teorik eğriyi bir birine uygun hale getirmek değil, neticede bir şeyler öğrenmek olmalıdır. Özellikle VIRGO verilerinin modellenmesi fakulaların fizik yapılarını öğrenmek açısından önemli olduğunu düşünüyoruz. Güneşin parlaklık değişimlerinin modellenmesinin aşağidaki maddeler açısından da önemli olduğu düşünülmelidir.

1. Değişimlerdeki etkili fizik sebeblerin belirlenmesi. İşleyen mekanizmalar ve özelliklerinin öğrenilmesi. Fotosfer ve kromosferik yapının daha iyi belirlenmesi.
2. Uydu gözlemleri olmadığı zamanlarda güneş ışıtmasının nasıl değiştiğine dair tahminler yapabilmek.
3. Güneş sabiti değişimlerinin iklim değişiklikleri ve sera etkisi üstündeki rolünü anlamak.

Kaynaklar

Brandt P.N., Schmidt W., Steinegger M., 1990, *Sol.Phy.*, **129**, 191.

Brandt P.N., Schmidt W., Steinegger M., 1992, in *Proc. Workshop on The Solar Electromagnetic Radiation Study for Solar Cycle 22*, (ed. R.F. Donnelly), Space Environmental Lab. NOAA ERL, Boulder, Colorado, p.130.

Brandt P.N., Stix M., Weinhardt H., 1994, *Sol.Phy.*, **152**, 119.

Brookes J.R., Isaak G.A., van der Raay H.B., 1976, *Nature*, **259**, 92.

Chapman G.A., Meyer A.D., 1986, *Sol.Phy.*, **103**, 21.

Claverie A., Isaak G.R., McLeod C.P., van der Raay H.B., 1979, *Nature*, **282**, 591.

Claverie A., Isaak G.R., McLeod C.P., van der Raay H.B., 1981, *Sol.Phy*., **74**, 51.

Eker Z., 1994, *ApJ*, **420**, 373.

Eker Z., 1999, *ApJ*, **512**, 386.

Fligge M., Solanki S.K., Unruh Y.C., Frohlich C., Wehrli Ch., 1998, *A&A*, **335**, 709.

Fontenla J.M., Avrett E.H., Loeser R. 1993, *ApJ*, **406**, 319.

Foukal P.V., 1981, in *Physics of Sunspots*, (ed. L. Cram, J.H. Thomas, Sunspot, New Mexico: Sacramento Peak Observatory, p.391

Foukal P.V., Mack P.E., Vernazza J.E., 1977, *ApJ*, **215**, 952.

Hill H.A., Stebbins R.T., Brown T.M., 1976, in *Atomic Masses and Fundamental Costants*, **Vol. 5**, Plenum Press, New York, p.622.

Hudson H.S., Silva S., Woodard M., Willson R.C., 1982, *Sol.Phy.*, **76**, 211.

Karlığa B., 1981, *Tehafüt El-Felasife Filozofların Tutarsızlığı*, Çağrı Yayınları, İstanbul, s.48.

Leighton R.B., Noyes R.W., Simon G.W., 1962, *ApJ*, **135**, 474.

Lindberg D.C., 1992, in *The Beginnings of Western Science*, University of Chicago Press, Chicago, p.27.

Neckel H., Labs D., 1994, *Sol.Phy.*, **153**, 91.

Pap J.M., 1997, *özel haberleşme*.

Pierce A.K., Slaughter C.D., 1977, *Sol.Phy.*, **51**, 25.

Pierce A.K., Slaughter C.D., Weinberger D., 1977, *Sol.Phy.*, **52**, 179.

Severny A.B, Kotov V.A., Tsap T.T., 1976, *Nature*, **259**, 87.

Sofia S., Oster L., Schatten K., 1982, *Sol.Phy.*, **80**, 87.

Steinegger M., Vazquez M., Bonet J.A., Brandt P.N., 1996, *ApJ*, **461**, 478.

Thurston H., 1996, in *Early Astronomy*, Springer-Verlag, New York, p.85.

Vrsnak B., Placko D., Ruzdjak V., 1991, *Sol.Phy.*, **133**, 205.

Zeilik M., Smith E.P., 1987, in *Introductory Astronomy and Astrophysics*, Saunders College.

Erken Ana-Kol Öncesi Küçük Kütleli Yıldız Evriminde Döteryum Yanmasının Etkileri

İbrahim KÜÇÜK[1], Nilgün KIZILOĞLU[2], Rikkat CİVELEK[2]

[1]Erciyes Üniversitesi, Fizik Bölümü-KAYSERİ
[2]Orta Doğu Teknik Üniversitesi, Fizik Bölümü-ANKARA
e-mail: kucuk@erciyes.edu.tr

ÖZET: Küçük kütleli yıldızların erken ana-kol öncesi (EPMS) evrim çalışmaları Iben, 1965; Ezer ve Cameron, 1965; Grossman et al., 1974; VandenBerg et al., 1983 tarafından yapılmıştır. EPMS evrimi özellikle genç galaktik küme yıldızlarının yaşlarının belirlenmesinde (Ezer ve Cameron, 1967; Mazzitelli ve Moretti, 1980) dikkate alınmaktadır. Bu çalışmada i) yıldızların iç kısımları ile atmosferleri için yeni opasite tabloları (OPAL) ii) Hummer ve Mihalas (1988) ve Mihalas et al. (1988) tarafından verilen hal denklemleri (MHD) kullanılarak 0.3, 0.4, 0.5, 0.6, 0.7, 0.8, 0.9, 1.0, 1.3 ve 1.5 güneş kütleli yıldızlar için döteryum yanması dahil edilerek yeni EPMS modelleri elde edilmiş, döteryum ana-kol konumları (DMS) belirlenmiştir. Daha sonra literatürden bulunan yeni ana-kol öncesi (PMS) yıldızlarının gözlemleri ile mukayese yapılmıştır.

1. Yıldız Modelleri

Fiziksel girdiler ve nümerik integrasyon işlemleri Yıldız ve Kızıloğlu (1997) tarafından açıklanmaktadır. Evrim modelleri Henyey metodu kullanılarak elde edilmiş, tüm nükleer reaksiyon oranları Caughlan ve Fowler (1988) dan alınmıştır. Başlangıç döteryum bolluğu Hubbard (1994) tarafından verilen $1.4\text{x}10^{-5}$ olarak seçilerek küçük kütleli yıldızların büzülme zamanlarını kısalttığı bilinen döteryum yanması $^2\text{H(p,}\gamma\text{)}^3\text{He}$ ve $^2\text{H(d,n)}^3$ He hesaplamalara dahil edilmiştir.

Radyatif opasiteler Iglesias et al., 1992 tarafından verilen tablolar (OPAL) kullanılarak kuadratik interpolasyon yöntemiyle bulunmuştur.

Basınç için Kulomb düzeltmesi, kısmen dejenere elektronların basınç etkileri gibi ideal olmayan etkilerin hesaplamalara dahil edildiği MHD hal denklemi özellikle küçük kütleli yıldızların evriminde önemli rol oynamaktadır.

Konveksiyon yolu ile enerji iletimi için karışım uzunluğu teorisi dikkate alınmıştır. α=1.74 olarak kimyasal bolluk oranları ise X=0.699, Z=0.019 olarak kabul edilmiştir.

2. Sonuç ve Tartışma

Döteryum yanması başlangıcında yıldız modelleri için elde edilen fiziksel parametrelerden bazıları Tablo-1 de verilmektedir.

Döteryum ateşleme zamanları ilgili kütleler için ikinci sütunda verilmektedir. Buradan da anlaşılacağı gibi sadece $0.3M_\odot$ yıldızı döteryumunu tamamen yakamamaktadır. Çünkü bizim kabul ettiğimiz yanma zaman aralığında hala konvektif bir yapıya sahiptir. Yine tablodan görüleceği gibi evrimi takip edilen kütle aralığı göz önüne alındığında döteryum

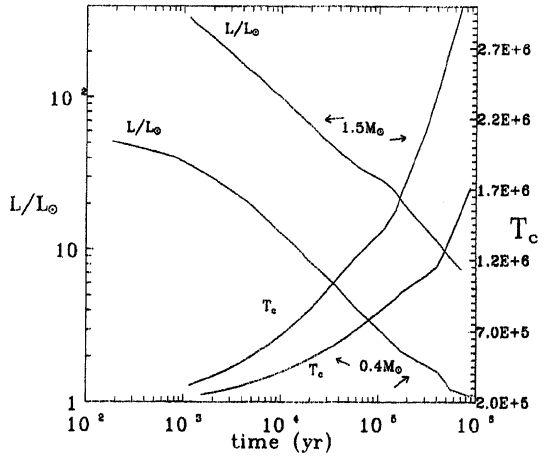
$$8\text{x}10^5\ ^\text{o}\text{K} < T_c < 10^6\ ^\text{o}\text{K}$$

sıcaklık aralığında yanmaktadır.

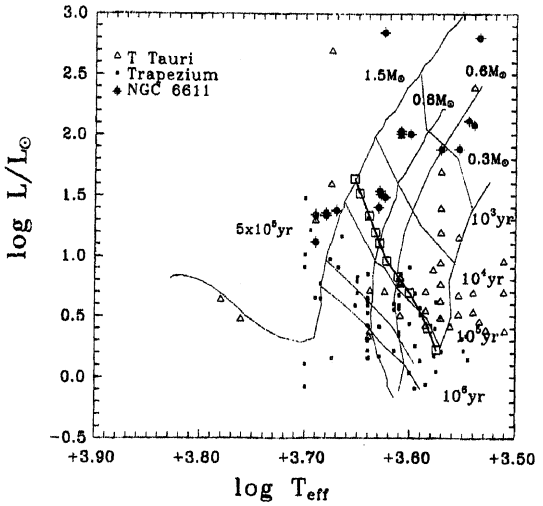
Tablo 1. Döteryum yanması başlangıç parametreleri

$M/M_\odot$	$t_{\text{döteryum}}$(yıl)	log T_{eff}	Log $L/L_\odot$	T_c(°K)	ρ_c(g cm^{-3})
0.3	$1.355\text{x}10^5$	3.572	0.225	$7.985\text{x}10^5$	$9.937\text{x}10^{-2}$
0.4	$1.356\text{x}10^5$	3.583	0.403	$9.018\text{x}10^5$	$8.179\text{x}10^{-2}$
0.5	$1.043\text{x}10^5$	3.600	0.615	$9.514\text{x}10^5$	$6.210\text{x}10^{-2}$
0.6	$8.053\text{x}10^4$	3.613	0.828	$9.464\text{x}10^5$	$4.276\text{x}10^{-2}$
0.7	$7.679\text{x}10^4$	3.622	0.960	$9.848\text{x}10^5$	$3.557\text{x}10^{-2}$
0.8	$6.450\text{x}10^4$	3.629	1.110	$9.744\text{x}10^5$	$2.650\text{x}10^{-2}$
0.9	$6.988\text{x}10^4$	3.638	1.178	$1.054\text{x}10^6$	$2.660\text{x}10^{-2}$
1.0	$5.260\text{x}10^4$	3.639	1.335	$9.830\text{x}10^5$	$1.752\text{x}10^{-2}$
1.3	$4.789\text{x}10^4$	3.651	1.516	$1.090\text{x}10^6$	$1.422\text{x}10^{-2}$
1.5	$3.820\text{x}10^4$	3.651	1.650	$1.072\text{x}10^6$	$1.022\text{x}10^{-2}$

Sıcaklığın 10^5 °K altına ve yoğunluğun 0.01 gr/cc üzerine çıkmaya başladığı noktaya kadar döteryum yanmalı modeller elde edildi. 0.4 ve 1.5 $M_\odot$ yıldızları için merkezi sıcaklık ve luminositenin zamanla değişimi Şekil-1'de verilmektedir. Bu şekilden de görüleceği gibi döteryum yanması boyunca yüzey luminositesindeki azalma oranı ile merkezi sıcaklıktaki artma zamanla azalmaktadır. Döteryum yanma süreleri $0.4M_\odot$ için $3.4\text{x}10^5$ yıl, $1.5M_\odot$ için ise $1.7\text{x}10^5$ yıl olarak belirlenmiştir.



Şekil 1. 0.4 ve 1.5$M_\odot$ yıldızları için lüminosite ve merkezi sıcaklığın zamanla değişimi.



Şekil 2. Trapezium, NGC 6611 ve T Tauri Yıldızlarının H-R Diyagramı. İçi boş kutular ve siyah çizgi ile kuramsal döteryum ana-kol'u (DMS) belirtilmiştir. t=10^3, 10^4, 10^5, $5x10^6$, 10^6 yıl yaş çizgileri ve 0.3, 0.6, 0.8 ve 1.5$M_\odot$ yıldızlarının evrim yolları ayrıca gösterilmiştir.

Elde edilen döteryum yanmalı OPAL opasiteli modelleri Cox Stewart (1970) opasiteli Küçük (1993) ile modelleri ile karşılaştırdığımızda yeni modellerin OPAL opasitesinin iç bölgelerden yüzeye enerjiyi daha kolay taşıma olanağı sağlaması nedeniyle, verilen bir zamanda daha düşük lüminositeye sahip oldukları görülmektedir. Ayrıca konvektif parametre α'nın daha büyük seçilmesi ile modellerin evrim yolları H-R diyagramında sola kaymaktadır. Buda göstermektedir ki yeni kuramsal modeller yıldız kümeleri için daha küçük bir yaş tanımlamaktadır (Küçük et al. 1998).

İki genç galaktik küme, sırasıyla Trapezium ve NGC 6611 ile T Tauri yıldızları elde edilen kuramsal sonuçların uygulanmasında seçilmiştir. Bunlara ait gözlemsel Renk-Kadir Diyagramları Kenyon ve Hartmann (1995) tarafından verilen dönüşüm tabloları kullanılarak kuramsal Hertzsprung-Russell (H-R) diyagramına çevrilmiştir. Kuramsal yaş çizgileri ve örnek yıldızların H-R diyagramları Şekil-2'de verilmektedir.

Bu sonuçlara göre NGC 6611 için 0.1-6 Myıl, T Tauri yıldızları için ise $5x10^5$ yıl bir yaş sınırı elde edilmiştir.

Kaynaklar

Caughlan G.R., Fowler W.A.,1988, *Atomic Data and Nuclear Data tables*, **40**, 283

Cox, A.N., Stewart J.N.,1970, *ApJS*, **19**, 243

Ezer D., Cameron, A.G.W., 1965, *Can. J. Phys.*, **43**, 1497

Ezer D., Cameron A.G.W.,1967, *Can. J. Phys.*, **45**, 3461

Grossman A.S., Hays D., Graboske H.J., 1974, *A&A*, **30**, 95

Hummer D.G., Mihalas D., 1988, *ApJ*, **331**, 794

Iglesias C.A., Rogers F.J., Wilson B.G., 1992, *ApJ*, **397**, 717

Kenyon S.J., Hartmann L., 1995, *ApJS*, **101**, 117

Küçük İ., 1993, *Ph.D. Thesis*, Middle East Technical University, Ankara

Küçük İ., Kızıloğlu N., Civelek R., 1998, *Ap&SS*, **259,** 279

Mazzitelli I., Moretti M., 1980, *ApJ*, **235**, 955

Mihalas D., Dappen W., Hummer D.G., 1988, *ApJ*, **331**, 815

Yıldız, M., Kızıloğlu N., 1997, *A&A*, **326**, 187

ZZ Cep Örten Çift Yıldızının Fotoelektrik Işıkölçümü ve Işık Eğrilerinin Analizlerine İlişkin İlk Sonuçlar

Ömer L. DEĞİRMENCİ, Cengiz SEZER, Ömür GÜLMEN

Ege Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100 Bornova-İzmir
e-mail: omerd@sci.ege.edu.tr

ÖZET: ZZ Cep (=HD215661 =BD+67°1463) örten çift yıldızının Ege Üniversitesi Gözlemevinde B ve V renklerinde ışık eğrileri elde edilmiştir. Bu çalışmada sistemin ışık eğrisi çözümlerine ilişkin ilk sonuçlar verilmiştir. İlk bulgulara göre sistem geometrik olarak ayrık olmakla beraber yoldaş bileşen oldukça gelişmiştir. Bu nedenle yarı-ayrık çözümler de araştırılacaktır.

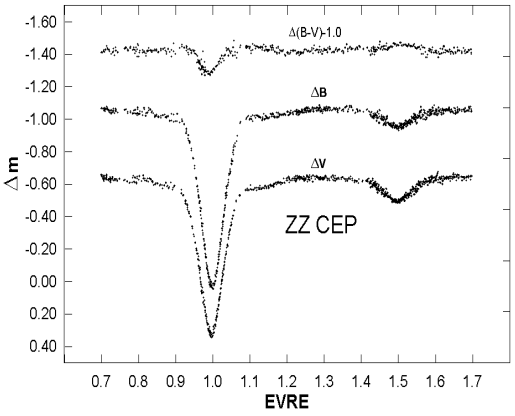
1. Giriş

ZZ Cep (=HD 215661 =BD+67°1463) örten çifti, üçlü sistem olan ADS 16252 nin parlak bileşenidir. Sistemin B ve C bileşenleri ZZ Cep'ten sırasıyla 3.6 ve 20.6 saniye uzaklıktadır. ZZ Cep'in örten bir değişen olabileceği ilk kez H. Schneller (1929) tarafından keşfedilmiştir. ZZ Cep'in tayfsal gözlemleri Herbig (1947) tarafından yapılmıştır. Herbig sistemin tayf sınıfını B7+F0V olarak vermiş ve dikine hız eğrilerini analiz ederek sisteme ilişkin tayfsal öğeleri belirlemiştir. Sistemin ilk fotoelektrik gözlemlerini yapan Kandpal ve Srivastava (1967), V renginde elde ettikleri ışık eğrisini Russell-Merrill yöntemiyle çözmüşlerdir. Cester ve ark.(1978), Kandpal ve Srivastava'nın ışık eğrisini Wood yöntemiyle çözümlemişler ve çiftin ayrık bir sistem olduğu sonucuna varmışlardır.

Sistemin tam ışık eğrilerini elde etmek ve güvenilir çözümlere ulaşabilmek amacıyla, ZZ Cep örten çifti gözlem programına alınmıştır.

2. Gözlemler

ZZ Cep örten çifti Ege Üniversitesi Gözlemevi'ndeki 48 cm (f/13) lik Cassegrain teleskobuyla, 1995-1996 yıllarında 18 gece gözlenmiştir. Gözlemler SSP5A fotometresi ile yapılmış ve B ve V renklerinde sırasıyla 896 ve 916 gözlem noktası elde edilmiştir. Mukayese yıldızının gecelik gözlemlerinden yararlanılarak her gece için B ve V renklerinde sönükleştirme katsayıları elde edilerek gözlenen fark parlaklıkları (değişen-mukayese) atmosferin sönükleştirme etkisinden arındırılmıştır. Ayrıca gözlem zamanları Güneş merkezine indirgenmiştir. Sistemin indirgenmiş B ve V ışık eğrileri ile B-V renk eğrisi Şekil 1 de verilmiştir.



Şekil 1. ZZ Cep örten çift sisteminin fotoelektrik B ve V ışık ve B-V renk eğrileri.

Gözlemler sırasında ikisi baş minimum ve biri de yan minimum olmak üzere üç tane minimum zamanı tespit edilmiş ve Çizelge 1'de verilmiştir.

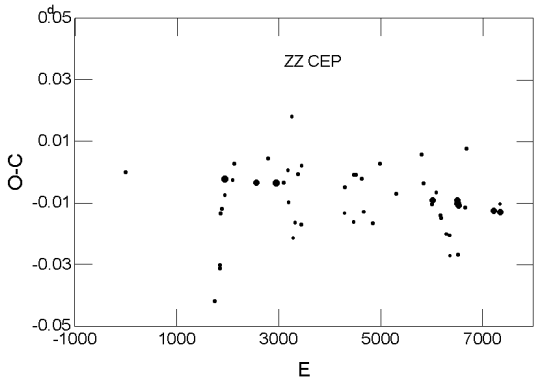
Çizelge 1. ZZ Cep örten çift sisteminin bu çalışmada elde edilen minimum zamanları

Hel. J.D. 2400000+	Min	Filtre
50010.4018	I	B,V
50268.4910	II	B,V
50282.410	I	B,V

Çizelge 1'de verilen minimum zamanları literatürden bulunabilenlerle birleştirilerek doğrusal ışık öğeleri aşağıdaki gibi belirlenmiştir.

$$\text{Hel Min I JD} = 24\,34533.7559 + 2^{g}.1418002 \cdot E$$
$$\pm 39 \qquad \pm 8$$

Sistemin gözlenen minimum zamanlarina ilişkin O-C değişimlerinin diyagramı Şekil 2'de verilmiştir.



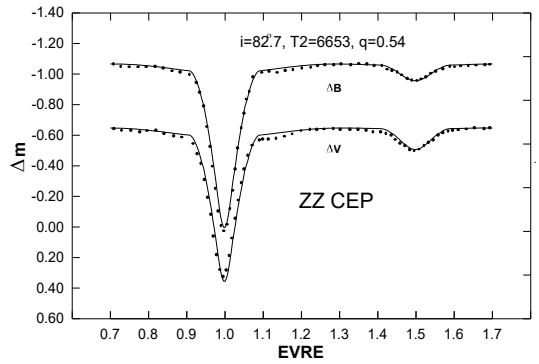
Şekil 2. ZZ Cep örten çift sisteminin gözlenen minimum zamanlarına ilişkin O-C değişimleri. Büyük noktalar fotoelektrik gözlemleri, küçük noktalar ise görsel ve fotografik gözlemleri temsil etmektedir.

3. Işık Eğrilerinin Çözümlerine İlişkin İlk Sonuçlar

ZZ Cep örten çift sistemi bu güne kadar yeterince incelenmemiştir. Herbig (1947) elde ettiği dikine hızların çözümlerinden sistemin kütle oranı için 0.46 değerini vermiştir. Cester ve ark. (1978) ise Kandpal ve Srivastava (1967) tarafından elde edilen V rengindeki ışık eğrisini q=0.46 kabul ederek çözmüşler ve sistemi ayrık olarak sınıflamışlardır.

Bu çalışmada, ışık eğrilerinin çözümünde Wilson-Devinney programı kullanılmıştır. Işık eğrilerindeki bariz çöküntüler nedeniyle sistemin yarı-ayrık olabileceği düşünülerek bu doğrultuda çözümler aramamıza rağmen, tatmin edici bir sonuç alınamamıştır.

Herbig (1947) tarafından elde edilen dikine hızlar ortak olarak yeniden çözülmüş ve kütle oranı q=0.48 olarak elde edilmiştir. Bu nedenle q konusunda az da olsa bir belirsizlik olduğu ve Herbig'in dikine hızlarına çok fazla güvenilemeyeceğine karar verilmiştir. Kütle oranı q nun gerçek fotometrik değerinin saptanabilmesi için q-taraması yapılması gerekmektedir.



Şekil 3. Wilson-Devinney yöntemiyle elde edilen kuramsal eğriler ile gözlemsel normal noktalar. Kuramsal eğriler düz çizgilerle gösterilmiştir.

Kütle oranı için 0.4 ile 0.6 arasında değerler veren çeşitli çözümler elde edilmişse de şimdilik bu çözümlerin hiç biri tatmin edici sayılmaz. q=0.54 veren çözüm şimdilik içlerinde en iyisi gibi görünmektedir. Bu çözümle elde edilen i=82°.7 değeri de ışık eğrileri dikkate alındığında, Cester ve ark (1978) tarafından verilen değere göre (86°.3) daha mantıklı gözükmektedir. Bu çözümle elde edilen parametreler Çizelge 2'de ve kuramsal ışık eğrileri de gözlemsel normal noktalarla birlikte Şekil 3'te verilmiştir.

Çizelge 2. ZZ Cep'in Işık eğrilerinin Wilson-Devinney yöntemi ile çözümünden elde edilen sonuçlar.

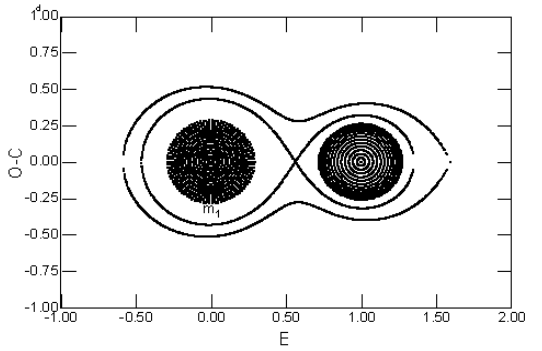
Parametre	B&V
i	$82^{\circ}.7 \pm 0^{\circ}.1$
x_h	0.41(B), 0.34(V)
x_c	0.66(B), 0.55V)
A_h	1.0(B), 1.0(V)
A_c	0.5(B), 0.5(V)
g_h	1.0(B), 1.0(V)
g_c	0.32(B), 0.32(V)
T_h	12940 K
T_C	6653 ± 55 K
Ω_h	4.091 ± 0.020
Ω_c	3.317 ± 0.016
Q	0.540 ± 0.004
$L_h/(L_h+L_c)$	0.934 ± 0.002(B) 0.899 ± 0.002(V)
$L_c/(L_h+L_c)$	0.066(B) 0.101(V)
r_h(pole)	0.280
r_h(point)	0.292
r_h(side)	0.285
r_h(back)	0.290
r_c(pole)	0.255
r_c(point)	0.282
r_c(side)	0.261
r_c(back)	0.274
$\sum w(o-c)^2$	0.0035

Herbig'in dikine hızlarının analizi yardımıyla sistemin fiziksel parametreleri de elde edilmiş ve Çizelge 3'te verilmiştir. Yoldaş yıldız F0 tayf türü anakol yıldızlarına göre daha büyük kütleli olup H-R diyagramında anakolun daha üstünde bir bölgede yer almaktadır. Bu durum yoldaşın daha ön tayf türünden buraya evrimleştiğine dair bir kanıt olabilir.

Çizelge 3. ZZ Cep Örten Çift Sistemine İlişkin Salt Parametreleri

Parametre	Baş	Yoldaş
$A/R_\odot$	12.484	
$m/m_\odot$	3.71	2.00
$R/R_\odot$	3.56	3.30
M_{bol}	$-1^m.47$	$1^m.58$
log g (cgs)	3.90	3.70

Sistemin Roche konfigürasyonu Şekil 4'te verilmiştir. Şekil 4'ten de görüleceği gibi yoldaş bileşen henüz lobunu doldurmamış olmakla birlikte oldukça gelişmiştir.



Şekil 4. ZZ Cep örten çift sisteminin Roche konfigurasyonunun XY-düzlemindeki izdüşümü.

4. Sonuçlar

Bu çalışmada ZZ Cep örten çift sisteminin fotoelektrik B ve V ışık eğrileri elde edilmiş ve Wilson-Dewinney programı kullanılarak ışık eğrilerinin çözümlerinden elde edilen ilk sonuçlar sunulmuştur. İlk sonuçlara göre sistem ayrık olmakla birlikte yoldaş bileşen oldukça evrimleşmiştir. Bu nedenle yarı-ayrık çözümler göz ardı edilmemelidir. Ayrıca baş minimum çukurunun her iki omuzundaki çöküntüler baş yıldızın etrafındaki olası bir disk için kanıt olabilir. Ancak bu iddia tayfsal çalışmalarla desteklenmelidir.

Gelecekte sistemin fotometrik çözümlerine devam edilecek ve olası yarı-ayrık konfigurasyonlar da araştırılacaktır.

Kaynaklar

Cester B., Fedel B., Giuricin G., Mardirossian F., Mezzetti M., 1978, *A&AS*, **33**, 91
Herbig G.H., 1947, *ApJ*, **106**, 112
Kandpal C.D., Srivastava J.B., 1967, *BAC*, **18**, 265
Schneller H., 1929, *AN*, **237**, 221

Galaktik Novalar için Yeni Bir Sınıflama Metodu

Hasan H. ESENOĞLU[1], M. Türker ÖZKAN[2], A. BIANCHINI[3]

[1]İstanbul Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
[2]İstanbul Üniversitesi Gözlemevi Araştırma ve Uygulama Merkezi
[3]Dipartimento di Astronomia, Universita di Padova, Vicolo dell' Osservatorio 5, 35122 Padova, Italy
e-mail: ozkant@istanbul.edu.tr

ÖZET: Bu çalışma esas olarak maksimumdaki görünen mutlak parlaklık ile iniş oranı arasındaki ilişkiye (MMRD) dayanır. En güvenilir ölçümlere sahip 24 galaktik novaya göre, novaların iki grubu MMRD ilişkisinden bulunmuştur: bunlar "çok hızlı ve hızlı novalar" ile "orta seviyede hızlı ve yavaş novalar" şeklindedir. Gruplar birbirlerinden Eddington luminozitesinden itibaren ayrılırlar.

1. Giriş

Kataklismik değişen yıldızların bir alt grubu olan novalar, gökyüzünde parlaklığını aniden 10^6 faktörü kadar arttıran yıldızlar olarak tanımlanırlar. Yaklaşık %35'lik bir oranla kataklismikler değişenler içindeki cüce novalardan sonra gelen en kalabalık sınıfı teşkil ederler (Downes ve ark. 1997). Nova keşfi araştırmalarında bir galaksiyi sadece bir fotoğraf plağına sığdırmak mümkün olduğundan, novalara ilişkin, özellikle istatistik çalışmalar ilk olarak Samanyolu dışındaki diğer galaksilerde bulunan novalar üzerinde yapılmıştır. Örneğin, mutlak parlaklık ve iniş hızı ilişkisi (bundan sonra, "M_v-t_3" ilişkisi veya "MMRD" olarak verilecek) özellikle M31 galaksisi ile Büyük ve Küçük Macellan Bulutları'nda keşfedilmiş çok sayıdaki novalardan bulunmuştur. Ayrıca, diğer galaksilerdeki novalar, büyük galaktik ölçekte (10 Mpc) uzaklıkların tayin edilmesine imkan verir (Jacoby ve ark. 1992). Patlamadan sonra, sakin evreye iniş zamanlarına bakıldığında novadan novaya büyük farklılıkların olduğu görülmüştür. Payne-Gaposckin (1957), bu özelliği kullanarak "nova hız sınıfı" tanımını yapmıştır. Bu tanıma göre, Samanyolu'ndaki ve diğer galaksilerdeki tüm novalar beş ayrı sınıfa ayrılmıştır. Bugün de bu sınıflama yaygın olarak kullanılmaktadır. Çalışmamızda da novaların hız sınıflaması temel alınmıştır. Galaksimizdeki novalara ilişkin yeni bir sınıflamanın önerildiği bu çalışma dışında bu konu ile doğrudan ilgili dikkate değer bir çalışma Duerbeck (1981) tarafından yapılmıştır. Duerbeck, galaktik novaların ışık eğrilerini, mutlak parlaklıklarını ve fizik özelliklerini incelemiştir. Bu makalede, 31 galaktik novanın uzaklıkları, mutlak parlaklıkları ve yıldızlararası ortama ait sönümlemeleri farklı metotlarla belirlenmiştir. Galaktik novalar için farklı bir M_v -t_3 ilişkisi verilmiştir. Duerbeck, ışık eğrilerinin şekillerini temel alarak novaları iki gruba ayırmıştır. İlk gruptaki novalar ışık eğrilerine göre A, A_o, A_r sembolleri ile gösterilmiştir ve patlamada yayınladıkları luminozite Eddington limitinin üstünde olduğundan "Eddington limitini aşan novalar" şeklinde isimlendirilmiştir. İkinci gruptakiler ise B, C, D ile gösteriliyor ve yine maksimumda yayınladıkları ışıma güçlerinden dolayı da "Eddington novalar" olarak adlandırılmıştır. Diğer bir çalışma, Williams ve ark.'nın (1991;1994), patlama sonrasında nova spektrumlarının evrimi ve sınıflamasına ilişkin araştırmasıdır. "Tololo Nova Spektrel Sınıflama Sistemi" olarak ünlenen bu yeni sınıflamada her bir optik spektrum C (Coronal), P (Permited), A (Auroral) ve N (Nebular) şeklinde içerdikleri özelliklerine göre, 4 evrede ve alt grupları biçiminde kabul edilmiştir. Shara (1981), klasik novalar için M_B - t_3 ilişkisinin teorik bir açıklamasını yapmıştır. Buna göre, çok hızlı novalar ağır kütleli beyaz cücelerde meydana gelir ve ışıma güçleri bazen süper-Eddington değerine ulaşır. Bu büyük kütleli beyaz cüceler, düşük kütleli zarfları ile termonükleer olayları (TNR=Termonuclear Runaway) meydana getirirler. Hızlı novaların zarfları büyük hızlarla atılmasından dolayı optik parlaklığındaki yükselişi aniden kesilir. Böylece, parlak novalarda optik ışınım hızla azalır. Benzer olarak sönük novalarda parlaklık azalması ise yavaş olur. Novaların ne zaman patlayacağı belli olmadığından, tam patlama anlarının gözlenmeleri en az bir veya iki gece eksik olabilir. Bu durum, özellikle en parlak novalar için verilen uzaklık bulma formüllerinde büyük hatalara sebep olabilir. Çünkü, bu hızlı novaların görünen parlaklıkları maksimum civarında çabuk değişir.

Bu çalışmada, klasik novaların Hα spektrumlarına bakıldığında, bu çizginin şiddeti ve kontinyum akısına göre bir sınıflama yapılıp yapılamayacağı konusu üzerine çalışılmıştır.

2. Nova Sınıflamasına İlişkin Parametrelerin Tanımı

Çalışmamızda, galaktik novalar için ileri sürülen yeni sınıflamanın dayanağı şu olmuştur: novaların bilinen M_v - t_3 ilişkisi, "çok hızlı novalar", "hızlı novalar", "orta seviyede hızlı novalar" ve "yavaş novalar" şeklindeki (Payne-Gaposckin 1957) her bir hız sınıfı için, ayrı ayrı ele alınmış ve bu sınıflar arasında bir gruplaşma görülmüştür. Dolayısıyla, bu yeni sınıflama MMRD ilişkisine dayandığından, iniş sürelerinin (t_3) ve maksimumdaki mutlak parlaklıkların (M_v) bilinmesi gereklidir. MMRD ilişkisinin güvenilir olması tamamen mutlak parlaklık verilerinin iyi olmasına bağlıdır. Bu yüzden, M_v değerleri en güvenilir yöntem olan "nebular genişleme paralaksı" ile bulunmalıdır (Cohen 1985). Bu yöntemin uygulanabilmesi için de nova zarflarının genişleme hızları (V_{exp}), zarf çapları, maksimum parlaklıklar (m_v) ve yıldızlararası absorpsiyon bilinmelidir.

Bir nova, patlamasıyla birlikte parlaklığında 10-15 kadirlik ani bir artış meydana gelir ve daha sonra zamanla bu parlaklık artışı azalır ve nova patlamadan önceki parlaklığına ulaşır, yani sakin evreye geçer. İşte parlaklığındaki bu azalma "iniş hızı (t_3 ,t_2 veya V_d)" olarak tanımlanır. t_3 ve t_2 sırasıyla patlamadan sonra parlaklığın 3^m ve 2^m azalması için geçen sürelerdir. t_3 ve t_2 iniş süreleri, patlama maksimumundan itibaren novanın ışık eğrisinden gün olarak ölçülür. V_d ,iniş hızı parametresi olup, $V_d = 2/t_2$ veya $V_d = 3/t_3$ (kadir/gün) şeklinde tanımlanır. Gerçekte, her üç parametre de novaların fotometrik sınıflandırılmasında kullanılmaktadır.

Cecilia Payne-Gaposchkin (1957) tarafından tanımlanan ve literatürde yaygın olarak kullanılan t_3 , t_2 ve V_d 'ye göre novaların sınıflanması Çizelge 1' de verilmiştir.

Çizelge 1. İniş hızı tanımına göre novaların sınıflandırılması.

Hız sınıfı	t_2 (gün)	t_3 (gün)	V_d (m/gün)
Çok hızlı novalar	≤10	≤15	≥0.20
Hızlı novalar	11 – 25	16 – 42	0.18 - 0.08
Orta seviyede Hızlı novalar	26 – 80	43 – 120	0.07 - 0.025
Yavaş novalar	81 – 150	121 – 230	0.024 - 0.013
Çok yavaş novalar	≥151	≥231	≤0.012

Çalışmamızda nebular genişleme paralaksı için genişleme hız değerleri çoğunlukla literatürden alınmıştır. Ayrıca üç novanın, Nova Aql 1995, V1974 Cyg ve FH Ser'in yapılan tayf gözlemlerinden genişleme hızları da bulunmuştur.

3. Gözlemler ve İndirgemeler

Galaktik novalarda zarflarının ortaya çıkartılabilmesi ve mutlak parlaklıklarının bulunabilmesi için, Hα'daki direkt görüntü (image) gözlemlerinden yararlanılır. Bu amaçla, Hα'da ve Hα-dışındaki filtrelerle novaların görüntü gözlemleri için CCD ile 1.82 metre açıklıklı Cassegrain teleskop kullanılmıştır. Zarfların genişleme hızlarını belirlemek amacıyla yapılan spektroskopik gözlemler için de yine CCD ile 1.82 ve 1.22 metrelik teleskoplar kullanılmıştır. Görüntü gözlemlerimizin işlenmesi (image processing) ve seeing değerlerinin hesabı IRAF paket programında yapılmıştır; spektrumların indirgenmesinde ise, hem IRAF ve hem de MIDAS programları kullanılmıştır.

3.1. Görüntü ve tayf verileri

Nova zarfının açısal çapını veren görüntü verileri, 1.82 m'lik teleskop (Cassegrain odak, f/9; görüş alanı 6.4°x6.4°) ve buna bağlı CCD kamera ve dar bant filtreleri kullanılarak alınmıştır: Hα için 6563 filtresi, Hα dışında ise 6185, 6610 ve 6670 filtreleri ve bunların bant genişlikleri de sırasıyla 45.0, 50.0, 57.0 ve 49.0 Å'dur (Claudi ve Cremonese 1993a). Kullanılan kameranın ölçeği 0.3375 ″/pixel, buna takılı CCD dedektörü Tektronix TK512M Thick, formatı 512x512 pixel^2, pixel boyutu 27x27 mikron^2 ve alınabilecek görüntünün boyutu ise 13.8x13.8 mm^2 olur, bu da ~3′x3′ lık bir alana karşılık gelir. Nova zarfının genişleme hızını belirlemek için optik spektrumlar, özellikle de Hα bölgesi 1.82 ve 1.22 m'lik teleskoplar ve CCD dedektörleri ile alınmıştır. Bu iş için büyük teleskopa bağlı Boller ve Chivens spektrografı (B&C) ile çeşitli dispersiyon ve spektrel bölgelerde 150 ve 1200 çizgi/mm şebekeler (grating) kullanılmıştır. Dispersiyon sırasıyla 522 ve 42 Å/mm veya 12 ve 1.0 Å/pixel (23 mikron boyutlu pixele göre) olup 3400-7500 ve 6250-6850 Å spektrel bölgelerini içermektedir (Claudi ve Cremonese 1993b). Ayrıca, bu şebekelere karşılık gelen ayırma güçleri ise sırasıyla 24 ve 1.9 Å'dur. B&C spektrograf sisteminin ölçeği 1.23 ″/pixel olup bununla irtibatlı CCD dedektörü ise Thomson TH7882 Thick UV-Coated, formatı 580x388 pixel^2, pixel boyutu 23x23 mikron^2'dir. 1.22 m'lik teleskopa (Cassegrain odak, f/16; görüş alanı 3.7^{o}x3.7^o) optik prizmalı spektrograf

sabitlenmiştir; bir kamera (Kamera VI) ve CCD dedektörüyle novaların spektrumları alınmıştır. Prizmalı spektrograf ile dispersiyon Hβ'da ~ 100 Å/mm veya 2.3 Å/pixel; Hγ'da 65 Å/mm veya 1.5 Å/pixel'dir (Tomov ve Munari 1995). Bu dispersiyonlara karşılık gelen ayırma güçleri de sırasıyla 4.6 ve 3.3 Å'dur. Cassegrain odağa konulan bir TK512 CB1-1 CCD dedektörü, formatı 512x562 pixel^2, pixel boyutu 23x23 mikron^2' dir. Spektrumların dalgaboyu kalibrasyonu için, 1.82 ve 1.22 m'lik teleskoplara takılı sırasıyla Demir-Argon (Fe-Ar) ve Demir-Neon (Fe-Ne) lambaları kullanılarak labaratuar spektrumları alınmıştır. Akı kalibrasyonu için ise Kopff 27, Hiltner 102 ve BD+40° 40′ 32″ standart yıldızları gözlenmiştir. Ayrıca, novaların görüntü ve spektrumlarının indirgeme işlemlerinde kullanılmak üzere CCD dedektörünün elektronik gürültüsünü içeren bias ile düz alan (flat field dome) verileri de gözlem sırasında alınmıştır.

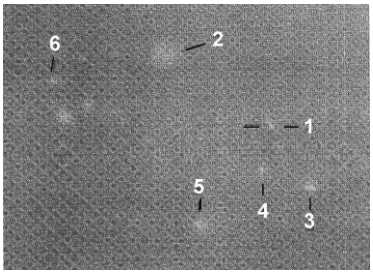
Novaların zarf yarıçaplarını ve zarfların yıllık genişleme oranlarını belirlemek amacıyla, yedi novanın Hα ve diğer filtrelerle alınan direkt görüntü gözlemleri Çizelge 2'de verilmiştir.

Zarfların genişleme hızlarını (V_{exp}) belirlemek amacıyla yapılan üç adet novanın spektroskopik gözlemlerini içeren bilgiler Çizelge 3'de verilmiştir. Örnek gösterimi için bir görüntü gözlemi Şekil 1'de ve bir spektrum örneği de Şekil 2'de sunulmuştur.

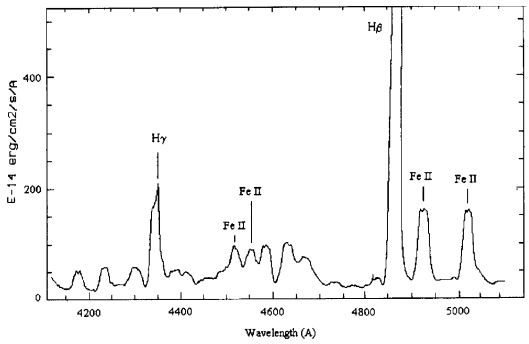
Çizelge 2. Zarf yarıçaplarını ve genişleme oranlarını belirlemek üzere yedi novanın CCD ile alınmış görüntü gözlemleri.

Nova	Tarih	UT (başlangıç)	Poz (s)	Yıl[a]	Filtre	Seeing (")
QU Vul	08.07.1994	$01^h\,46^m$	2400	9.6	Hα	2.4
QU Vul	08.07.1994	02 30	600	9.6	6610	3.0
FH Ser	10.07.1994	23 01	2400	24.4	Hα	2.3
FH Ser	10.07.1994	23 45	600	24.4	6610	3.3
QU Vul	11.07.1994	00 01	2819	9.6	Hα	2.2
QU Vul	11.07.1994	00 50	600	9.6	6610	3.5
XX Tau	30.01.1995	21 14	180	68	Hα	2.3
XX Tau	30.01.1995	21 37	1800	68	Hα	2.3
XX Tau	30.01.1995	22 24	633	68	6185	2.7
QZ Aur	01.02.1995	19 45	120	31.1	Hα	2.2
QZ Aur	01.02.1995	19 51	3600	31.1	Hα	2.6
QZ Aur	01.02.1995	20 54	3600	31.1	6185	2.5
N Leo 1612	02.02.1995	01 52	1200	383	Hα	1.8
N Leo 1612	02.02.1995	02 15	1800	383	6185	1.8
RW UMi	05.03.1995	00 21	3600	39.2	Hα	3.0
RW UMi	05.03.1995	01 25	1200	39.2	6670	2.8
RW UMi	05.03.1995	01 46	2400	39.2	6670	2.8
V1974 Cyg	05.03.1995	03 30	1368	3.1	Hα	2.6

[a] Novanın patlamasından itibaren gözlemin yapıldığı tarihe kadar geçen zaman.



Şekil 1. RW UMi'nin 15 Mart 1995'de Hα filtresi ile 1 saat poz süresi verilerek alınmış bir görüntüsü. 1 numara ile RU UMi gösterilmiştir, diğer numaralar ile işaretli cisimler ise komşu yıldızlardır. Resimde Kuzey yukarısı Doğu ise sol taraftır.



Şekil 2. Nova Aql 1995'in 10 Şubat 1995'de prizmatik spektrograf ile alınmış bir spektrum örneği. Bazı belirgin çizgiler işaretlenmiştir.

3.2. Literatürden toplanan veriler

Her ne kadar, galaktik novaların gruplanmasını ortaya koymak için, en güvenilir metot olan nebular genişleme paralaksı yöntemi için nova gözlemleri yapıldı ise de bu yeterli değildir. Söz konusu teleskoplardan gözlem zamanı almanın kısıtlı olması, hava şartlarının olumsuzluğu ve çalışılan novaların çok sönük cisimler olmalarından dolayı gözlenmelerinin zorluğu gibi nedenlerle gözlenen nova sayısı sınırlı olmuştur. Bu yüzden, yeterince veri ile çalışabilmek için, novaların yine aynı yöntemle bulunmuş bazı parametreleri literatürden alınmıştır.

Galaktik novaların, MMRD ilişkisinde kullanılacak t_3 'lerden sonra diğer önemli parametre, bir novanın patladığında ulaştığı maksimum mutlak parlaklığıdır (M_V). Nebular genişleme paralaksı metodu için kullanılacak nova zarflarının genişleme hızları (V_{exp}), zarfların

Çizelge 3. Genişleme parametresini belirlemek üzere CCD ile alınan nova spektrumları.

Nova	Tarih	UT (başlangıç)	Poz (s)	Gün[a]	Spektrograf - Şebeke	Spektrel Aralık (Å)	Dispersiyon (Å/mm)
V1974 Cyg	17.07.1994	$00^h\,50^m$	900	874	B&C - 150	3400 - 7500	522
FH Ser	16.10.1994	19 41	3600	8979	B&C - 1200	6250 - 6850	42
N Aql 1995	10.02.1995	05 16	60	2	Prizmatik	4100 - 5100	87
N Aql 1995	10.02.1995	05 18	300	2	Prizmatik	4100 - 5100	87
N Aql 1995	15.02.1995	04 54	900	7	Prizmatik	4100 - 5100	87
N Aql 1995	15.02.1995	05 24	300	7	Prizmatik	4100 - 5100	87

[a] Novanın patlamasından itibaren gözlemin yapıldığı tarihe kadar geçen zaman.

açısal yarıçapları ve genişleme oranları, novaların uzaklıkları (d), patlamada ulaşılan maksimum parlaklıklar (m_v), nova doğrultusundaki varsa bulut veya yıldızlararası maddenin absorplama miktarı (A_v) ve maksimumdaki mutlak parlaklıklar (M_v) Çizelge 4'de verilmiştir. Ayrıca, bu parametrelerin alındığı kaynaklar parantez içinde belirtilmiştir. Görüntü gözlemlerinden nova zarflarının tesbiti ve boyutlarının belirlenmesi, çok iyi atmosfer şartlarını gerektirdiğinden zordur. Bu yüzden, zarf çapı ölçülebilmiş nova sayısı son derece azdır. Çizelgede, 2. sütunda verildiği gibi, literatürde sadece 22 novanın zarf çapı bilinmektedir. Bu tez çalışması ile, iki novanın görüntü gözlemleri kullanılarak ölçülen zarf çapları ile birlikte bu sayı 24'e yükselmiştir. Nova zarflarının belirlenmiş bu yarıçaplarını kullanarak "″/yıl" olarak hesaplanan yıllık genişleme oranları da 4. sütunda yer almaktadır. Genişleme oranları, genişleme hızı (V_{exp}) gibi sabit kabul edilir (Cohen 1983) ve dolayısıyla zarf sabit hızla doğrusal olarak genişler. 5. sütunda, Hα'da gözlemi yapılmış ve buradan da sadece "nebular genişleme paralaksı yöntemi" kullanılarak bulunmuş nova uzaklıkları "parsek" biriminde verilmiştir. Esas amaç, en doğru mutlak parlaklık değerlerini hesaplamak olduğundan, bu iş için kullanılacak uzaklığın da mutlaka en güvenilir yöntemle doğru olarak tayin edilmesi gerekir. Bu yüzden, genişleme paralaksı dışında "M_v - t_3 ilişkisi", "yıldızlararası kızarma ve uzaklık ilişkisi", "galaksi rotasyonu", "yıldızlararası çizgilerin şiddeti" gibi çeşitli metotlarla bulunmuş uzaklıklar gözönüne alınmamıştır. Nebular genişleme paralaksı yöntemi ile uzaklık tayinine ait açıklama Bölüm 2.2.'de verilmiştir. 6. sütunda, novaların patlamada ulaştığı maksimum visüel parlaklıklar yer almaktadır. 7. sütunda ise, nova doğrultusundaki varsa bulut veya yıldızlararası maddenin sebep olduğu absorpsiyon (A_v) değerleri verilmiştir. Son sütunda da maksimumdaki mutlak parlaklıklar yer almıştır.

4. Teorik M_B - t_3 Bağıntısı

Çalışmamızda MMRD ilişkisi, galaktik novaların 4 ayrı sınıfı için elde edilmiştir. Bununla birlikte, sınıfların ikişer ikişer kendi aralarında bir gruplaşması da belirmiştir. Bu gruplaşmanın, Eddington limiti civarında ortaya çıktığı görülmüştür. Bu yüzden, gözlemsel yolla elde edilen gruplaşmada etkin rol oynayan Eddington limitinin ve MMRD ilişkisinin teorik ifadeleri aşağıda verilmiştir.

4.1. Bir novanın bolometrik Eddington luminozitesi

Pogson formülü Güneş biriminde luminozite için yazılırsa,

$$M_{bol,Edd} = -2.5 log(\frac{L_{Edd}}{L_\odot}) + 4.69 \qquad [1]$$

şeklinde olur. Burada L_{Edd}, bir novanın Eddington luminozitesi; $M_{bol,Edd}$, novanın Eddington bolometrik mutlak parlaklığıdır. 4.69 ise, Güneş'in bolometrik mutlak parlaklığı olarak alınmıştır. Bu formülde bilinmeyen $\frac{L_{Edd}}{L_\odot}$ değeri Finzi (1973) ve Bath ve Shaviv'den (1976),

$$L_{kritik} = L_{Edd} = \frac{4\pi c G M_\odot}{\kappa}(\frac{M_{WD}}{M_\odot}) \qquad [2]$$

ile verilir. c, ışık hızı; G, çekim sabiti; M_{WD}, Güneş kütlesi birimindeki beyaz cüce kütlesidir. Materyalin geçirgenliğini veren $\kappa \cong 0.2$ (1+X) $cm^2\ g^{-1}$ tamamen iyonize olmuş bir gazda elektron saçılmasıyla bulunan bir sabittir (Webbink 1985). X ise, hidrojen bolluğudur. [2] denkleminde sabitler yerine konduğunda ve $X = 0.73$ alınırsa (Allen 1973),

$$L_{Edd} = 1.4 \times 10^{38}(\frac{M_{WD}}{M_\odot}) \qquad \text{erg s}^{-1}$$

bulunur ve bunu [2] denkleminde yerine koyarsak, buradan bir novanın bolometrik Eddington Luminozitesi,

$$M_{bol,Edd} = -6.75 - 2.5 log(\frac{M_{WD}}{M_\odot})$$

şeklinde elde edilmiş olur.

4.2. Patlamada bir novanın mutlak parlaklığı

Genel olarak kabul edilen görüşe göre, nova patlamaları, beyaz cücelerin yığışma yüzeyi üzerinde termonükleer olaylarla meydana gelir. Termonükleer modele göre, beyaz cüce yüzeyine hidrojen birikir, yığışmış zarfın alt katmanlarında yoğunluk ve basınç artar ve bu artış, nükleer reaksiyonlar ateşleninceye kadar devam eder. Ayrıntılı hidrodinamik ve yarı-analitik hesaplamalara göre, patlamanın şiddeti büyük oranda yığışmış materyalin alt katmanındaki basınç tarafından belirlenir (MacDonald 1983):

Çizelge 4. t_3 değerleri tespit edilebilmiş galaktik novalar için "genişleme paralaksı" parametrelerinin tam listesi (toplam 24 nova).

Nova	Patlama Hızı V_{exp} (km/s)	Zarf Yarıçapı (″)	Genişleme Oranı (″/yıl)	Uzaklık[a] d (pc)	Max. Parlaklık m_v(max) (kadir)	Absorpsiyon A_v (kadir)	Max.Mutlak Parlaklık M_v(max) (kadir)
V500 Aql	**1380** (1)	2.0 (1984;1)	0.05c (1)	5970 (1)	6.5: (1)	3.0±1.5 (1)	-10.35 (1;43)
V603 Aql	1500 (2)	0.55 (1918.85;3)	0.956 (2)	330 (3)	-1.1 (25)	0.2 (5)	-9.3[i]c
	1700 (3)	1.43 (1919.61;3)	1.09 (3)	376 (2)	-1.4 (26)	0.5 (2;26)	-9.3 (11)
	<1600>	1.76 (1920.47;3)		<**345**>[g]c	<-**1.25**>	<**0.35**>	-9.6 (2)
		2.52 (1921.47;3)					<-**9.4**>
		4.1 (1922.55;3)					
		8.0 (1926.53;3)					
		8.8 (1927.32;3)					
		22.5 (1940.5;3)					
		31[d] (1950.55;3)					
		52[d] (1982.47;3)					
		54[d] (1984.57;3)					
V1229 Aql	575 (1)	0.7 (1984;1)	0.05c (1)	2220 (4)	6.5 (1;4)	1.2±0.5 (1;4)	-6.6 (1)
	750 (4)	1.59±0.13 (1992.6;4)	0.072±0.007 (4)	2375 (1)	6.7 (25)	1.55±0.23 (4)	-6.7 (4)
	<662.5>			<**2348**>[g]c	<**6.6**>	1.56 (34)	-6.7[i]c
						1.6±0.4 (2)	<-**6.7**>
						<**1.48**>	
T Aur	400 (2)	9.5 (1981;5)	0.106 (13;5)	700 (2)	4.1 (27)	1.05 (35)	-6.5[i]c (2;19)
	655 (5)	Zarf küresel değil.	0.117 (2)	830 (19)	4.2 (5)	1.2±0.5 (1)	-7.2[i]c
	<527.5>			**1055**[g]c	<**4.15**>	1.25±0.25 (2;26)	-7.7[i]c (19;5)
				1310 (5)		1.5 (5)	-7.9 (19;5)
				1318 (19)		<**1.25**>	<-**7.3**>
QZ Aur	**890**[b]c	0.42 (1995.1;14)	0.014 (14)	13900[h] (14)	**6**: (27)	**≅1.3±0.2** (44)	**-8.0**c
				3470[k]c			-11.0 (14)
V476 Cyg	725 (3)	1.13 (1944.0;3)	0.093 (19;5)	1620 (5)	**2.0** (5;26)	0.6 (5)	-9.85 (19;5)
	790: (5)	2.8 (1984.64;3)	0.10 (3)	1500 (3)		0.85±0.4 (2;26)	-9.87[i]c
	1070[b]c	5.7 (1981;5)		1590 (19)		0.9 (34)	**<-9.86>**
	1510[c]c			1765 (5)		**<0.78>**	
	<757.5> (3;5)			1778 (19)			
				<1650>			
V1500 Cyg	1180 (1)	0.032 (1975.8;7)	0.233 (1)	1215 (1)	1.85 (5)	1.1 (5)	-9.5 (1)
	1500 (6)	1 (1979.65;7)	0.25 (7)	1230 (19)	2.2 (7;27)	1.2 (1;34)	-9.94[i]c
	1600 (7)	1.7 (1983;1)	0.44: (19)	1350 (2)	**<2.02>**	1.25±0.25 (2;26)	-9.95 (43)
	2000 (8)	2.6: (1981.6c;19)		**<1265>**		1.4 (7)	-10 (7)
	<1550>	Zarf asimetrik.				1.5 (36)	-10.1 (2)
						1.6 (19)	-10.2 (19)
						2.07±0.09 (37)	**<-9.95>**
						<1.45>	
V1974 Cyg	**1250** (3)	0.13±0.022 (1993.4;20)	0.1 (20)	2750±170 (14)	4.2 (25)	0 (38)	-7.0[i]c
	1500±250 (3)	0.38 (1995.2;14)	0.123 (14)	3200±500 (20)	4.4 (10;28;29;30)	0.34 (28)	-8.1[i]c
	1600±100 (9)			<2365>[h]c	**<4.3>**	0.51 (10)	-8.47[i]c (14)
	~2080±120 (10)			**<2750>**		0.57 (10)	-8.5[g]c
						≤0.64 (30)	-8.8[i]c (20)
						0.95 (38)	**<-8.45>**
						0.99±0.03 (29)	
						<0.57>	
HR Del	460 (6)	1.8 (1981;5)	0.133 (19;5)	807[h]c	3.3 (26;27)	0.2 (5)	-5.05 (19;5)
	520 (5)	Zarf küresel değil.		825 (5)	3.5 (25)	0.3-0.69 (37)	-6.1[i]c
	550 (8)			851 (19)	3.8 (2)	0.45 (39)	**<-5.6>**
	<510>			**<828>**	4.6 (1)	0.56 (2;26)	
					4.8 (5)	0.92 (40)	
					<4>	**<0.53>**	
DQ Her	<289.4> (11)	1.75[d]/1.35[e] (1940.62;3)	0.228 (19;5)	200-260 (11)	1.3 (25;26)	0.16 (2;26)	-5.2- -5.8 (11)
	315 (5)	2.0[d]/1.5[e] (1942.6;3)	0.26 (3)	230 (19)	1.4 (31;27)	0.2 (5)	-6.1[i]c
	320±20 (12)	3.8[d]/3.13[e] (1951.67;3)	<0.303[d]/0.235[e]> (11)	265 (3)	**<1.35>**	0.24 (37)	-6.2 (19;5)
	325 (3)	5.2[d]/4.2[e] (1956.66;3)		290 (5)		0.3 (24)	-6.4[g]c
	<312.4>	7.8[d]/6.13[e] (1967.43;3)		300 (23)		0.35 (37)	-7.3[i]c (12;24)
		9.2[d]/7.0[e] (1977.37;3)		302 (19)		0.40 (23)	≧-7.3 (24)
		10.5 (1981;5)		320 (24)		**<0.28>**	**<-6.5>**
		10.6[d]/7.6[e] (1984.60;3)		<277>			
		Zarf eliptik (12)		420±100 (12)			
				485±50 (24)			
				~500 (24)			
				<468>			
				<315>			
V446 Her	**1235** (1)	4.5 (1984;1)	0.188c (1)	**1390** (1)	**2.75** (1)	0.8 (1)	-8.7 (1)
						1.7±0.5 (2;26)	-9.2[i]c
						<1.25>	**<-8.95>**
V533 Her	580 (5)	1.6 (1981;5)	0.089 (19;5)	1330 (1)	3.0 (27)	0 (35)	-7.14[i]c (1)
	1050 (1)	3.5 (1984;1)	0.167c (1)	1376 (5)	3.5 (1)	0.2 (5)	-7.45 (19;5)
	<815>±235			1412 (19)	**<3.25>**	0.25 (2;26)	-7.7 (1)
				1030[b]c (1)		0.6 (1)	-7.8[i]c
				1935[b]c (5)		0.62 (41)	-8.5[i]c (5)
				<1415>		**<0.33>**	**<-7.7>**
CP Lac	1300 (2)	11.25c (1981;2)	0.25 (2)	1000±100 (2)	**2.1** (25)	0.8 (5)	-9.15[i]c (2)
	1600 (5)	11.3[f] (1981;5)		1225[b]c		1.44 (34)	-9.5[i]c
	<1450>			1340 (19)		1.5±0.1 (2;26)	-9.6[i]c
				<1190>		**<1.25>**	-9.6 (2)
							-9.8[i]c (19)
							<-9.5>
DK Lac	**1075** (1)	2.0 (1984;1)	0.059c (1)	**3855** (1)	**5.0** (1)	1.17 (34)	-9.2[i]c
						1.2±0.2 (2;26)	-9.35 (1)
						1.4 (1)	**<-9.3>**
						<1.26>	

Çizelge 4. (Devamı)

Nova	Patlama Hızı V_{exp} (km/s)	Zarf Yarıçapı (″)	Genişleme Oranı (″/yıl)	Uzaklık[a] d (pc)	Max. Parlaklık m_v(max) (kadir)	Absorpsiyon A_v (kadir)	Max.Mutlak Parlaklık M_v(max) (kadir)
BT Mon	**800** (5)	3.8 (1981;5)	0.090c (5)	**1865** (5)	**4.5** (32;27)	0.6 (26;35) 0.63 (2) **<0.62>**	**-7.5**[i]c (5)
GK Per	**1200** (3)	5.9 (1917.86;3) 9.75 (1934.75;3) 11.25 (1943.73;3) 11.7 (1949.70;3) 13.9 (1959.96;3) 16.4 (1977.7;3) 18.0 (1984.6;3) 41.5 (1981;5) Zarf küresel değil.	0.519 (19;5) 0.54 (2) 0.65 (3)	390 (3) 470 (19) 487 (5) 490 (19) **<460>**	**0.2** (25;26)	0.3 (5) 0.7±0.15 (2;26;33) **<0.5>**	-8.55 (19;5) -8.6[i]c -8.9 (11) **<-8.7>**
RR Pic	400 (2) 475 (5) **<437.5>**	11.5 (1981;5) Zarf küresel değil.	0.205 (19;5) 0.21 (2)	400 (2) 450[h]c 457 (19) 480 (19) 490 (5) **<455>**	1.0 (25) 1.2 (5;26;27) **<1.1>**	0.03 (37) 0.04 (2;26) 0.2 (5) 0.6 (37) **<0.22>**	-6.9 (2) -7.3 (19;5) -7.4[i]c **<-7.2>**
CP Pup	700 (2) 710 (5) **1600** (13)	2.78 (1955;13) 7 (1980.2;21) Zarf küresel (2)	0.183 (19;21) 0.21 (2) 0.214 (13)	835 (5) 851 (19) 1500 (2) 1600 (21) 1710[h]c **<1600>**	0.2 (27) 0.4 (5) 0.5 (25) **<0.37>**	0.24 (21) 0.3 (5) 0.8±0.2 (2;26) 0.81 (35) **<0.54>**	-9.55 (19;5) -11.05[i]c (2) -11.2[i]c (21) -11.3[i]c -11.5 (2) **<-11.3>**
FH Ser	425 (14) 560 (15) 700 (8) 1100 (6) **<762.5>±337.5**	0.985 (1994.6;14) 1.85 (1984.6;15) 2.0 (1981.5;19) 2.65 (1989.66;15)	0.040 (14) 0.128 (15) 0.136 (15) 0.175 (19;5) 0.176 (15)	645 (5) 676 (19) 850±50 (15) 2230 (14) **<725>**	4.4 (5;15;26) 4.5 (25) **<4.45>**	1.05 (15) 1.8-2.1 (15) 2.06 (15) 2.22 (34) 2.3 (2;26) 2.4 (37) 2.8 (5) **<2.11>**	-6.8[i]c (19;5) -7.0[i]c -7.2 (15) -7.3[i]c (15) -7.55 (19;5) -9.4[i]c (14) **<-7.2>**
XX Tau	**650**? (1)	1.45 (1995.6;14) 2.2 (1984;1)	0.021 (14) 0.039c (1)	**3555** (1) 6490 (14)	**6.0** (1)	**1.3** (1)	**-8.05** (1) -9.36 (14)
RW UMi	**950**? (1)	1.0 (1984;1) 1.47 (1995.2;14)	0.037c (1) 0.038 (14)	5250 (14) 5470 (1) **<5360>**	**6.0** (27)	**0.1** (1)	-7.7[i]c (14) -7.75[i]c -7.8[i]c (1) ≤-7.85 (1) **<-7.8>**
LV Vul	**860** (1)	2.8 (1984;1)	0.175c (1)	**1040** (1)	4.5 (1;26) 5.2 (25) **<4.85>**	1.2 (1;2) 1.65 (34) 1.7 (26) **<1.52>**	**-6.8** (1)
PW Vul	**470±60** (16)	0.55 (1993.6;16)	0.12±0.01 (16)	**1600±200** (16)	6.3 (33) 6.4 (25;26) **<6.35>**	1.35 (34) 1.4 (26) 1.5±0.45 (37) **<1.49>**	-6.2[i]c (16) -6.3±0.3 (16) **<-6.25>**
QU Vul	1000 (17) 1375 (18) 1380 (17) 1440±100 (18) 1570 (18) ~1700 (18) **<1285>±285**	0.41 (1994.5;14) Zarf küresel değil (22)	0.043 (14)	**6300**[h]c (14)	5.1 (33) 5.5 (18) 5.6 (22;25) 5.7 (17) **<5.48>**	1.5 ±0.11 (18) 1.83±0.3 (42;22) 1.86±0.16 (33) **<1.73>**	-10.25[i]c (14)

[a] Sadece "genişleme paralaksı yöntemi" ile bulunan uzaklıklar.

[b] log (V_{exp}) [km s^{-1}] = 3.49 (±0.08) – 0.38 (±0.05) log (t_3) [gün] formülden hesaplanmıştır (Esenoğlu 1996).

[c] M_v(max) = -5.332 (±0.415) - 0.003(±0.0004) V_{exp} [km s^{-1}] formülden hesaplanmıştır (Esenoğlu 1996).

[d] Eliptik zarfın büyük ekseni.

[e] Eliptik zarfın küçük ekseni.

[f] Tahmini değer.

[g] Ortalaması alınmış genişleme hızına göre bulunan uzaklıklar.

[h] Hesaplanan genişleme hızına göre bulunan uzaklıklar.

[i] Hesaplanan genişleme hızına ve/veya ortalama uzaklık, maksimumdaki parlaklık ve absorpsiyon değerlerine göre bulunan mutlak parlaklıklar.

[k] Uzaklık, M_v(max) değerinden gidilerek hesaplanmıştır.

Not - Tabloda "c" ile gösterilenler hesaplanarak bulunmuş, "< >" ise ortalaması alınmış değerlerdir. ":" işareti kesin olmayan, belirsiz anlamındadır. Parantez içinde verilen kaynaklar ise şu şekildedir: (1) Cohen 1985; (2) Duerbeck 1981; (3) Duerbeck 1987; (4) Della Valle ve Duerbeck 1993; (5) Cohen ve Rosenthal 1983; (6) Seaquist 1989; (7) Becker ve ark. 1980; (8) Hjellming ve ark. 1979; (9) Iijima ve ark. 1995; (10) Rafanelli ve ark. 1995; (11) Baade 1940; (12) Ferland 1980; (13) Bowen 1956; (14) Bu tez çalışması; (15) Duerbeck 1992; (16) Ringwald ve Naylor 1996; (17) Taylor ve ark. 1987; (18) Rosino ve ark. 1992; (19) Lang 1992; (20) Parasce 1994; (21) Williams 1982; (22) Saizar ve Ferland 1994; (23) Patterson 1979; (24) Martin 1989; (25) Downes ve Shara 1993; (26) Warner 1987; (27) Ritter ve Kolb 1993; (28) Harward ve ark. 1992; (29) Chocholl ve ark. 1993; (30) Barger ve ark. 1993; (31) Williams 1994; (32) Mclaughlin 1945; (33) Andreä ve ark. 1994; (34) Szkody 1994; (35) Selvelli ve ark. 1990; (36) Ciardullo ve ark. 1990; (37) Friedjung 1989; (38) Della Valle ve Livio 1995; (39) Krautter 1981; (40) Drechsel ve ark. 1977; . (41) Doroshenko ve ark. 1971; (42) Saizar ve ark. 1992; (43) Della Valle 1991; (44) Campbell ve Shafter 1995.

$$P = \frac{GM_{WD}\Delta M_{acc}}{4\pi R_{WD}^4} \quad [3]$$

Burada ΔM_{acc} , beyaz cüce yüzeyine yığışan materyalin kütlesi ve R_{WD} de beyaz cücenin yarıçapıdır. Şiddetli patlamalar bu kritik basıncın P_{kritik} ~2×10^{19} dyn cm^{-2} değerini aştığında meydana gelir. Bundan dolayı, yüksek yoğunluklardaki dejenere koşullar altında (ki beyaz cüce yüzeyinde bu koşul sağlanır) nükleer reaksiyonlar ateşlenir. Bu şekilde, termonükleer bir olayla patlayan bir novadaki mutlak parlaklığın ifadesi aşağıda gösterilmiştir.

Bilindiği üzere, patlamada bir çok nova bir süper-Eddington fazına geçer ve luminoziteleri -7.1^m 'i aşar, bu değer bir Chandrasekhar kütlesi beyaz cüce için Eddington luminozitesine karşılık gelir (Livio 1994). Nümerik nova modeli hesaplamalarına göre maksimum luminozite,

$$\frac{L^{max}}{L_\odot} = \beta(M_{WD}, L_{WD}, B, \dot{M}, X_i)(\frac{L_{Edd}}{L_\odot}) \quad [4]$$

ile verilir. Burada M_{WD}, L_{WD} ve B sırasıyla beyaz cücenin kütlesi, luminozitesi ve yüzey manyetik alan şiddetidir; $\dot{M}$, kütle yığışma oranı; X_i, yığışan materyalin bolluğu ve L_{Edd} de Eddington luminozitesidir. [4]'deki β, en fazla beyaz cüce kütlesine hassastır (Livio 1994). Nümerik hesapların sonuçları β ile M_{WD} arasındaki ilişkiyi,

$$\beta(M_{WD}) \cong (\frac{M_{WD}}{0.6M_\odot})^3 \quad [5]$$

şeklinde yaklaşık olarak verebilmektedir (Livio 1994). Patlamada bir novanın bolometrik mutlak parlaklığı, bu aşamadan sonra [4], [5] ve Pogson formülü ile kolayca çıkarılır. Ayrıca, patlamaya yakın novalar için, uygun bir bolometrik düzeltme de BC = -0.1 alınabilir (A ile erken F spektrel tipleri arasındaki süperdevlere benzer şekilde, Allen 1973). Buna göre,

$$M_B^{max} \cong -8.3 - 10.0 log(\frac{M_{WD}}{M_\odot}) \quad [6]$$

ifadesi elde edilir. Bu ifade, bir novanın patlama anındaki bolometrik mutlak parlaklığının beyaz cüce kütlesiyle nasıl değiştiğini gösterir.

4.3. Bir novanın t_3 - iniş zamanı

t_3, novalarda genişleme fazını takip eden evrede,

$$L_{Edd} t_3 \cong \xi \frac{GM_{WD}}{R_{WD}} M_e \quad [7]$$

ile kabaca belirlenebilir (Prialnik 1986; Prialnik&Kovetz 1992). Burada M_e , patlama ile atılmış kütle (yaklaşık olarak zarf kütlesine eşit) ve ξ de birimsiz bir sabittir (ξ=0.7, Ritter ve ark. 1991). [2] ve [7]'den,

$$t_3 = \xi'(\frac{M_e}{R_{WD}}) \quad [8]$$

şeklinde iniş zamanı elde edilir. Burada, ξ' yeni bir sabittir. t_3 ifadesinde, bir çok temel parametre yerine zarf kütlesinin, yani M_e'nin açıklanması yolu izlenir. İlk olarak, nova atıklarından belirlenen bolluk hesabına göre, nova sistemlerindeki beyaz cüceler aslında üzerlerine yığışmış zarfın tümünü atar. Bu yüzden, kolaylık olması bakımından, beyaz cüce üzerine yığışmış bu zarftan atılan kütle (M_e), Termonükleer Model 'de öngörülen yığışmış kütleye (M_{acc}) eşit kabul edilir, yani $M_{acc} \equiv M_e$ alınır (Livio 1994). Termonükleer Model 'deki zarf kütlesi, genellikle beyaz cücenin kütlesinden (M_{WD}), luminozitesinden (L_{WD}), manyetik alan şiddetinden (B), yığışma oranından ($\dot{M}$) ve yığışmış materyalin bolluğundan (X) belirlenir (Prialnik ve ark. 1982; Horne ve Shneider, 1989). Bununla birlikte, biliniyor ki zarf kütlesinin hesaplanmasında esas faktör, yığışmış zarfın alt katmanlarındaki basınçtır. Öte yandan, beyaz cüce için kütle-yarıçap ilişkisi,

$$R_{WD} = 1.12\times10^{-12} R_\odot \left[(\frac{M_{WD}}{M_{Ch}})^{-2/3} - (\frac{M_{WD}}{M_{Ch}})^{2/3} \right]^{1/2} \quad [9]$$

ile verilir (Nauenberg 1972). Burada, M_{Ch}, Chandrasekhar kütlesidir. [3], [8] ve [9] denklemlerinden,

$$t_3 = A(\frac{M_{WD}}{M_{Ch}})^{-1} \left[(\frac{M_{WD}}{M_{Ch}})^{-2/3} - (\frac{M_{WD}}{M_{Ch}})^{2/3} \right]^{3/2} \quad [10]$$

elde edilir. Burada, A, zaman biriminde bir sabittir. Dolayısıyla, t_3 de doğrudan doğruya A'dan belirlenir. Eğer [10] denkleminin düzenlenmesi için, beyaz cüce kütlesi iyi bilinen V1500 Cyg kullanılırsa, burada novanın iniş süresi t_3 = 3.6 gün (Duerbeck 1987), beyaz cüce kütlesi M_{WD} = 1.28 $M_\odot$ (Ritter ve ark. 1991; Livio 1994) ve M_{Ch} = 1.44 $M_\odot$ alınırsa, [10] denkleminden A = 51.3 gün elde edilir (Livio

1994). Bir sistem için bulunan A değeri (12) de yerine konursa,

$$t_3 = 51.3\left(\frac{M_{WD}}{M_{Ch}}\right)^{-1}\left[\left(\frac{M_{WD}}{M_{Ch}}\right)^{-2/3} - \left(\frac{M_{WD}}{M_{Ch}}\right)^{2/3}\right]^{3/2} \qquad [11]$$

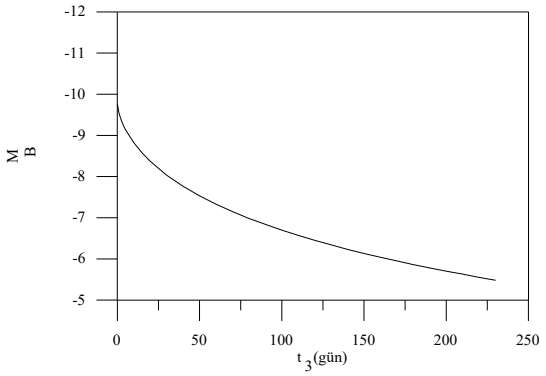
formülü elde edilir. Sonuçta, t_3 ,"gün" biriminde sadece beyaz cüce kütlesine bağlı olmaktadır. Her ne kadar t_3, teorik olarak bulunmuş olsa da, [11] ilişkisinde, beyaz cücenin luminozitesinin ve manyetik alanının etkisi ile yığışma oranının etkisi ihmal edilmiştir. [11] 'in hesaplamalarından görülebileceği gibi, 1.38 $M_\odot$ kütleli beyaz cüceler için $t_3 \cong 0.14^d$ ve 0.5 - 0.6 $M_\odot$ kütleli beyaz cüceler için de $t_3 \cong 250^d$ değerlerine kadar ancak ulaşılabilmektedir.

Ayrıca, yukarıda belirtildiği gibi, A değeri, sadece bir tek sistem (ve en sınırda bir nova, gerçekten de V1500 Cyg, $t_3 = 3.6^d$ değeriyle, bilinen en hızlı nova) gözönüne alınarak hesaplanmıştır. Gelecekte, eğer beyaz cüce kütlesi iyi bir şekilde belirlenen nova sistemleri olursa, birden çok sistem kullanılarak, A sabitinin değeri iyileştirilecektir (Livio 1994). Yığışmış materyalin kimyasal bolluğunun etkisinden dolayı farklı galaksilerde A sabitinin olası değeri de farklıdır.

Son olarak, teorik M_B - t_3 ilişkisini elde etmek için, [11] denklemindeki t_3 , beyaz cücenin kütlesi yerine mutlak parlaklığı ile ilişkilendirilir. Bunun için, [6] ve [11] denklemlerinden,

$$t_3 = 51.3\times 10^{\frac{(M_B+9.76)}{10}}\left[10^{\frac{(M_B+9.76)}{15}} - 10^{\frac{-(M_B+9.76)}{15}}\right]^{3/2} \qquad [12]$$

iniş süresi bağıntısı "gün" olarak elde edilir (Livio 1994). [12] formülü, sade bir ifade ile şu şekilde de gösterilebilir:



Şekil 3. Maksimumdaki bolometrik murlak parlaklık ile iniş zamanı arasındaki ilişki.

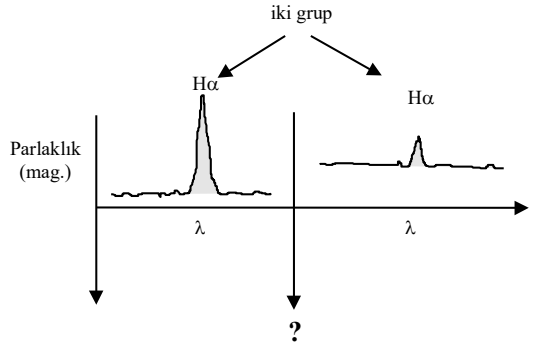
$$M_B(max) = -9.76 + 7.5\log\left[1 + \left(\frac{t_3}{51.3}\right)^{2/3}\right] \qquad [13]$$

[13] bağıntısı, Şekil 3 'de gösterilmiştir. Şekilden görüleceği gibi, teori, ancak $t_3 = 0^d$ için M_B = -9.76^m 'e kadar gidebilmektedir; çok daha parlak (M_B > -9.76^m) novaların hesabında ise tanımsız olmaktadır.

5. Bulgular

5.1. Yeni bir sınıflama

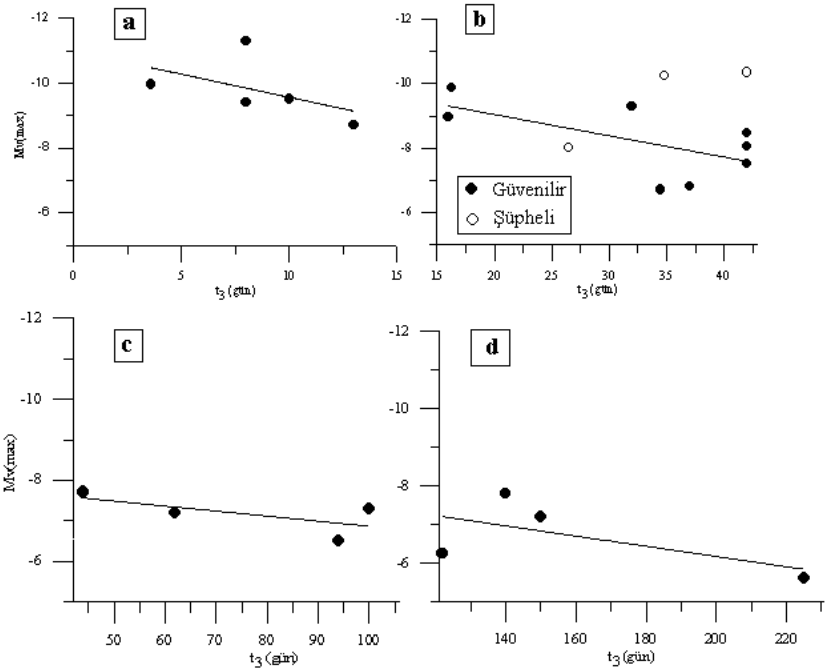
Galaksimizdeki mevcut novaların Hα spektrumlarına bakıldığında, bu çizginin şiddeti ve kontinyum akısına göre bir sınıflama yapılıp yapılamayacağı konusu üzerine çalışılmıştır. Bu yüzden, gözlemler Hα 'da yapılmıştır veya literatürden sadece Hα ile bulunmuş veriler alınmıştır. Kontinyum akısı, doğrudan doğruya novaların luminozitelerine veya bir başka deyişle mutlak parlaklıklarına karşılık gelir. Dolayısıyla, burada, önce diğer galaksilerdeki novalar için bulunmuş ve sonra da Samanyolu'ndaki novalar için yapılmaya çalışılmış maksimum mutlak parlaklık ile iniş oranı bağıntısı söz konusu olmaktadır. Şekil 4 'den görülebileceği gibi, novaların parlak veya sönük ya da büyük luminoziteli veya küçük luminoziteli olarak iki gruba ayrılıp ayrılamayacağı gündeme gelmektedir. Shara (1981), M_B - t_3 ilişkisinin tüm galaksilerdeki novalar için aynı olduğunu söylemesine karşın, Ciardulla (1990), M31 galaksisindeki novalar için yaptığı Hα gözlemlerinden yola çıkarak, bu galaksideki novaların Hα'daki parlaklıkları ile iniş hızları arasında bir ilişkinin olmadığını belirtmiştir. Çalışmamızda, sadece Hα'daki nebular genişleme paralaksı verileri kullanılarak, maksimum mutlak parlaklıklar ve iniş hızları arasında bir ilişki bulunmuştur. Aşağıda açıklanan bu ilişki de galaktik novaları iki gruba ayırmaktadır.



Şekil 4. Bu sınıflama çalışmasına neden başlanıldığının öngörüsünü ifade

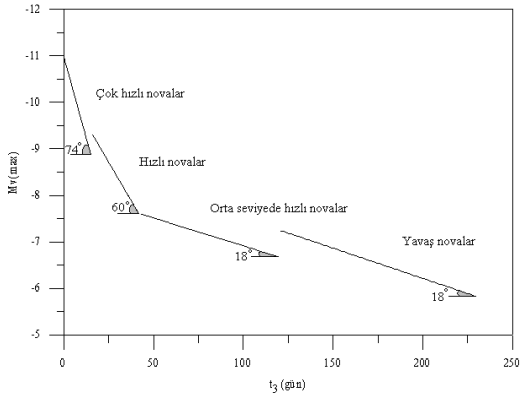
Çizelge 5. 24 novanın hız sınıfı tanımına göre t_3 ve M_v(max) değerleri.

Nova	Çok Hızlı Novalar $t_3 \leq 15$		Nova	Hızlı Novalar $16 \leq t_3 \leq 42$		Nova	Orta Seviyede Hızlı Novalar $43 \leq t_3 \leq 120$		Nova	Yavaş Novalar $121 \leq t_3 \leq 230$	
	t_3	M_v(max)		t_3	M_v(max)		t_3	M_v(max)		t_3	M_v(max)
V603 Aql	8	-9.4	V500 Aql	42	-10.35	T Aur	100	-7.3	HR Del	225	-5.6
V1500 Cyg	3.6	-9.95	V1229 Aql	34.5	-6.7	DQ Her	94	-6.5	RR Pic	150	-7.2
CP Lac	10	-9.5	QZ Aur	26.5	-8.0	V533 Her	44	-7.7	RW UMi	140	-7.8
GK Per	13	-8.7	V476 Cyg	16.25	-9.86	FH Ser	62	-7.2	PW Vul	122	-6.25
CP Pup	8	-11.3	V1974 Cyg	42	-8.45						
			V446 Her	16	-8.95						
			DK Lac	32	-9.3						
			BT Mon	42	-7.5						
			XX Tau	42	-8.05						
			LV Vul	37	-6.8						
			QU Vul	34.8	-10.25						

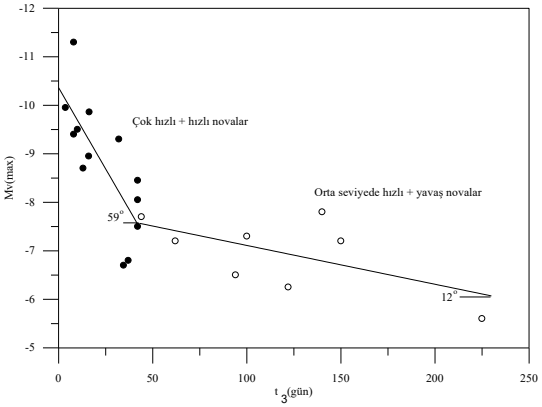


Şekil 5. a) Çok hızlı novaların Mv(max)-t_3 ilişkisi. Doğrusal fit: Mv(max)=-10.98+0.14 t_3 Korelasyon katsayısı: R=0.50
b) Hızlı novaların Mv(max)-t_3 ilişkisi. Mv(max)=-10.36+0.066t_3 (siyah noktalardan), R=0.62
c) Orta seviyede hızlı novaların Mv(max)-t_3 ilişkisi. Mv(max)=-8.11+0.012 t_3 , R=0.66
d) Yavaş novaların Mv(max)-t_3 ilişkisi. Mv(max)=-8.11+0.013 t_3 , R=0.61

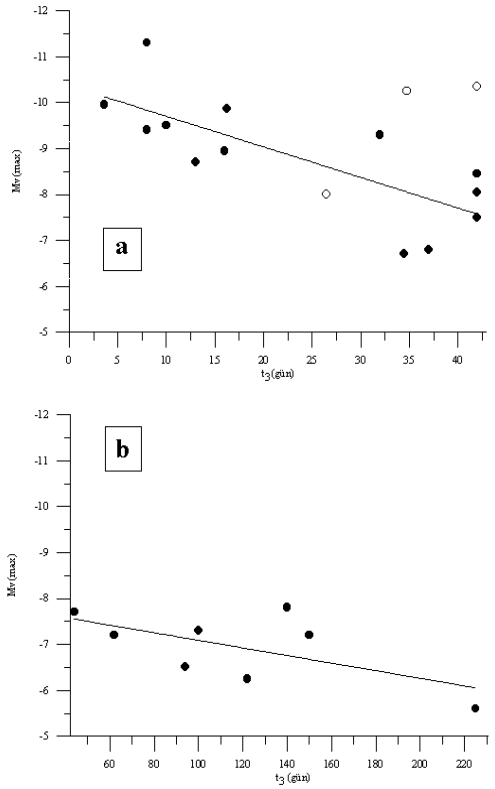
Önce, MMRD ilişkisi için kullanılacak novalar, hız sınıfına göre, 4 grup şeklinde Çizelge 5 'de verilmiştir. Çizelge 5 'de, Payne-Gaposckin'in (1957) hız sınıfı tanımı esas alınarak, her gruptaki novaların t_3 ve M_v(max) değerleri verilmiştir. Çizelge 5 'e göre, 4 grup nova için M_v(max) -t_3 ilişkisi Şekil 5a, b, c ve d'de gösterilmiştir. Sonra, 4 grup nova sınıfı için elde edilen M_v(max) - t_3 ilişkileri birbirleriyle karşılaştırılmıştır. Çok hızlı, hızlı, orta seviyede hızlı ve yavaş novaları temsil eden doğrusal fitler, aynı bir grafikte, Şekil 6 'da gösterilmiştir. Her bir doğrunun eğim açısı da belirtilmiştir. Şekil 6 'da, orta seviyede hızlı novalar ile yavaş novaların eğimlerinin (18^o) aynı olduğu görülmektedir ve çok hızlı novalar ile hızlı novaların eğimlerinden de oldukça küçüktür. Çok hızlı novaların eğimi 74^o ve hızlı novaların ise 60^o olup birbirlerine yakındır. Bu gözlem sonuçlarına dayanarak, hızlı novaları çok hızlı novalar grubuna dahil edip bir grup, aynı eğime sahip orta seviyede hızlı novaları, yavaş novalar ile birleştirip ikinci bir grup olarak ele almak mümkün gözükmektedir. Yani, bu aşamada galaktik novalar, Hα'daki gözlemlerinden bulunmuş mutlak parlaklıklarına ve t_3 değerlerine göre iki gruba ayrılabilmektedir. Bu durumda, çok hızlı ve hızlı novaların birleştirilmiş hali (Grup I), Şekil 7a 'da ve orta seviyede hızlı novalar ile yavaş novaların birleştirilmiş hali de (Grup II) Şekil 7b 'de gösterilmiştir. Sonra, her iki grubu birbirleriyle mukayese etmek için de, iki grubu temsil eden doğrusal fitler, eğim açıları ile birlikte Şekil 8 'de çizdirilmiştir. Şekil 8 'e bakıldığında, Grup I için 59^o ve Grup II için 12^o 'lik eğim açıları ile, galaktik novaların iki gruba ayrıldığı açık bir şekilde görülmektedir.



Şekil 6. Dört grup novayı temsil eden fitler eğim açıları ile birlikte görülüyor.



Şekil 8. Novaların iki grup şeklinde ayrılışını temsil eden fitler eğim açıları ile birlikte görülüyor.



Şekil 7. a) Çok hızlı novaların bir grup olarak Mv(max)-t_3 ilişkisi. Doğrusal fit: Mv(max)=-10.36+0.067 t_3
Korelasyon katsayısı R=0.76
b) Orta seviyede hızlı ve yavaş novaların ikinci bir grup olarak Mv(max)-t_3 ilişkisi. Mv(max)=-7.91+0.008 t_3 , R=0.76

5.2. Yeni sınıflamanın fizik açıklaması

Bu şekilde ortaya çıkan iki ayrı grubun, fizik olarak bir anlam ifade edip etmediğini araştıralım. Şekil 8 'e bakıldığında, Grup II novaları Grup I 'den mutlak parlaklık değeri olarak yaklaşık -6.5^m ile -7.5^m civarında açıkça ayrıldığı görülüyor. Bu, sıradan bir değer olmayıp çok önemli bir sonuçtur ki sadece kütleye bağlı olan "Eddington luminozitesi" ne karşılık gelir ve beyaz cüce kütlesine (0.5 - 1.4 $M_\odot$) göre de -6^m ile -7.1^m (veya 0.7×10^{38} - 2×10^{38} erg s^{-1}) arasında değişir (bkz. Bölüm 4.1). Bu durumda, hızlı novaların, yani Grup I novalarının luminoziteleri patlama esnasında Eddington limitinden çok büyük olmakta (>-7.1^m), yavaş novalara gidildikçe luminozite azalmaktadır (≤-7.1^m) ve Grup II novalarının ayrıldığı nokta da bu yüzden Eddington limitine karşılık gelmiştir. Gerçekten, Şekil 8'den de görüldüğü gibi, novaların patlamadaki ışıma güçleri temel alındığında, galaktik novalar gruplaşma göstermektedir. Şiddetli patlama gösteren novaların luminoziteleri Eddington limitinin çok üzerinde olduğundan, Grup I novaları "süper Eddington novalar" olarak ve patlama sırasında yaklaşık Eddington limiti civarında bir luminoziteye sahip Grup II novaları "Eddington novalar" olarak isimlendirilmiştir. Sonuç olarak, bu çalışma ile, gözlemlerden bulunan novaların gruplaşmasını fizik bir parametreye, yani Eddington luminozitesine bağlayarak, galaktik novalar için "patlamada sahip oldukları luminozitelerini temel alan yeni bir nova sınıflaması" tanımlanmış olmaktadır.

Bu yeni sınıflamanın fotometrik ve tayfsal parametreler açısından özellikleri Çizelge 6'da verilmiştir.

5.3. Teori ile karşılaştırma

Galaktik novaların gruplaşması, M_v - t_3 ilişkisi ile Şekil 8'de gösterilmişti. Şekil 9'da, bu gözlemsel ilişki, daha önce verilen teorik M_B - t_3 ilişkisi (Bkz. Bölüm 4) ile karşılaştırılmıştır. Teorik MMRD ilişkisindeki maksimum mutlak parlaklıklar bolometrik olduğundan, gözlenen mutlak parlaklıklar da, BC=-0.1^m (Allen 1973) için bolometrik düzeltme yapılmıştır. Şekilde, süper Eddington novalar (Grup I) siyah punto ile, Eddington novalar (Grup II) içi boş daire ile gösterilmiştir. Şekilden de görüleceği gibi,

Çizelge 6. Yeni nova sınıflama metodunun tanımı.

Yeni metoda göre nova sınıfı	Fotometri parametreleri				Tayf parametreleri	
	Nova hız sınıfı	t_3 (gün)	t_2 (gün)	V_d (m/gün)	M_{bol}(max) (m)	Luminozite (erg s^{-1})
Süper Eddington Novalar	Çok hızlı ve hızlı	0 - 42	0 - 25	0.08 - ≥0.20	> -7.1	> 2.2×10^{38}
Eddington Novalar	Orta seviyede hızlı ve yavaş	43 - 230	26 - 150	0.013 - 0.07	≤ -7.1	≤ 2.2×10^{38}

galaktik novaların gözlem sonuçları teori ile uygunluk sağlamaktadır.

5.4. M_v - t_2 ilişkisi

Galaksimizdeki novaların MMRD ilişkisi, nebular genişleme paralaksı verileri ile ilk defa, Cohen ve Rosenthal (1983; Cohen 1985) tarafından yapılmıştır. Kullanılan toplam nova sayısı 19'dur. Bunlardan 11 tanesi güvenilir, diğerleri ise şüphelidir. 19 nova için, en küçük kareler yöntemi kullanılarak bulunan M_v - t_2 ilişkisi,

$$M_v(max)=-10.70(\pm0.30)+2.41(\pm0.23)\log t_2 \quad [14]$$

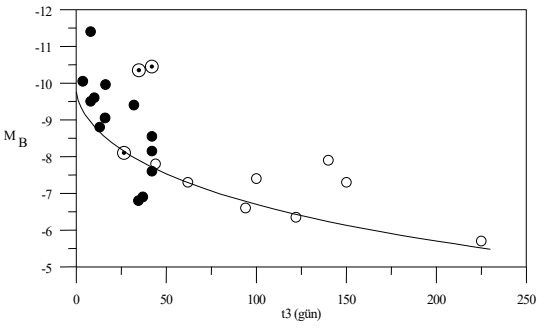
şeklinde doğrusal bir fit bulunmuştur. Çalışmamızda, Cohen'in (1985) sonuçları, ilave yeni veriler ile test edilmiştir. Bu amaçla, toplam 24 novanın nebular genişleme paralaksı yöntemi kullanılarak bulunmuş mutlak parlaklıklar ile t_2 arasındaki ilişkiye bakılmıştır. Bu ilişki, Şekil 10'da gösterilmiştir. Güvenilir 21 novadan elde edilen en iyi fit (korelasyon katsayısı, R = 0.84),

$$M_v(max)=-11.03(\pm0.47)+2.27(\pm0.33)\log t_2 \quad [15]$$

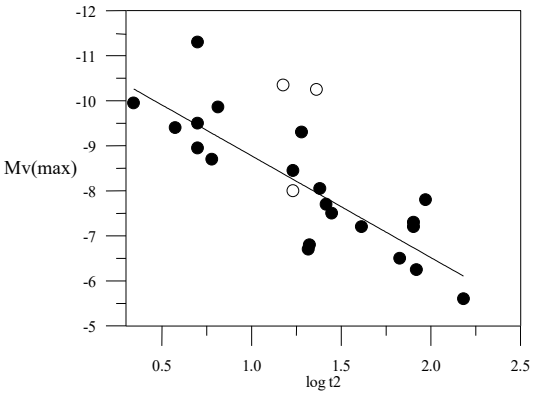
şeklinde elde edilir. [15] bağıntısı, Cohen'in (1985) [14] nolu ifadesi ile, verilen hata sınırları içinde, aynı olarak elde edilmiştir. Dolayısı ile, diğer galaksilerdeki novaların M_v - t_2 ilişkisinde bulunan ters "S" şeklinin aksine (Bkz. Şekil 13), galaktik novalarda MMRD ilişkisi doğrusal olmaktadır. Sonuç olarak, Cohen'in bulduğu doğrusal ilişki, bu çalışma ile desteklenmiştir.

5.5. M31 galaksisindeki novalar ile bir karşılaştırma

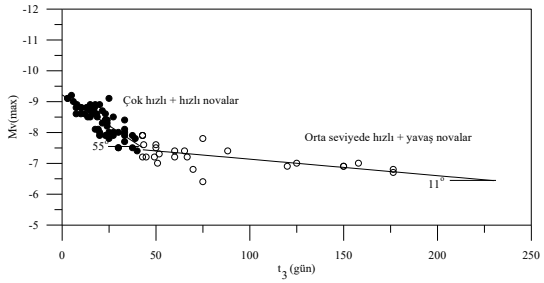
Galaktik novaların iki grup olarak ayrılmalarının bir karşılaştırılması, üzerinde en çok çalışılan M31 galaksisindeki novalar için yapılmıştır. Bu galaksideki 84 novaya ait gözlemsel büyüklükler Della Valle ve Livio'dan (1995) alınarak elde edilen MMRD ilişkisi Şekil 11'de gösterilmiştir. Şekilden görüldüğü gibi, bu galaksideki novalar da iki grup olarak toplanmışlardır. İki grubun ayırım noktası Galaksimizde olduğu gibi Eddington limitidir. Bu durumun diğer galaksilerle genelleştirilip genelleştirilemeyeceği ayrı bir çalışma konusudur.



Şekil 9. Süper Eddington novalar (siyah noktalar-güvenilir; içi boş noktalı olanlar-şüpheli) ile Eddington novalar (içi boş daireler teorik eğri (sürekli çizgi) ile birlikte görülüyor. Her iki grup novaların BC=-0.1 için bolometrik düzeltme yapılmıştır.



Şekil 10. Galaktik novaların MMRD ilişkisi. Güvenilir 21 novadan (siyah puntolu) geçirilen fit sürekli çizgi ile gösterilmiştir. Şüpheli 3 nova (içi boş daireler) göz önüne alınmamıştır.



Şekil 11. M31'deki 84 novanın iki gruba ayrılması.

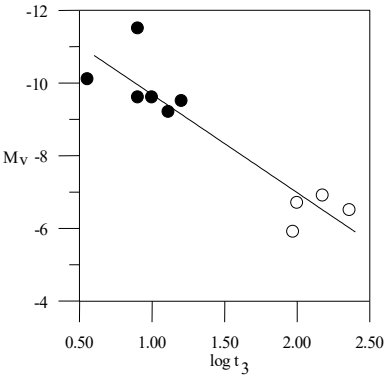
6. Tartışma ve Sonuçlar

Kataklismik değişenlerin bir alt sınıfına dahil olan novaların luminoziteleri iki açıdan önemlidir. Birincisi, bu büyüklük nova patlamalarının fiziğinin çalışılmasına imkân verir. Örneğin, patlamalar sırasında ortaya çıkan enerjiler ve dışarı atılan kütleler, luminoziteye ve böylece uzaklıklara bağlıdır. İkincisi ise, galaksiler arası uzaklık ölçeğinin kalibrasyonu açısından önemlidir. Örneğin, maksimum ışıkta, parlak novalar, klasik sefeidlere göre daha büyük optik parlaklıklara sahiptirler ve böylece uzaklıklarını bulmak çok daha kolaydır.

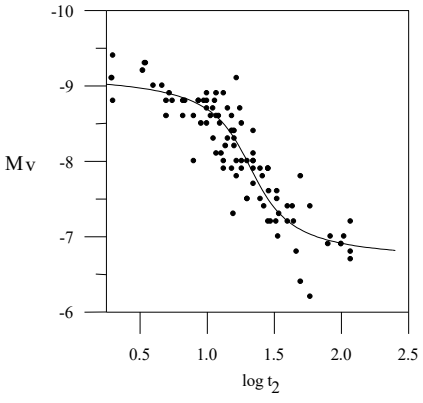
Görüldüğü gibi, novaların luminoziteleri dolayısı ile mutlak parlaklıkları novalar için çok önemli bir parametre olmasına rağmen, bulunacak mutlak parlaklıklardan (veya uzaklıklardan) novalara ilişkin yeni güvenilir sonuçların ortaya konabilmesi, ancak bu büyüklüğün nebular genişleme paralaksı yöntemine göre elde edilmesiyle olasıdır.

Bu noktadan hareketle, Galaksimizde bugün için bilinen 216 novadan ancak 24 tanesinin bu koşula uygun olduğunu gördük. Dolayısı ile bu çalışma, söz konusu 24 novaya ait gerek kendi yaptığımız gözlemler gerekse literatürden topladığımız verilerin analizine dayanmaktadır. Böylece çok güvenilir verilerin (özellikle M_v'lerin) araştırılması sonunda ortaya çıkan sonuçları şöyle sıralayabiliriz.

1. Galaktik novaların zarf parlaklıkları Hα'da araştırılmıştır. Hα'da ışıma yapan nova zarfları, parlaklıklarına göre iki gruba ayrıldığı görülmüştür. Hα'daki zarf parlaklıkları olarak, Hα'daki nebular genişleme paralaksı ile elde edilen maksimumdaki mutlak parlaklıklar (M_v) alınmıştır. M_v'ler ile t_3'ler arasındaki MMRD ilişkisi her bir nova sınıfına uygulandığında, söz konusu gruplaşma açık bir şekilde görülmektedir (Bkz. Şekil 8). Bu gruplaşmanın ayırımı Eddington limiti ile uyuşmaktadır. Zarfları parlak novalar, sönük novalardan Eddington limitinden itibaren ayrılmaya başlamıştır. Gözlem sonuçları, teori ile de uyum içindedir (Bkz. Şekil 9). Diğer taraftan, elde edilen sonuç Duerbeck'in (1981) çalışmasını desteklemektedir. Duerbeck (1981), 100 galaktik novanın ışık eğrilerinin davranışını temel alarak, 31 novanın M_v - t_3 ilişkisinden bunları iki gruba ayırmıştır. Ancak söz konusu çalışmada kullanılan 31 novadan sadece 10'una güvenebileceğimizden, Şekil 12'de bu novalara ait MMRD ilişkisinden iki grubun oluşup oluşmadığına karar vermek zor olabilir. Ancak çalışmamızda değerlendirmeye aldığımız ve verilerine güvendiğimiz 21 novanın MMRD ilişkisinden sonra bu sınıflamanın kesinlik kazandığını ifade edebiliriz (Bkz. Şekil 10). Öte yandan, galaktik novalar için bulduğumuz ikili gruplaşma M31 novalarında da görülmüştür (Bkz. Şekil 11). Böylece, Eddington limitine dayanan yeni nova sınıflaması M31 novaları için de doğru olmaktadır.
2. Diğer galaksilerdeki novalar için, M_v - t_2 ilişkisinin ters "S" şeklinde ortaya çıktığı bilinmektedir (Jacoby ve ark. 1992). Şekil 13'de, M31'den elde edilmiş M_v - t_2 ilişkisi görülmektedir (Della Valle ve Livio 1995). Öte yandan, galaksimizdeki novalarda bu durum farklıdır. Galaktik novaların M_v - t_2 ilişkisi, hiç bir zaman ters "S" şeklinde olmayıp, aksine, doğrusal bir ilişki şeklinde olduğu ilk defa, nebular genişleme paralaksı değerleri kullanılarak, Cohen ve Rosenthal'den (1983; Cohen 1985) sonra bu çalışma ile verilmiştir. Cohen'in (1985) kullandığı yüksek kaliteli nova sayısı 11 iken, çalışmamızda bu sayı 21'e yükselmiştir. Güvenilir noktalardan geçirilen en iyi doğrusal fit, verilen hata sınırları içinde, Cohen'in sonucu ile aynı çıkmıştır (Bkz. Bölüm 5.3).



Şekil 12. Sadece genişleme paralaksı yöntemi ile bulunmuş 10 novanın MMRD ilişkisi.



Şekil 13. Diğer galaksilere ait novaların gösterdiği MMRD ilişkisi.

Teşekkür: HHE, Cooperasyon bursunu sağlayan İtalya Dışişleri Bakanlığı'na teşekkürlerini sunar. Ayrıca, bir yıl süresince konuk ettikleri ve gözlem imkanı sundukları için teşekkür eder. Bu çalışma İstanbul Üniversitesi Araştırma Fonunca desteklenmiştir. Proje No: T - 142/241095

Kaynaklar

Allen C.W., 1973, *Astrophysical Quantities*, p.94
Andreä J., Drechsel H., Starrfield S., 1994, *A&A*, **291**, 869
Baade W., 1940, *PASP*, **52**, 386
Barger A.J., Gallagher J.S., Bjorkman K.S., Johansen K.A., Nordsieck. H., 1993, *ApJ*, **419**, L85
Bath G.T., Shaviv G., 1976, *MNRAS*, **175**, 305
Becker G.J., Duerbeck H.W., 1980, *PASP*, **92**, 792
Bowen S., 1956, *Stellar Spectroscopy and Photometry*, p.338
Campbell R.D., Shafter A.W., 1995, *ApJ*, **440**, 336
Chocholl D., Hric L., Urban Z., Komzik R., Grygar J., Papousek J., 1993, *A&A*, **277**, 103
Ciardullo R., Shafter A.W., Ford H.C., Neill J.D., Shara M.M., Tomaney A.B., 1990, *ApJ*, **356**, 472
Claudi R.U., Cremonese G., 1993a, *Padova and Asiago Observatories*, Handbook, Ver.1.0
Claudi R.U., Cremonese G., 1993b, *At of Fe-Ar lines for the B&C Spectrograph Padova and Asiago Observatories*, Technical Report, No.1.
Cohen J.G., 1985, *ApJ*, **292**, 90
Cohen J.G., Rosenthal A.J., 1983, *ApJ*, **268**, 689
Della Valle M., 1991, *A&A*, **252**, L9
Della Valle M., Duerbeck H.W., 1993, *A&A*, **275**, 239
Della Valle M., Livio M., 1995, *ApJ*, **452**, 704
Doroshenco V.T., Dibai E.A., Esipov V.F., 1971, *SovAstr*, **14**, No 6, 921
Downes R.A., Shara M.M., 1993, *PASP*, **105**, 127
Downes R.A., Webbing R.F., Shara M.M., 1997, *PASP*, **105**, 127
Drechsel H., Rahe J., Duerbeck H.W., Kohoutek L., Seitter W.C., 1977, *A&AS*, **30**, 323
Duerbeck, H.W., 1981, PASP 93, No.552, 165
Duerbeck H.W., 1987, *SpSciRev*, **45**, Nos.1-2.
Duerbeck H.W., 1992, *AcA*, **42**, 85
Esenoğlu H.H., 1996, *Doktora Tezi*, İstanbul Üniversitesi Fen Bilimleri Enstitüsü
Ferland G.J., 1980, *Obs*, **100**, 166
Fınzi A. 1973, *ApJ*, **183**, 183
Friedjung M., 1989, *Classical Novae*, (eds. M.F. Bode, A. Evans), John Wiley&Sons, p.187
Harward T.L., Gehrz R.D., Miles J.W., Houck J.R., 1992, *ApJ*, **401**, L101
Hjellming R.M., Wade C.M., Vandenberg N.R., Newell R.T., 1979, *AJ*, **84**, 1619
Iijima T., Esenoğlu H., Rosino L., 1995, *IAU Cir*. No.6135
Jacoby G.H., Branch D., Ciardullo R., Davies, R.L., Harris W.E., Pierce M.J., Pritchet C.J., Tonry J.L., Welch D.L., 1992, *PASP*, **104**, No.678, 599
Krautter J., Klare G., Wolf B., Duerbeck H.W., Rahe J., Vogt N., Wargau W., 1981, *A&A*, **102**, 337
Lang K.R., 1992, *Astrophysical Data: Planets and Stars*, Spring-Verlag New York, Inc.
Livio M., 1994, *22nd Saas Fee Advanced Course, Interactıng Binaries*, Springer-Verlag, Germany, p.135
Macdonald J., 1983, *ApJ*, **267**, 732
Martin P.G., 1989, *Classical Novae*, (eds. M.F. Bode, A. Evans), John Wiley&Sons
Mclaughlin B., 1945, *AJ*, **136**, 1153
Nauenberg M., 1972, *ApJ*, **175**, 417
Parasce F., 1994, *A&A*, **282**, L13
Patterson J., 1979, *PASP*, **91**, 487
Payne-Gaposchin C., 1957, *The Galactic Novae*, Amsterdam: North-Holland
Prialnik D., 1986, *ApJ*, **310**, 222
Prialnik D., Livio M., Shaviv G., Kovetz A., 1982, *ApJ*, **257**, 312
Prialnik D., Kovetz A., 1992, *ApJ*, **385**, 665
Rafanelli P., Rosino L., Radovich M., 1995, *A&A*, **294**, 488
Ringwald F.A., Naylor T., 1996, *MNRAS*, **278**, 808
Ritter H., Livio M., Webbing R.F., 1991, *ApJ*, **376**, 177
Ritter H., Kolb U., 1993, (eds. W.H.G. Lewin, J. Van Paradijs, E.P.J. Van Den Heuvel) Cambridge University Press
Rosino L., Iijima T., Benetti S., Ambrosio V.D., Di Paolantonio A., Kolotilov E.A., 1992, *A&A*, **257**, 603
Saizar P., Starrfield S., Ferland G.J., Wagner R.M., Truran J.W., Kenyon S.J., Sparks W.M., Williams R.R., Stryker L.L., 1992, *ApJ*, **398**, 651
Saizar P., Ferland G.J., 1994, *ApJ*, **425**, 755
Seaquist E.R., 1989, *Classical Novae*, (eds. M.F. Bode, A. Evans), John Wiley&Sons, pp.143-162
Selvelli P.L., Cassatella A., Bianchini A., Friedjung M., Gilmozzi R., 1990, *Physics of Classical Novae*, (eds. A. Cassatella, R. Viotti), IAUColl:122, 65, Springer-Verlag, Berlin, Heidelberg, Germany
Shara M.M., 1981, *ApJ*, **243**, 926
Szkody P., 1994, *AJ*, **108**, 639

Taylor A.R., Seaquist E.R., Hollis J.M., Pottasch S.R., 1987, *A&A*, **183**, 38
Tomov T.V., Munari, U., 1995, *Atlas for the Neon-Iron lamp 1.22 M Telescope Prism Spectrograph Camera VI + CCD*, Padova and Asiago Observatories, Technical Report, No.9
Warner B., 1987, *MNRAS*, **227**, 23
Webbing R.F. 1985, *Interacting Binary Stars*, (eds. J.E. Pringle, R.A. Wade), Cambridge University Press, p.55
Williams R.E., 1982, *ApJ*, **261**, 170
Williams R.E., Hamuy M., Phillips M.M., Heathcote S.R., Wells L., Navarrete M., 1991, ApJ, **376**, 721
Williams R.E., 1994, *ApJ*, **426**, 279
Williams R.E., Phillips M.M., Hamuy M., 1994, ApJS, **90**, 297

FT Orionis'te Eksen Dönmesi ve Bileşenlerin Kuramsal Modelleri

Mutlu YILDIZ, Cafer İBANOĞLU, Ahmet DEVLEN, Ömür ÇAKIRLI

Ege Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100 Bornova-İZMİR
e-mail: yildiz@astronomy.sci.ege.edu.tr

ÖZET: Yakın çift yıldızlarda çekim etkileri ve dönmenin yıldızların iç yapılarına ilişkin önemli bilgiler verdiği bilinmektedir. Yıldız yapı modelleri ve evrimleri yoğunluk dağılımına bağlıdır. Bazı yıldızlarda yüzeyden merkeze doğru yoğunluğun nasıl değiştiği iki yolla bulunabilmektedir: örten çift yıldızlarda eksen dönmesi ve zonklayan yıldızlarda yıldız sismolojisi. FT Ori örten çifti yörünge dış merkezliği büyük olan bir kaç dizgeden birisidir. Tutulma zamanlarındaki dönemli kaymalardan, yörüngenin basık olduğu gözönünde tutularak eksen dönme öğeleri, ışık eğrilerinin analizinden de bileşenlerin geometrik ve fiziksel öğeleri bulunmuştur.

Maalesef, bu dizgenin spektroskopik yöntemle kütleleri belirlenmemiştir. Bu nedenle, ışık eğrisinden elde edilen bileşenlerin yarıçap oranı ve sıcaklıklarından, fiziksel özellikleri çok iyi belirlenen anakol yıldızları kullanılarak, bileşenlerin kütleleri saptandı ve modelleri yapıldı. Bu işlemle kütle belirlemede hata payı çok yüksektir ve hata miktarı, kimyasal içerik gibi ikincil unsurların yanı sıra, büyük oranda yıldızların anakoldaki evrim evresine bağlıdır. FT Ori göreceli olarak genç bir dizge olmasından dolayıdır ki, gözlenen yıldız verileri kullanılarak bulunan kütlelerin oldukca fazla olduğu saptanmış ve gözlemler ile modellerin en iyi uyuştuğu kütleler her iki bileşen için de bulunmuştur (birinci bileşen için yaklaşık 2.20, ikinci bileşen içinse 1.82 Güneş kütlesi). Elde edilen modellerin geleneksel olarak gözönünde tutulan ikinci harmoniğin yanı sıra üçüncü ve hatta dördüncü harmoniği hesaplanmış ve kuramsal eksen dönme hızı bulunmuştur. Yapılan çalışmanın sonucunda, FT Ori'nin yaklaşık 100 milyon yıllık bir dizge ve eksen dönme döneminin de yaklaşık 500 yıl olduğunu bulduk.

EK Cep ve Yıldız Evrimi

Mutlu YILDIZ

Ege Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100 Bornova-İZMİR
e-mail: yildiz@astronomy.sci.ege.edu.tr

Özet: EK Cep bir çok bakımdan çok özel bir ayrık çift yıldız dizgesidir. Bileşenlerinin fiziksel özellikleri yapılan ışıkölçümsel ve spektroskopik gözlemlerin analizinden çok iyi bilinmektedir. İkinci bileşen Güneş'ten biraz fazla kütlesiyle bir anakol öncesi yıldızdır ve yıldız evrim kuramı için önemli bir sınama niteliği taşımaktadır. Aynı zamanda, 3000 yıllık bir dönemle, dizge eksen dönme hareketi yapmaktadır. Bu çalışmada, bileşenlerin modelleri yapıldı ve dizgenin yaşı yaklaşık olarak 23 milyon yıl olarak bulundu. Gözlemsel ve kuramsal eksen dönme hızı, sırasıyla, ışıkölçümsel gözlemlerden elde edilen tutulma zamanlarından ve bileşenlerin küresel bakışık modellerinden bulundu. Her iki eksen dönme hızı da daha önce başka araştırmacılar tarafından belirlenen hızlardan yaklaşık %30 daha fazla oldukları saptandı. İkinci bileşenin konvektif zarfa sahip olmasından dolayı, konvektif karışım uzunluğu, model yarıçapını gözlenenle çakıştırmak için değiştirildi ve uyum konvektif parametrenin Güneş'tekine kıyasla oldukça küçük bir değeriyle sağlandı. Bu durumdan hareketle, evrimle (aynı zamanda kimyasal içerik ve yıldızın kütlesi ile) konvektif verimliliğin değiştiği tezi ortaya atıldı.

1. Giriş

EK Cep, temel özellikleri iyi bilinen ayrık, örten çift yıldızlardan birisidir (Andersen 1991, 1999). Yörünge dönemi 4,43 gün olan sistemde eksen dönmesi gözlenmektedir ve ikinci bileşen bir anakol öncesi yıldızdır. Ebbighausen (1966) tarafından elde edilen ilk fotoelektrik ışık eğrisi ve Tomkin tarafından yapılan spekrografik gözlemlere dayalı analizler sonucunda, bileşenlerin temel fiziksel özellikleri 2 %'den daha az bir hata ile belirlenmiştir. Başlangıçta, bu sistem üzerine yapılan tartışmalar, göreli olarak küçük kütle oranına rağmen, fazla olan ikinci bileşenin yarıçapının birincininkine oranı üzerine odaklanmış durumdadır. Tomkin, bu durumu, ikinci yıldızın anakol öncesi, birinci yıldızınsa sıfır yaş anakol yıldızı olmasının bir sonucu olarak yorumlarken, Popper (1987) onu destekler ve nihai saptama için ikinci bileşenin tayfından Li bolluğunun elde edilmesini önerir. Martin ve Rebolo (1993) bu gözlemi Li I 6708Å bölgesinde yaparak, ikinci bileşenin Li bolluğunu, anakol öncesi yıldızların bolluğuna yakın bir değer olan logN(Li)=3,1±0,3 bulur. Böylece, $1{,}121\pm0{,}012 M_{\odot}$ kütlesi ve $1{,}315\pm0{,}006 R_{\odot}$ yarıçapı ile ikinci bileşenin bir anakol öncesi yıldız olduğu saptanmış olur.

Bir çok araştırmacı tarafından, yıldız evrim kuramının (YUK) Güneş'in içyapısını oldukca iyi bir şekilde açıkladığı gösterilmiştir. Öte yandan, Güneş'in, yakınlığından ötürü, gözlenen nicelikleri çok hassas olarak tespit edilebilmektedir. YUK'un başka sistemlerde test edilmesi için, tedirgin edilmiş yıldızlar, eğer bunların kütle, yarıçap ve etkin sıcaklık gibi temel fiziksel özellikleri duyarlı bir şekilde tespit edilebiliyorsa, asli bir işleve sahiptir. Temel fiziksel özelliklerinin yanı sıra, incelenecek yıldızın kimyasal içeriğine ve, eğer konvektif zarf varsa, konvektif hücrelerin karışım uzunluğuna gereksinimimiz vardır. Maalesef, çok az yıldızın kimyasal içeriğini biliyoruz, ve, her ne kadar önemli iyileştirmeler yapılıyorsa da, konveksiyonu yeteri kadar iyi betimlemekte güçlük çekiyoruz. Geleneksel olarak, konvektif zarflı yıldızların modellemesinde, karışım uzunluğunun basınç ölçek yüksekliğine oranı olan α, ya Güneş'den elde edilen ya da bir civarında keyfi bir sayı alınır. Bu çalışmada, α, ikinci yıldızın modelinin gözlenen yarıçapla uyumlu olması için, serbest parametre olarak değerlendirildi. Buradan hareketle, temel özellikleri iyi bilinen konvektif zarflı başka yıldızların modelleri de yapılarak, α'nın yıldız kütlesine, zamana, ya da evrimsel evrelere göre nasıl bir bağımlılık gösterdiğinin anlaşılması umulmaktadır.

Bir tedirginlik durumu olarak, eliptik yörüngeli bir yakın çift yıldız sisteminde bileşenler arasındaki etkileşim enberi noktasının dönmesine neden olur. Bu hareketten, yıldızların içerisindeki kütle dağılımının bir ölçütü olan yıldız harmoniklerini belirleyebiliriz. Eğer yıldızların göreli yarıçapları küçükse, görelilik ilerlemesi denilen terim baskın olur. EK Cep, yoldaş yıldızların göreli yarıçapları küçük olduğundan (ikincil yıldızınki 0,0791±0,0002, birincil yıldızınki 0,0950±0,0002), genel görelilik

kuramının etkisini de saptamak için uygun sistemlerden birisidir.

Yıldız harmonikleri kuramsal olarak her yıldızın modelinden hesaplanabilirken, gözlemsel olarak, sistemin birleşik yıldız harmoniğini birinci ve ikinci yıldızların tutulma zamanlarından bulabiliriz. EK Cep sisteminin bileşen yıldızları için sadece Claret vd. (1995) model yapmışlar, ve, kuramsal (0,00108±0,00010 °/cyc) ve gözlemsel (0,00101±0,00015 °/cyc) eksen dönme hızları arasında iyi bir uyum olduğunu göstermişler. Her ne kadar modellerin *içindekiler* benzer de olsa, bu çalışmayla Claret vd.'nin çalışması arasındaki önemli bir fark, *serbest* parametrelere karşı stratejilerimizde saklıdır: 1) α'yı sabit almadık ve ikinci yıldızın model yarıçapını gözlenenle çakıştırmaya çalıştık; 2) Güneş'den daha genç bir yıldızın helyum ve ağır element bollukları Güneş'inkinden daha fazla olmak zorundadır. Aynı yaş ve aynı kimyasal içeriğe sahip olması gereken bileşenlerin gözlenen ve kuramsal özelliklerinden yola çıkarak, sistemin tahmini kimyasal içeriğini ve ikinci yıldız için α'yı elde ettik.

2. Tutulma Zamanlarından Eksen Dönme Hızının Hesabı

Biri dışında, günümüze kadar yayınlanmış 37 tutulma zamanını kullanarak bu sistem için eksen dönme hızını bulduk. Eksen dönme hızı, Yıldız vd. (2000a)'indeki yöntemi kullanarak, (0,00106±0,00010 °/cyc) olarak bulundu. Bulunan eksen dönme hızı, 42%'si görelilik kuramının katkısıdır, Claret vd.'nin bulduğu sonuçla uyumludur. Bu eksen dönme hızı, 4100±400 yıl'lık eksen dönme dönemine denk gelir.

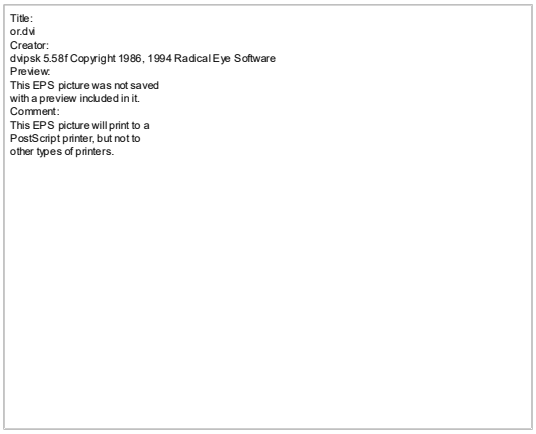
İkinci tutulma derinliği çok sığ olduğu için, kullanılan 7 ikinci tutulma verisindeki belirsizlik birincilere göre daha fazladır. Daha düşük hata ile eksen dönme hızının bulunabilmesi için daha fazla ve daha kaliteli ikinci yıldızın tutulma zamanlarına gereksinim vardır.

3. EK Cep Sistemindeki Bileşenlerin Modelleri

EK Cep sistemindeki yıldızların çekimsel büzülme, anakol öncesi ve anakol evreleri farklı kimyasal içerik ve ikinci yıldız için farklı α ile çalışıldı. Modellerin ayrıntıları hakkında bilgi bu kitapcıkta bulunan, Güneş ile ilgili makalede ve orada sunulan kaynaklarda bulunabilir.

Birincil yıldız, anakol evrimi süresince konvektif bir özeğe sahip olacak kadar yeterince büyük bir kütleye sahiptir (2.02 $M_\odot$) ve enerji üretimi için baskın nükleer çevrim CNO'dur. Bu yıldızın konvektif zarfı bulunmazken, ikinci bileşen 1.12 $M_\odot$'lik kütlesiyle sadece anakol öncesinde değil anakoldaki bütün evrimi boyunca konvektif bir zarfa sahiptir ve pp-çevrimi daha baskındır. Bu demektirki, iki yıldız niteliksel olarak birbirinden farklıdır ve herbiri YUK'un farklı kısımlarını ilgilendirmektedir.

Eğer gökada diskinde bulunan bir yıldızın kimyasal içeriği gözlemlerden tespit edilememişse, yapılacak en iyi şey, Güneş kompozisyonu ile yıldızın modelini yaparak işe başlamaktır. Her iki yıldız için de, Yıldız (2000b)'de sunulan Güneş modellerinden üçüncüsünün kimyasal içeriği (X=0,7045, Z=0,02 ve α'sını (α=1.8825) kullanarak elde edilen modelin evrimsel izleri Şekil 1'de sunulan HR diyagramında sunulmuştur. İlginç olan durum şu ki; anakol civarında, evrimsel olarak, birinci yıldızın ışınımgücü ve yarıçapı hiç bir zaman gözlenenler kadar düşük olmazken, ikinci yıldızın yarıçapı da anakola kıyasla oldukca fazla olmaktadır.



Şekil 1. EK Cep sistemindeki yoldaş yıldızların Güneş değerleriyle elde edilen evrimsel yollarının HR diyagramındaki izi. ★ yıldızların gözlenen konumunu belirtmektedir.

3.1 Birinci Yıldız için Modeller

Birinci yıldızın gözlenen yarıçap ve ışınımgücü, Güneş değerleriyle elde edilen modelinkinden oldukca düşük olduğu için kimyasal içeriği değiştirerek uygun bir model bulmaya çalışabiliriz. Bunun için, hem sabit ağır element bolluğunda (Z) hidrojen (X) ve helyumun (Y) bolluğunu değiştirerek, hem de sabit hidrojen bolluğunda ağır element ve helyum bolluğunu değiştirerek, modelin yarıçap ve ışınımgücünün X ve Z'ye olan duyarlılığını tespit etmemiz gerekmektedir. Bu amaçla elde edilen iki ayrı modeli de kullanarak, bu duyarlılığı saptadık:

$$\left(\frac{\Delta L}{\Delta X}\right)_Z = -66{,}6\,, \quad \left(\frac{\Delta L}{\Delta Z}\right)_X = -414;$$

$$\left(\frac{\Delta R}{\Delta X}\right)_Z = 0{,}314\,, \quad \left(\frac{\Delta R}{\Delta Z}\right)_X = 11{,}8$$

Hidrojen bolluğu fazla olan bir model daha az olan bir başka modelden daha düşük bir merkez sıcaklığında hidrostatik dengeye ulaştığından nükleer tepkimeler göreceli olarak daha az gerçekleşmektedir ve bu nedenle ışınımgücünün X'e göre türevi eksi bir sayı olmaktadır. Işınımgücünün Z'ye göre türevinin eksi işaretli olmasının nedeni ise opasitenin Z'ye fazlaca bağımlı olmasından kaynaklanmaktadır.

Bu türevleri kullanarak, birinci yıldızın modelini gözlemlerle çakıştırmak için gerekli olan X ve Z'yi bulabiliriz: X=0,765 , Z=0,0155. Yine birinci yıldızın özelliklerinden yola çıkarak, uygun kimyasal içeriği Claret vd. X=0,705 ve Z=0,015 bulurken, Gimenez ve Margrave X=0,80 ve Z=0,02 bolluğunu yeğlemektedirler. Her ne kadar bu değerler gözlemle kuramı uyumlulaştırıyor görünse de, kabul edilebilir değildirler. Çünkü, çok genç olduğunu bildiğimiz bu yıldızların, gökada diskinin evrimini gözönünde tutarak, hidrojen bolluğu Güneş'in başlangıç hidrojen bolluğundan daha az, ağır element bolluğu da daha fazla olmak durumundadır. Güneş civarında yapılan çalışmalardan elde edilen sonuca göre, Güneş'in oluşumundan bu yana helyum bolluğundaki artış ağır element bolluğundaki artışın yaklaşık dört katıdır (Tosi 1995).

3.2 İkinci Yıldız için Modeller

Birinci yıldız modelinin hidrojen ve ağır element bolluğuna karşı duyarlılığını tespit etmek için kullanılan kimyasal bolluklar, ikinci yıldız modeli için de kullanılarak, yarıçap ve ışınımgücünün, HR diyagramında anakoldan önceki maksimum noktasında, X ve Z'ye göre türevlerini bulduk:

$$\left(\frac{\Delta \log L_{max}}{\Delta \log X}\right)_Z = -3{,}2\,, \quad \left(\frac{\Delta \log L_{max}}{\Delta \log Z}\right)_X = -0{,}42;$$

$$\left(\frac{\Delta \log R_{max}}{\Delta \log X}\right)_{Z,\alpha} = -0{,}95\,, \quad \left(\frac{\Delta \log R_{max}}{\Delta \log Z}\right)_{X,\alpha} = -0{,}13$$

Birinci yıldızın modelini gözlemle uyumlu yapan kimyasal içerikle ikinci yıldız için elde ettiğimiz model, ikinci yıldızın gözlemleri ile tutarlı olmamaktadır.

İkinci yıldızda konvektif zarfda bulunduğundan, X ve Z ile birlikte α'da bilinmeyen bir niceliktir. Güneş'den elde edilen α değeriyle yapılan ikinci yıldız modelinde yarıçap çok düşük olduğu için daha küçük bir α'ya gereksinimimiz vardır. Aynı kimyasal içeriğe, fakat farklı α değerlerine sahip iki ayrı modelin yine aynı noktadaki farklarından, yine ışınımgücü ve yarıçapın α'ya olan duyarlılığını bulabiliriz:

$$\left(\frac{\Delta \log R_{max}}{\Delta \log \alpha}\right)_{X,Z} = -0{,}31\,, \quad \left(\frac{\Delta \log L_{max}}{\Delta \log \alpha}\right)_{X,Z} = -0{,}1$$

α'daki 0,3'lük bir azalma, en azından anakol ve yakınında etkin sıcaklıkta 100°K'lik bir düşmeye neden olmaktadır. Bu durum, neden küresel kümelerdeki yıldızların yüzey sıcaklığının modellerden 250°K daha sıcak olduğunu açıklayabilir.

Birinci yıldızın kabul edilebilir bir kimyasal içerikli modeli gözlenen niceliklerle uyuşmadığı için, bize asıl bilgiyi ikinci yıldızın modelleri ile gözlenen nicelikleri arasındaki farklar vermektedir. Bu durumda, bulmaya çalıştığımız üç belirsiz nicelik varken (X, Z ve α), iki denklemimiz vardır:

$$L_{göz} = L_0 + \frac{\Delta L_{max}}{\Delta X}\delta X + \frac{\Delta L_{max}}{\Delta Z}\delta Z + \frac{\Delta L_{max}}{\Delta \alpha}\delta \alpha,$$

$$R_{göz} = R_0 + \frac{\Delta R_{max}}{\Delta X}\delta X + \frac{\Delta R_{max}}{\Delta Z}\delta Z + \frac{\Delta R_{max}}{\Delta \alpha}\delta \alpha$$

Burada, $L_{göz}$ ve $R_{göz}$, sırasıyla, ikinci yıldızın gözlenen ışınımgücü ve yarıçapıyken, L_0 ve R_0 ise, herhangi bir modelin anakol öncesi maksimumdayken sahip olduğu ışınımgücü ve yarıçapıdır. Eğer L_0 ve R_0'ı Güneş değerleriyle elde edilen modelden alırsak, δX, δZ, $\delta \alpha$ Güneş değerleri ile bu sistem arasındaki farkları belirtir.

Bilinmeyenleri çözebilmemiz için gereksinim duyduğumuz üçüncü denklemi oluştururken, hareket noktamız birinci yıldız modelinin gözlemlere kıyasla daha büyük ve daha parlak, ikinci yıldızın modelininse daha küçük ve daha sönük olmalarıdır. Bu demektirki, birinci yıldız anakoldaki ışınımgücü ve yarıçapın minimum olduğu noktaya yakın bir evrimsel süreçte olmalı, ikinci yıldızda anakol öncesi maksimum noktasına çok yakın olmalıdır. Sistemin tek bir yaşı olacağından hareketle,

$\tau = t_1 - t_2$

yazabiliriz. Burada, t_1, herhangi bir kimyasal içerik ile elde edilmiş birinci yıldız modelinin, çekimsel çökme evresinden anakolda ışınımgücünün minimum olduğu noktaya kadar geçen zamandır. t_2 ise, aynı kimyasal içerik ve herhangi bir α ile yapılan ikinci yıldız modelinin, başlangıçdan anakol öncesinde ışınımgücünün maksimum olduğu noktaya kadar geçen süredir. Doğal olarak, τ=0 olmalıdır:

$$\tau = 0 = \tau_0 + \frac{\Delta\tau}{\Delta X}\delta X + \frac{\Delta\tau}{\Delta Z}\delta Z + \frac{\Delta\tau}{\Delta\alpha}\delta\alpha$$

.

Birinci yıldız ile ikinci yıldız modellerinin arasındaki zamansal farkların sayısal türevleri şöyledir;

$$\left(\frac{\Delta\tau}{\Delta X}\right)_{Z,\alpha} = -4{,}7\times10^{7} \text{ yıl}$$

$$\left(\frac{\Delta\tau}{\Delta Z}\right)_{X,\alpha} = 7{,}8\times10^{7} \text{ yıl}$$

$$\left(\frac{\Delta\tau}{\Delta\alpha}\right)_{X,Z} = -0{,}2\times10^{7} \text{ yıl}$$

Üç denklemin çözümünden elde ettiğimiz sonuç:

δX=-0,11 , δZ=0,022 , $\delta\alpha$=-0,525

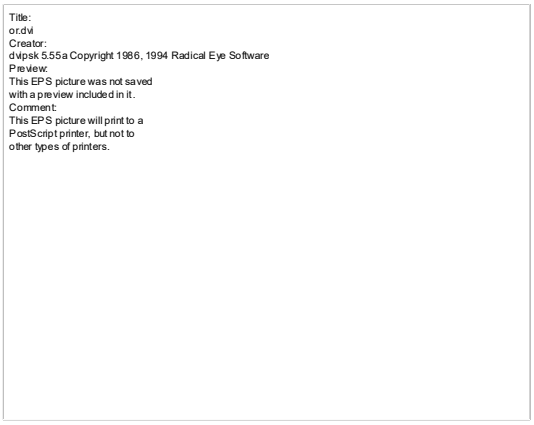
Bu değerler Güneş'e göre değişimi ifade etmektedir ve EK Cep sisteminin tahmini kimyasal içeriği ve ikinci yıldızın α'sı aşağıdaki gibidir.

X=0,597 , Z=0,042 , α=1,36

Elde ettiğimiz tahmini kimyasal içerikden ΔY'nin ΔZ'ye oranını 3,8 bulmaktayız ve bu sonuç Güneş komşuluğunda gözlenen kimyasal evrimle oldukca tutarlıdır. Ayrıca, tahmini kimyasal içerik ve α ile elde edilen ikinci yıldızın modeli gözlemden bilinen hem yarıçap hem de ışınımgücünü 23 milyon yıl yaşında vermektedir.

4. Sonuçlar ve Değerlendirme

Şimdiye kadar olan incelememizde, ikinci bileşenin tutulma zamanındaki saçılmaların yanı sıra, eksen dönme dönemine kıyasla toplam gözlem zamanının çok kısa olmasından dolayı, eksen dönme hızını, kuramsal ve gözlemsel sonuçları birbiriyle çakıştırma işleminde hiç hesaba katmadık. Girişimimiz, gözlenen yarıçap ve ışınımgücü için uygun kimyasal içerik ve α'yı aramak yönünde oldu. İkinci yıldızın tahmini değerlerle elde edilen modeli gözlemlerle çok iyi bir uyum gösterirken, aynı durum birinci yıldız için geçerli olamamaktadır.



Şekil 2. Farklı kimyasal içerik ve konvektif parametrelerle elde edilmiş modellerden bulunan eksen dönme hızının (sadece klasik terim) zamana göre değişimi.

Orta halli bir elptik yörüngesi olan EK Cep sisteminde bulunan yıldızların modellerinden yıldız harmoniklerini hesaplayarak elde edilen sonucu, tutulma zamanından elde edilenle kıyaslayarak, elde ettiğimiz tahmini değerlerin isabetli olup olmadığını kontrol edebiliriz. Şekil 2'de, eksen dönme hızından görelilik kuramının etkisi çıkarıldıktan sonra arta kalan klasik terimin modellerden ve gözlemden elde edilen değerleri zamana bağlı olarak gösterilmektedir. Yatay düz çizgi klasik terimin gözlenen değerini, noktalı çizgi de hata payını belirtmek için kullanılmıştır. Şekil 2'de ilginç olan durum, birbirinden çok farklı kimyasal içerik ve α ile elde edilen bütün modeller belirli zamanlarda gözlemle uyumlu olmaktadır. Ancak, önemli olan tek başına eksen dönme hızının değil, yıldızların özelliklerinin de aynı zamanda sağlanıyor olmasıdır. Bu koşul, en iyi tahmini değerlerle elde edilen modeller tarafından sağlanmaktadır: eksen dönme hızının klasik terimi de (★ ile işaretlenmiş noktalı çizgi) 23 milyon yıl gibi bir zamanda gözlenene eşit olmaktadır.

Birinci yıldızın modelleri, en azından çok genç olan başka sistemlerdeki benzerleri gibi (örneğin; DI Her ve GG Lup sistemlerindeki bileşenler), gözlemle uyumsuzluk göstermektedir. Ancak, bu durum, tuhaf kimyasal içerik varsayımları ile değil de, bu yıldızların bizim modellerde gözönünde bulundurmadığımız başka özelliklere sahip olması ile açıklanabilir; yıldızın derinlikle değişen bir dönme hızı profiline sahip olması gibi.

Konvektif parametre α, yıldız kütlesi arttıkça azalma gösteriyor gibi bir sonuç çıkarmak mümkün olsa da, başka sistemlerde de incelenmelidir.

Kaynaklar

Claret A., Gimenez A., Martin E.L., 1995, *A&A*, **302,** 741

Ebbighausen E.G., 1966, *AJ*, **71**, 642

Gimenez A., Margrave T.E., 1983, *AJ*, **90**, 358

Martin E.L., Rebolo R., 1993, *A&A*, **274**, 274

Popper D.M, 1987, *ApJ*, **313,** L81

Tomkin J., 1983, *ApJ*, **271**, 717

Tosi M., 1995, *astro-ph*/9512096

Yıldız M., 2000a, *Variable Stars as Essential Astrophysical Tools*, (ed. C. İbanoğlu), Kluwer Academic Press, p.577

Yıldız M., 2000b, *Variable Stars as Essential Astrophysical Tools*, (ed. C. İbanoğlu), Kluwer Academic Press, p.169

Cüce Novaların Bileşenlerinde Güneş-Tipi Çevrimler

Tansel AK[1], M. Türker ÖZKAN[2], Janet AKYÜZ-MATTEI[3]

[1]İstanbul Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 34452, Üniversite, İstanbul
[2]İstanbul Üniversitesi Gözlemevi Araştırma ve Uygulama Merkezi, 34452, Üniversite, İstanbul
[3]AAVSO, 28 Birch Street, Cambridge, MA02138, USA
e-mail: tanselak@istanbul.edu.tr

ÖZET: Bu çalışmada, cüce novaların 16-96 yıl arasındaki süreleri kapsayan uzun dönemli AAVSO ve RASNZ görsel ışık eğrilerinden elde edilen sakin evre parlaklıkları, patlama tekrarlama süreleri ve patlama sürelerinde, sistemlerin geç spektrel tipten bileşenlerinin, periyodik kütle transfer miktarı değişimlerine yol açan Güneş-tipi çevrimleri aranmıştır. Fourier periodogram analizleri ile bulunan çevrim periyotları 2.7-22.5 yıl arasındadır. Güneş-tipi çevrimlerin sakin evre parlaklıklarındaki genlikleri ise 0.09^m-0.46^m arasında değişmektedir. Çevrim periyotlarının frekans dağılımına uygulanan Gauss uyum eğrisi 6.8 yıla karşılık gelen bir tepe değeri vermektedir ki bu değer tekil anakol yıldızlarının Güneş-tipi çevrim periyotlarından bulunan tepe değeri ile aynıdır. Lineer korelasyon analizleri, bileşen yıldızın manyetik etkinliğinin bir ölçüsü olabilecek çevrim genliğinin, patlama tekrarlama süreleri, patlamadan iniş oranı ve yörünge periyodu gibi ışık eğrisi parametreleri ve fiziksel parametreler ile ilişkili olduğunu göstermiştir. İyi belirlenmiş çevrim periyotlarına sahip yıldızlardaki manyetik etkinliği karakterize eden $P_{çev}/P_{dön}$ oranının kullanımı yolu ile, kataklismik değişenlerdeki anakol yıldızlarının, tekil anakol yıldızlarının $\log(P_{çev}/P_{dön}):\log(1/P_{dön})$ diyagramındaki düşük dönme periyodu bölgesinde yer aldıkları bulunmuştur. Oran, uzun dönemli ışık eğrisi parametreleri ve fiziksel parametreler ile de korelasyon halindedir. Bu çalışma ile kataklismik değişenlerdeki bileşen yıldızların, tekil anakol yıldızlarının Güneş-tipi çevrim araştırmalarına önemli faydalar sağlayabilecekleri gösterilmiştir.

1. Giriş

Kataklismik değişenler, Roche lobunu doldurmuş bir anakol bileşeninden bir beyaz cüce üzerine, yığışma diski oluşturarak madde aktaran kısa periyotlu çift yıldızlardır. Aktarılan maddenin yığışma diskine çarptığı yerde bir sıcak leke meydana gelir. Kataklismik değişenlerin bir sınıfı olan cüce novalar, her 10-500 günde bir meydana gelen patlamalar ile karakterize edilirler, ve üç alt sınıfa ayrılırlar: U Geminorum (U Gem) yıldızlarının ışık eğrilerinde sadece normal patlamalar gözlenir ki bunlar 2-6 kadir genlikli parlaklık artışlarıdır. Z Camelopardalis (Z Cam) yıldızlarının, normal patlamaların yanısıra, süreleri birkaç haftadan birkaç yıla kadar değişen ve bu süreç boyunca patlama davranışının kesildiği duraksamaları vardır. SU Ursae Majoris (SU UMa) yıldızlarının ışık eğrilerinde ise, normal patlamalara ilaveten, yüksek genlikli ve uzun süreli süperpatlamalar gözlenir.

Yarı-periyodik patlama davranışı, bileşen yıldızın evrimsel durumu ya da dinamik kararsızlıklarından kaynaklanan kütle transfer miktarı değişimleri yerine, yığışma diskindeki akışkan işlemlerine dayanılarak daha iyi anlaşılmaktadır (Cannizzo ve ark., 1988; Cannizzo, 1993; Hameury ve ark., 1998).

Kataklismik değişenlerin bileşen yıldızları tekil alt-anakol yıldızlarına neredeyse özdeştirler (Warner, 1995; Beuermann ve ark., 1998). Bileşen yıldızlar, derin konvektif kuşakları ve yörünge periyodu ile eşzamanlı yüksek dönme hızları gözönüne alındığında, Güneş-tipi çevrimsel manyetik aktiviteyi akla getirirler. Warner (1988) göstermiştir ki Güneş-tipi manyetik çevrimin ortaya çıkarttığı kuadrupol momentin değişimi, bazı gözlenebilir parametrelerde zamana bağlı değişimlere sebep olur. Akı tüplerinin değişen sayıları yıldızın yarıçapında (veya Roche lobu çapında, Richmann ve ark., 1994) değişime sebep olur. Bunun sonucu, kütle transfer miktarındaki değişimdir. Artan kütle transfer miktarı, sıcak lekenin ışıma gücünün ve yığışma diski boyunca kütle akım miktarının da artmasına sebep olur. Böylece, cüce novalara bakıldığında, sistemin sakin evredeki toplam ışıma gücünde bir artış gözlenmelidir. Zira, patlama evresinde hakim ışınım kaynağı yığışma diski iken, sakin evre ışınımının çoğunluğundan bileşen yıldız ve sıcak leke sorumludur. Ancak sakin evre ışınımına diskin katkısı da ihmal edilmemelidir.

Bir cüce novanın patlama tekrarlama süresi (bir anlamda patlama periyodu) kütle transfer miktarı ile ters orantılı olduğundan (Ichikawa ve Osaki, 1994), artan kütle transfer miktarı, patlamaların sıklaşmasına yol açar. Bileşenin manyetik alanı yığışma diskine ulaşarak diske nüfuz eder ve açısal momentum kaybına sebep

olur. Bundan dolayı, patlama ile beyaz cüceye yığışacak olan kütlenin biriktiği ve patlamaların tetiklendiği bölge diskin iç kısımlarına doğru kayar. Sonuçta, patlamaların kütle transfer miktarının daha düşük olduğu dönemlerdekilere göre daha sık meydana gelmeleri ve daha kısa sürmeleri beklenir (Vogt, Meyer-Hofmeister, Meyer, 1995; Smak, 1984).

Kısacası, bir kataklismik değişendeki bileşen yıldızın çevrimsel manyetik aktivitesi, sistemin toplam parlaklığında, patlamaların tekrarlama sürelerinde ve patlama sürelerindeki çevrimsel değişimler olarak gözlenmelidir.

Kataklismik değişenlerdeki bileşen yıldızların çevrimsel manyetik aktiviteleri, bu sistemlerin uzun-dönemli görsel ışık eğrilerinin incelenmesi ile gözlemsel olarak ortaya konulabilir. Böyle çevrimler, bazı novalar ve nova-benzeri yıldızların görsel parlaklıkları ile cüce novaların patlama tekrarlama sürelerinde Bianchini (1988, 1990) tarafından bulunmuştur. Her ne kadar incelenen sistem sayısı tatmin edici olmaktan uzaksa da, Bianchini (1990) ile Maceroni ve ark.'nın (1990) sonuçlarına göre; bileşen yıldızların çevrim periyotları tekil anakol yıldızlarının çevrim periyotlarının aralığına düşer, ve çevrim periyotları bileşenlerin dönme periyotları ile ilişkili değildir. Bu tür korelasyon araştırmaları anakol yıldızlarının dinamo aktivitesi için önemli ipuçları verebilir.

Tekil anakol yıldızları ile karşılaştırıldığında, manyetik aktivite çevrimlerinin gözlemsel olarak araştırılmasında kataklismik değişenler daha büyük avantajlar sunar. Öncelikle, bu sistemlerin amatör astronomlar tarafından yapılan görsel fotometrik gözlemleri onyıllardır AAVSO (American Association of Variable Star Observers) ve RASNZ (Royal Astronomical Society of New Zealand) gibi kurumlar tarafından derlenmekte ve biriktirilmektedir. Bu sebeple, tekil yıldızlar sözkonusu olduğunda verinin birikmesi onyıllar sürerken, kataklismik değişenler için gözlemler incelemeye hazır durumdadır. İkinci avantaj, yörünge periyodunun dönme periyodu, kütle ve yarıçap gibi yıldız parametreleri ile doğrudan ilişkili olmasından kaynaklanır. Kataklismik değişenlerde gözlemsel olarak en iyi belirlenebilir parametre yörünge periyodudur. Dolayısı ile diğer yıldız parametreleri de kabul edilebilir duyarlıkta belirlenebilir. Sonuçta, bu parametreler ile manyetik aktiviteyi temsil eden parametreler arasında korelasyon analizleri yapılabilir. Halbuki tekil yıldızlarda yıldız parametrelerinin belirlenmesi önemli bir sorundur.

Bu çalışmada, cüce nova bileşenlerinin çevrimsel manyetik aktivitelerini belirleyebilmek, manyetik aktiviteyi temsil eden gözlenebilir parametreler ile sistem parametreleri ve uzun dönemli ışık eğrisi parametreleri arasında korelasyonlar araştırmak için, sistemlerin uzun dönemli görsel fotometrik gözlemleri üzerinde yoğunlaşılmıştır. Şimdiye kadar cüce novalar üzerinde bu amaçla yapılan çalışmalar sistemlerin patlama tekrarlama süreleri üzerinden gerçekleştirilmiştir. Patlama tekrarlama süreleri bulunan sistem sayısı az olduğundan, ve verilerde kesilmeler meydana gelmesi sonucu tekrarlama sürelerinin sayıları da azaldığından, şimdiye kadar yapılan çalışmalarda elde edilen sonuçların istatistik önemleri düşüktür. Halbuki, açıktır ki sakin evre parlaklıkları da kullanılabilir. Buna rağmen, bununla yetinilmemiş, patlama süreleri ve patlama tekrarlama süreleri de ölçülerek incelemelerde bütünlük sağlanmış, sonuçlar, sakin evre parlaklıklarından ve tekil yıldız araştırmalarından elde edilenler ile karşılaştırılmıştır.

2. Veriler ve Analizler

Veriler, 32 cüce novanın AAVSO ve RASNZ'den alınmış uzun-dönemli görsel fotometrik gözlemlerinden ibarettir. Sistemler, veri setinde her üç cüce nova alt sınıfından da üyeler bulunacak şekilde seçilmiştir. Işık eğrilerinin kapsadıkları gözlem süreçleri 16-95 yıl arasında değişmektedir (Tablo-1). Her ne kadar sakin evre gözlemleri neredeyse tüm sistemlerde incelemelere yeterli sayıda, ve uzun dönemli ışık eğrisi parametrelerinin tümü tarafımızdan ölçülmüş olsa da, incelemelerde istisnai şekilde CZ Ori'nin patlama süreleri, CN Ori ile SS Aur'un patlama tekrarlama süreleri kullanılmıştır. Diğer sistemlerde, eşit olmayan aralıklı zaman serileri teşkil eden sakin evre parlaklıkları uygun bilgisayar yazılımları ile ayıklanmış, ve AAVSO tarafından geliştirilmiş TS11 yazılımı (Foster, 1995) kullanılarak Fourier periodogram analizine tabi tutulmuştur.

Elde edilen güç spektrumları genelde iki tür sahte sinyalden kaynaklanan karmaşık yapılar sergilerler: *1)* Yaklaşık son 10-20 yıldır amatör gözlemciler giderek artan gözlemsel teknolojiler sayesinde, sistemlerin daha sönük durumlarını gözleyebilir hale gelmişlerdir. Bu durum, sistemlerin uzun dönemli ışık eğrilerinin son kısımlarında daha düşük parlaklıkların sayısında bir artışa neden olur. Böylece, güç spektrumunda çok uzun bir periyoda karşılık gelen bir tepecik ve onun harmonikleri görülür. Her ne kadar bu tepeciğin gerçek bir modülasyonu yansıtıyor olması ihtimali varsa da, güvenilir bir çıkarım için bu tür tepecikler güç spektrumundan uzaklaştırılmıştır. *2)* Bazı sistemlerin uzun

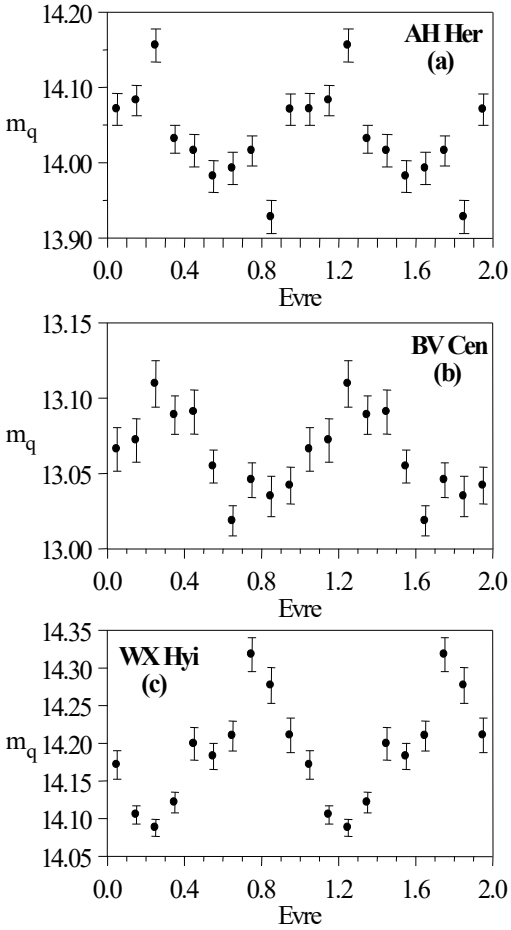
dönemli ışık eğrilerinde, sistemin gözlenemediği dönemlere karşılık gelen yıllık kesilmeler vardır. Bu veri kesilmeleri güç spektrumunda yaklaşık 1 yıla karşılık gelen bir tepecik verir. Böyle sinyaller de güç spektrumundan uzaklaştırılmıştır. Kalan güç spektrumu gerçek çevrim periyodunu gösterir. Tablo-1'de, bulunan çevrim periyotları ve sakin evre parlaklıklarındaki çevrim genliği verilmiştir. Aynı Tablo'da uzun dönemli ışık eğrileri incelenen sistemlerin isimleri, gözlem aralıkları, sakin evre gözlemlerinin sayıları, ve verilerin alındığı merkezler de listelenmiştir.

Bu aşamanın ardından, uzun dönemli sakin evre parlaklıkları her sistem için bulunan çevrim periyoduna göre modellenmiş, tüm çevrimler çevrim periyodunun 0.1 evrelik aralıkları üzerinden alınan ortalamalar ile katlanarak, sakin evre parlaklıklarındaki çevrimsel davranışın görsel olarak ortaya çıkartılması da sağlanmıştır. Buna dair birkaç örnek Şekil-1a, b ve c'de verilmiştir. Sonuçlarımız, bu sistemlerden bir kaçı üzerinde daha önce çalışmış olan Bianchini'ninkiler (1990) ile uyumludur.

Birkaç nova ve nova benzeri yıldızın Bianchini (1990) tarafından verilen çevrim periyotları ve çevrim genlikleri de sonuçlar değerlendirilirken veri setine eklenmiştir.

Tablo-1. Uzun-dönemli görsel fotometrik verileri incelenen yıldızların isimleri, gözlem aralıkları (ΔT), sakin evre gözlemlerinin sayıları (N_q), bulunan çevrim periyotları ($P_{çev}$), sakin evre parlaklığındaki çevrim genlikleri (Δm) ve verilerin alındığı merkezler. Sistemler alfabetik olarak sıralanmıştır.

Sistem	ΔT (yıl)	N_q	$P_{çev}$ (yıl)	Δm (^{m})	Veri Merkezi
AH Her	1963-1995	5034	15.6	0.23	AAVSO
AT Ara	1958-1997	4792	18.8	0.18	RASNZ
AT Cnc	1975-1997	696	15.3	0.46	AAVSO
BV Cen	1954-1997	8434	6.1	0.09	RASNZ
BV Pup	1959-1997	1758	13.2	0.30	RASNZ
CN Ori	1961-1997		4.5		AAVSO
CZ Ori	1954-1997		8.3		RASNZ
EK TrA	1954-1997	5133	16.9	0.35	RASNZ
FQ Sco	1954-1997	5847	9.5	0.11	RASNZ
GK Per	1961-1997	14092	9.6	0.10	AAVSO
HL CMa	1981-1997	542	2.7	0.29	RASNZ
KT Per	1967-1997	4870	6.7	0.17	AAVSO
MU Cen	1954-1997	3324	4.0	0.14	RASNZ
OY Car	1963-1997	3664	7.6	0.34	RASNZ
RU Peg	1961-1997	21646	10.2	0.14	AAVSO
RX And	1963-1995	11394	6.9	0.24	AAVSO
SS Aur	1961-1997		3.2		AAVSO
SS Cyg	1896-1992	20064	6.9	0.19	AAVSO
SW UMa	1961-1997	3172	9.9	0.38	AAVSO
TU Men	1963-1997	2774	7.8	0.33	RASNZ
TW Vir	1955-1997	2625	13.3	0.23	RASNZ
U Gem	1963-1995	19627	6.1	0.32	AAVSO
UY Pup	1979-1997	1493	6.4	0.18	RASNZ
UZ Ser	1955-1997	4088	6.7	0.18	RASNZ
V436 Cen	1958-1997	2446	7.0	0.30	RASNZ
V442 Cen	1954-1997	11584	7.5	0.13	RASNZ
VW Hyi	1953-1997	29159	4.6	0.14	RASNZ
WW Cet	1968-1997	2340	5.6	0.14	RASNZ
WX Hyi	1971-1997	2852	22.5	0.23	RASNZ
WZ Sge	1964-1997	3751	10.6	0.32	RASNZ
Z Cam	1963-1995	10340	6.0	0.13	AAVSO
Z Cha	1954-1997	6553	14.4	0.16	RASNZ

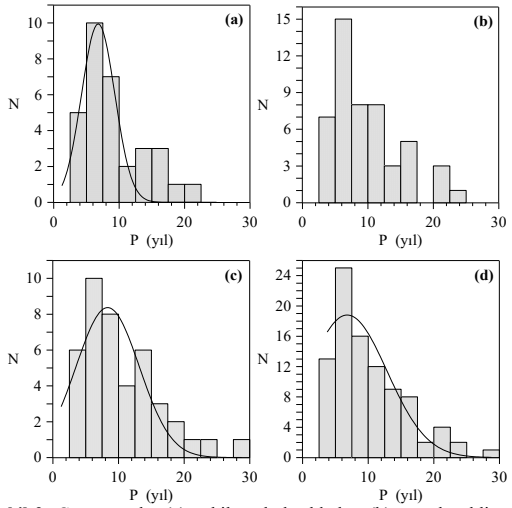


Şekil-1. Üç cüce nova alt sınıfından birer üye için Güneş-tipi çevrim periyoduna göre katlanmış uzun dönemli ışık eğrileri. Verilerin, çevrim periyodunun 0.1 evrelik aralıklarına göre ortalamaları alınmıştır. Hata barları ortalama değerlerin standart sapmala-rını göstermektedir. m_q sembolü ise sakin evre parlaklıklarını temsil etmektedir.

3. Sonuçlar

3.1. Ortalama Çevrim Periyotları ve Genlikler

Ortalama çevrim periyotları ($P_{çev}$), U Gem, Z Cam ve SU UMa tipi cüce novalar için sırası ile 7.5, 8.4 ve 11.3 yıldır. Genel ortalama ise 9.1 yıl olarak hesaplanmıştır. Cüce novaların çevrim periyotlarının frekans dağılımına uygulanan Gauss uyum eğrisi, 6.8 yıllık tepe değeri verir (Şekil-2). İlginçtir ki, tekil anakol yıldızları için de bu değer aynı çıkmaktadır. Tekil anakol yıldızlarının çevrim periyotları Baliunas ve ark.'dan (1995) alınmıştır. Çevrim periyotları bilinen tüm kataklismik değişenler ele alındığında, bunların çevrim periyotlarının frekans dağılımına uygulanan Gauss uyum eğrisi 8.3 yıllık bir tepe değeri verir. Cüce novaların verdiği 6.8 yıllık tepe değeri ile bu değer arasındaki farkın sebebi, cüce novalar dışındaki sınıflardan bu şekilde çalışılmış sistemlerin



Şekil-2. Cüce novalar (a), tekil anakol yıldızları (b), tüm kataklismik değişenler (c) ve tüm yıldızlar (d) için çevrim periyotlarının frekans dağılımları. Kataklismik değişenler grubunda, novalar, nova-benzeri yıldızlar ve cüce novalar birarada kullanılmıştır. Tüm yıldızları içeren dağılımda ise, kataklismik değişenler ve tekil yıldızlar birlikte değerlendirilmiştir. Eğriler, frekans dağılımlarına uygulanan Gauss fitlerini göstermektedir.

sayılarının azlığıdır. Kataklismik değişenlerin tümünü ve tekil anakol yıldızlarını birlikte içeren bir veri setine uygulanan Gauss uyum eğrisi de 6.8 yıllık tepe değeri verir.

Çevrimlerin sakin evre parlaklıklarındaki ortalama genlikleri (Δm), U Gem, Z Cam ve SU UMa tipi cüce novalar için sırası ile 0.18^m, 0.23^m ve 0.28^m'dir. Daha yüksek genlik, çevrimin minimum ve maksimum dönemleri arasındaki kütle transfer oranı farkının daha yüksek olması anlamına geldiğinden, SU UMa yıldızlarının bileşenlerindeki çevrimlere dayalı kütle transfer oranı değişimlerinin daha yüksek olduğu anlaşılır. Warner'in (1988) verdiği formülasyona dayanılarak yapılan hesaplar, $\Delta R/R$ değerlerinin $3.4x10^{-5}$ ve $3.0x10^{-4}$ arasında olduğunu göstermiştir ki bunlar tipik bir Güneş çevrimi için yarıçapta beklenen değişim mktarlarına karşılık gelirler.

3.2. Korelasyonlar

Çevrim parametrelerinin (çevrim periyodu ve genliği) ortalama uzun-dönemli ışık eğrisi parametreleri ve fiziksel parametreler ile muhtemel ilişkilerinin araştırılması için, bu parametreler arasındaki lineer korelasyon katsayıları (r) hesaplanmıştır. Lineer korelasyon katsayısına bir anlam sınırı atanmasında, Press ve ark.'nın (1986) çalışmasına dayanan ve Cannizzo ve Mattei (1992) tarafından tanımlanmış yaklaşım izlenmiştir. |r| lineer korelasyon katsayısı $N^{-1/2}$'ye yaklaştığından, ve bu çalışmada veri sayısı N~20 olduğundan, $N^{-1/2} \cong 0.22$ bulunur. Güvenilirliği artırmak için bu değer de ikiye katlanarak, lineer korelasyon katsayısı için $|r| \geq 0.50$ olan değerler bir korelasyonun kuvvetli göstergeleri olarak kabul edilmiştir.

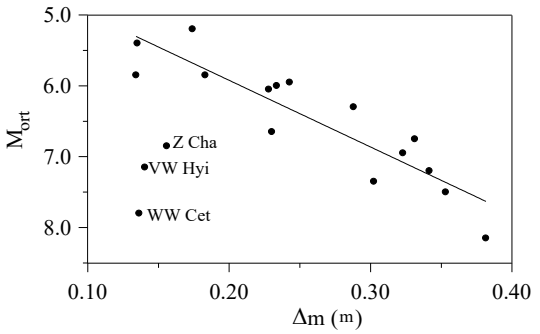
Korelasyon analizlerinin sonuçları aşağıda maddeler halinde verilmiştir:

1- Çevrim periyodu ile ne ortalama uzun-dönemli ışık eğrisi parametreleri, ne de fiziksel parametreler arasında korelasyon vardır. Bileşen yıldız yörünge periyodu ile eşzamanlı döndüğünden, bu sonuç, çevrim periyodunun bileşenin dönme rejimi ile ilişkili olmadığı anlamına gelir. Hesaplarda kullanılan ortalama uzun dönemli ışık eğrisi parametreleri Ak'dan (1999) ve Szkody ve Mattei'den (1984), fiziksel parametreler ise Ritter ve Kolb'dan (1993) alınmıştır.

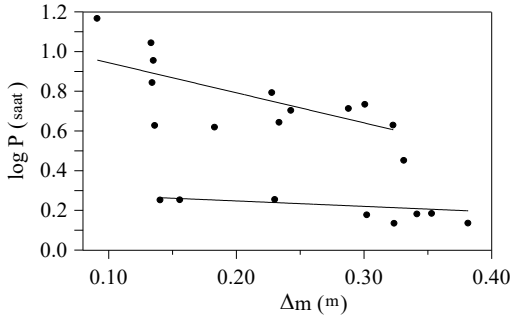
2- Eğer U Gem, EK TrA, V436 Cen, GK Per ve TU Men değerlendirme dışı bırakılırsa, çevrim genliği ile normal patlamaların tekrarlama zamanları arasında negatif bir korelasyon ortaya çıkar. Bu çalışmada SU UMa yıldızlarının süperpatlamaları ile ilgilenilmemiştir. Korelasyon için lineer korelasyon katsayısı ve korelasyona giren sistem sayısı, sırası ile r=-0.55 ve N=21'dir.

3- Daha sönük sistemler daha yüksek çevrim genliklerine sahip olma eğilimindedir (Şekil-3). Bu eğilimin çıkartıldığı ortalama mutlak parlaklık ile çevrim genliği arasındaki korelasyonun katsayısı ve kullanılan sistem sayısı, sırası ile r=-0.90 ve N=15'dir. Korelasyonun hesabında yüksek saçılma gösteren VW Hyi, WW Cet ve Z Cha değerlendirme dışı bırakılmıştır. Aynı ilişki minimum ve maksimum mutlak parlaklıklar için de bulunmuştur. Mutlak parlaklıklar Warner'den (1987) alınmıştır.

4- Normal patlamalarınn ortalama iniş ve çıkış oranları çevrim genliği ile negatif korelasyon halindedir. Korelasyon katsayıları sırası ile r=-0.68 (N=22) ve r=-0.53'dür (N=24). İniş oranı için korelasyon katsayısı hesaplanırken, veriler üstten 3.3 gün/^{m} ile sınırlanmıştır.



Şekil-3. Güneş-tipi çevrimin sakin evre parlaklık-larındaki genliği (Δm) ile ortalama mutlak parlaklık arasındaki ilişki. Düz çizgi lineer uyumu göstermektedir. İşaretli sistemler değerlendirme dışı bırakılmıştır.



Şekil-4. Güneş-tipi çevrimin sakin evre parlak-lıklarındaki genliği (Δm) ile yörünge periyodu arasındaki ilişki. Düz çizgiler lineer uyumları göstermektedir. Periyot boşluğunun altındaki ve üstündeki sistemler ayrı ayrı değerlendirilmiştir.

5- Çevrim genliği, uzun yörünge periyotlarında daha düşük olma eğilimindedir (r=-0.61, N=22). Bu korelasyon, bileşen yıldızın kütlesinin çevrim genliği ile ilişkili olduğu anlamına gelir; zira, yörünge periyodu ile bileşen kütlesi arasında pozitif bir korelasyon vardır. Üstelik, açıkça bellidir ki çevrim genliği bileşenin dönmesine bağlıdır. Çünkü, bileşenin dönme periyodu ile sistemin yörünge periyodu neredeyse eşittir (Patterson, 1984). Bu ilişkinin daha ayrıntılı bir irdelemesi, eğimin, 3 saatten uzun yörünge periyotlu U Gem ve Z Cam sistemleri ile 2 saatten daha kısa yörünge periyotlu SU UMa sistemlerinde birbirinden farklı olduğunu gösterir. Bununla birlikte genel eğilim aynıdır (Şekil-4).

4. Tartışma

Bu çalışmada, 32 cüce novanın uzun dönemli ışık eğrilerinde, bileşen yıldızların Güneş-tipi manyetik çevrimlerinden kaynaklanan (Warner, 1988) periyodik değişimler tespit edilmiştir. Uzun dönemli Güneş-tipi çevrimsel aktiviteler, geçmiş çalışmalarda bazı kataklismik değişenler için bulunmuştur. Ancak, ne çalışılan sistem sayısı bu çalışmadaki kadar yüksek bir düzeye erişebilmiş, ne cüce novaların sakin evre parlaklıkları bu tür araştırmalarda kullanılmış, ne de böyle ayrıntılı korelasyon analizleri yapılabilmiştir. Bulunan çevrim periyotları, Bianchini'nin (1990) buldukları ile uyumludur. Sinyal/gürültü oranı, cüce nova bileşenlerinde Güneş-tipi çevrimlerin varlığına karar vermek için yeterince yüksektir. Sadece tek çevrimin analiz edildiği durumlarda bile sakin evre parlaklıklarının çevrimsel karakteri belli olmaktadır.

SU UMa yıldızları, en uzun çevrim periyotları ve en yüksek çevrim genliklerine sahip sistemlerdir. Bu durum, cüce novaların bu en kısa yörünge periyotlu üyelerinin derin konvektif kuşakları ile ilişkili olabilir.

Her ne kadar çevrim periyodu diğer herhangi bir parametre ile ilişkili çıkmasa da, korelasyon analizleri göstermiştir ki çevrim genliği, uzun dönemli ışık eğrisi parametreleri ve fiziksel parametreler ile korelasyon halindedir. Yörünge periyodu ile çevrim genliği arasındaki ilişki, bileşenin çevrimsel manyetik aktivitesinin, bu yıldızın kütlesi ve dönme periyodu ile bağlantısını orrtaya koyan bir gözlemsel bulgudur.

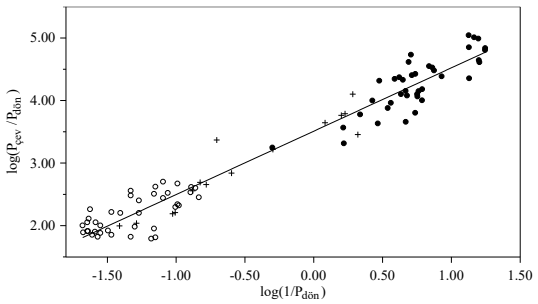
Yukarıda verilen sonuçlar tekil yıldızların manyetik aktivite araştırmaları için çok önemli olabilir. Örneğin korelasyonlar ele alındığında, tekil yıldızların manyetik aktivitelerinin fiziksel parametrelere gözlemsel bağlılığı önemli bir sorundur (Pallavicini, 1996). Tekil anakol yıldızlarının Güneş-tipi çevrimsel manyetik aktiviteleri, kromosferik CaII H ve K çizgi akılarındaki periyodik değişimlerin gözlenmesi yolu ile bazı araştırıcılar tarafından ortaya konulmuştur (Baliunas ve ark., 1995). Bu çalışmalara göre, tekil yıldızların yaklaşık %30'unun periyodik değişimleri açıkça tespit edilebilir. Bunlar, Güneş-benzeri yaşlı ve sakin yıldızlardır. İkinci grup, genç-aktif yıldızlardan oluşur ve CaII H ve K çizgi akılarındaki değişim periyodik değildir. Kalan yıldızlar ise herhangi bir değişim göstermezler. Bu son gruptaki yıldızların, Güneş'in 1645-1715 yılları arasındaki Maunder Minimumu'na karşılık gelen bir dönemde oldukları yönünde görüşler vardır. Yıldızların bu değişik davranışlarının dönme, konveksiyon veya yaş gibi temel yıldız parametrelerine bağlılıkları tatmin edici şekilde anlaşılamamıştır.

Her ne kadar bazı dinamo modelleri Güneş-tipi aktivite çevrimleri gösteren yıldızlar için çevrim periyodunun spektrel tip gibi parametrelere bağlılığını öngörseler de, gözlemsel olarak çevrim süresinin spektrel tip (yani konvektif kuşağın derinliği) veya dönme periyodu ($P_{dön}$, veya Rosby Sayısı $P_{dön}/\tau_c$) gibi yıldız parametrelerine dikkate değer bağlılıkları yoktur (Saar ve Baliunas, 1992). Saar ve Baliunas (1992), bazı dinamo modellerinde öngörüldüğü gibi, farklı dönme periyotlarındaki yıldızların değişik dinamolara sahip olabileceklerini göstermiştir. Böyle korelasyonlardaki sorun, saf gözlemsel nicelikler ile konvektif dönüşüm zamanı veya türbülans manyetik difüzyon zamanı gibi kuramsal olarak hesaplananların birleştirerek kullanılmasıdır. Bir çözüm olarak, Soon ve ark. (1993) ve Baliunas ve ark. (1996)), yıldızlardaki manyetik aktiviteyi karakterize etmek amacı ile saf gözlemsel bir nicelik olarak çevrim periyodunun dönme periyoduna oranının ($P_{çev}/P_{dön}$) kullanımını önerdiler. Adıgeçen araştırıcıların çalışmalarına göre, bu oran dinamo

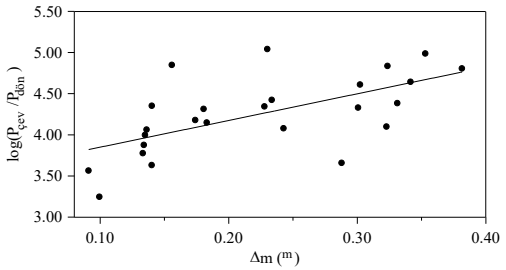
sayısının (N_D) bir ölçüsüdür ve dinamo teorisinin öngörülerinin sınanmasında kullanılabilir; zira, değişik dinamo teorileri bu oranın ~N_D^{β} ile β~0.3-0.9 olmak üzere ölçeklenmesi gerektiğini iddia eder. Dönme periyodunun tersinin ($1/P_{dön}$) de dinamo sayısının bir ölçüsü olarak kullanılması, ve sadece benzer iç yapı ve konvektif kuşak özelliklerine sahip yıldızların gözönüne alınması halinde, aktivite çevrimlerine dair gözlemsel veriler bu eğilimle uyumludur. Bu çerçevede, sadece yaşlı ve yavaş dönen yıldızlar için çevrim genliği dinamo sayısı ile negatif bir korelasyon sergiler (Baliunas ve ark., 1996). Baliunas ve ark. (1996), tekil anakol yıldızları için $P_{çev}/P_{dön}$ oranının N_D^{β} ile β~0.74 olmak üzere ilişkili olduğunu gözlemsel yolla bulmuşlardır.

Konu kataklismik değişenler bakımından ele alındığında, bu çalışmada, bileşen yıldızların da $\log(P_{çev}/P_{dön})$:$\log(1/P_{dön})$ ilişkisine uydukları gözlenmiştir (Şekil-5). İncelemelerde, bileşen yıldızın dönme periyodu sistemin yörünge periyoduna eşit kabul edilmiştir ki bu iyi bir yaklaşımdır (Patterson, 1984). Kataklismik değişenlerin bileşenleri, $\log(P_{çev}/P_{dön})$: $\log(1/P_{dön})$ ilişkisini temsil eden grafiğin en kısa yörünge periyotlu yıldızlar kısmında yer alırlar. Kataklismik değişen bileşenleri ve tekil anakol yıldızları birarada değerlendirildiğinde, ilişkinin eğimi β~1.01 olur (r=+0.98, N=78). İlişkinin eğimi, en azından bileşen yıldızlar için değişik bir dinamonun varlığını gösterir. Bileşen yıldızlardaki dinamo işlemi etkinliğinin bir ölçüsü olarak $P_{çev}/P_{dön}$ parametresi, uzun dönemli ışık eğrisi parametreleri ve fiziksel parametreler ile de korelasyon halindedir. Örneğin bu parametrenin logaritmasının, ortalama ve maksimum mutlak parlaklıklar (r=-0.50, N=22 ve r=-0.70, N=23), normal patlamaların tekrarlama sürelerinin logaritması (r=-0.40, N=29), patlamaların iniş ve çıkış oranları ile (r=-0.69, N=29 ve r=-0.48, N=27), ve patlama süresi ile açık korelasyonları vardır. Bu oran aynı zamanda bileşen kütlesi ve beyaz cüce kütlesi ile de ilişkilidir (sırası ile, r=0.67, N=29 ve r=-0.52, N=28). Korelasyonlar, kataklismik değişenlerdeki bileşen yıldızların dinamo etkinliğinin, uzun dönemli ışık eğrisi parametreleri ve fiziksel parametreler ile ilişkilerini gösterir.

Ayrıca görülmüştür ki bileşen yıldızlardaki Güneş-tipi çevrimlerin sakin evre parlaklıklarındaki genliği Δm, $\log(P_{çev}/P_{dön})$ ile pozitif korelasyon halindedir (r=+0.68, N=25) (Şekil-6). Öyleyse, çevrim genliği de dinamo etkinliğinin bir ölçüsü olabilir. Bu böyle kabul edildiğinde, yukarıda verilen korelasyonların, bileşen yıldızlardaki manyetik etkinliğin sistemlerin fiziksel özelliklerine gözlemsel bağlılığını gösterdikleri açıktır. Zira, çoğu uzun-



Şekil-5. Kataklismik değişenlerin bileşenleri, tekil anakol yıldızları ve RS CVn yıldızlarını içeren $\log(P_{çev}/P_{dön})$: $\log(1/P_{dön})$ diyagramı. İçleri dolu daireler kataklismik değişenleri, içleri boş daireler tekil anakol yıldızlarını, "+" işaretleri RS CVn yıldızlarını temsil etmekte, düz çizgi ise lineer uyumu göstermektedir.



Şekil-6. Kataklismik değişenlerin bileşenlerindeki Güneş-tipi çevrimin sakin evre parlaklıklarında meydana getirdiği çevrimsel değişimin genliği, tekil yıldızlarda dinamo etkinliğini karakterize etmek için önerilmiş $P_{çev}/P_{dön}$ oranı ile ilişkilidir.

dönemli ışık eğrisi parametresi ve fiziksel parametre yörünge periyodu ile doğrudan ilişkilidir (Ak, 1999; Szkody ve Mattei, 1984).

Son olarak, RS CVn yıldızları $\log(P_{çev}/P_{dön})$: $\log(1/P_{dön})$ diyagramında kullanıldığı zaman, bu sistemlerin de genel eğilimden pek sapmadıkları görülmektedir. Tekil anakol yıldızları, kataklismik bileşenleri, ve RS CVn yıldızları birarada değerlendirilirse, r=+0.97 (N=93) ve β~1.00 olur. RS CVn yıldızlarının çevrim, ve dönme periyotlarınaeşit varsayılan yörünge periyotları Maceroni ve ark. (1990) ve Khopolov'dan (1985) alınmıştır.

Sonuçlar bir bütün olarak ele alınırsa, kataklismik değişenlerdeki kütle transferinin çevrimsel doğasının en azından çoğu sistem için genel bir durum olduğu ortaya çıkmaktadır. Ve, açıktır ki çevrimin görsel parlaklıklardaki genliği bileşen yıldızların dinamo etkinliğinin bir ölçüsü olabilir.

Bu çalışmadan çıkarılabilecek bir başka önemli sonuç da kataklismik değişenlerdeki bileşen yıldızların Güneş-tipi çevrimlerine dair çalışmaların, genelde yıldızların dinamo etkinliklerine dair önemli ipuçları sunabilecek olmalarıdır. Ancak, her ne kadar şimdiye kadar incelenenler önemli sonuçlar çıkarılmasına yeetecek sayıda olsalar da, bu tarzda çalışılan sistem sayısının artması gerektiği açıktır.

Teşekkür

Çalışmamızda incelenen veri setini teşkil eden onbinlerce gözlemi yapmış AAVSO ve RASNZ gözlemcilerine, verileri araştırmamızın hizmetine sunan Dr. J.A. Mattei'ye ve Dr. F.M. Bateson'a teşekkür ederiz. Bu çalışma, İ.Ü. Rektörlüğü Araştırma Fonu tarafından desteklenmiştir. Proje No: T-141/241095

Kaynaklar

Ak T., 1999, *Doktora Tezi,* İ.Ü. Fen Bilimleri Enstitüsü

Baliunas S.L., Donahue R.A., Soon W.H., Horne J.H., Frazer J., et al.., 1995*, ApJ,* **438**, 269

Baliunas S.L., Nesme-Ribes E., Sokoloff D., Soon W.H., 1996, *ApJ*, **460**, 848

Beuermann K., Baraffe I., Kolb U., Weichhold M., 1998, *A&A*, **339**, 518

Bianchini A., 1988, *IAU-IBVS*, No.3136

Bianchini A., 1990, *AJ*, **99**, 1941

Cannizzo J.K., Shafter A.W., Wheeler J.C., 1988, *ApJ*, **333**, 227

Cannizzo J.K., Mattei J.A., 1992, *ApJ*, **401**, 642

Cannizzo J.K., 1993, *ApJ*, **419**, 318

Foster G., 1995, *AJ*, **109**, 1889

Hameury J.M., Menou K., Dubus G., Lasota J.P., Hure J.M., 1998, *MNRAS*, **298**, 1048

Ichikawa S., Osaki Y., 1994, *Theory of Accretion Disks-2*, (eds. W.J. Duschl et al.), p.169

Khopolov P.N. et al., 1984, *General Catalogue of Variable Stars*, Astronomical Council of the USSR Academy of Sciences

Maceroni C., Bianchini A., Rodono M., Van't Veer F., Vio R., 1990, *A&A*, **237**, 395

Pallavicini R., 1996, *Magnetodynamic Phenomea in the Solar Atmosphere-Prototypes of Stellar Magnetic Activity*, (eds. Y. Uchida et al.), p.359

Patterson J., 1984, *ApJS*, **54**, 443

Press W.H., Flannery B.P., Teukolsky S.A., Vetterling W.T., 1986, *Numerical Recipes*, Cambridge University Press

Richmann H.R., Applegate J.H., Patterson J., 1994, *PASP*, **106**, 1075

Ritter H., Kolb U., 1993, *X-ray Binaries*, (eds. W.H.G. Lewin et al.), p.1

Saar S.H., Baliunas S.L., 1992, *Solar Cycle*, (ed. K.L. Harvey), *ASP Conference Series*, **26**, 150

Smak J., 1984, *AcA*, **34**, 161

Soon W.H., Baliunas S.L., Zhang Q., 1993, *ApJ*, **414**, L33

Szkody P., Mattei J.A., 1984, *PASP*, **96**, 988

Vogt N., Meyer-Hofmeister E., Meyer F., 1995, *Flares and Flashes*, (eds. J. Greiner et al.), p.285

Warner B., 1987, *MNRAS*, **227**, 23

Warner B., 1988, *Nature*, **336**, 129

Warner B., 1995, *Ap&SS*, **232**, 89

Wilson-Devinney Yönteminin Macintosh Türü Bilgisayarlara Uyarlanması*

Birol GÜROL ve İ. Ethem DERMAN

A.Ü.F.F. Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 06100, Tandoğan-ANKARA
e-mail: birol@astro1.science.ankara.edu.tr

ÖZET: Örten değişen çift yıldızların ışık ve dikine hız eğrilerinde kullanılan Wilson-Devinney programı, Macintosh türü bilgisayarların kullandığı MacOS işletim sisteminde kullanılacak şekilde uyarlanmıştır. Programın işletilmesi, veri organizasyonu, parametre değişimi, sonuçların grafiksel incelemesi gibi birçok özellik kullanıcı arayüzü olarak Wilson-Devinney programının Macintosh sürümüne ilave edilmiştir. Kullanıcıların daha hızlı ve daha kolay ışık ve dikine hız eğrisi çözümü yapabilmeleri için bu arayüzün çok kullanışlı olduğu düşünülmektedir.

1. Giriş:

Wilson-Devinney programı, örten değişen çift yıldızların ışık ve dikine hız eğrilerinin analizinde çift yıldız sistemlerinin geometrik ve fiziksel özelliklerinin hesaplanmasında kullanılan Dünya'daki en yaygın programdır. Programda bileşen yıldızların geometrik özellikleri Roche geometrisi ile temsil edilir. Hesaplamalar bu Roche geometrisi ile belirlenen yüzeylerin küçük parçalara bölünmesi ile ortaya çıkan yüzey parçaları üzerinden yapılır. Wilson-Devinney programının ana teorisi, organizasyonu ve matematiği gibi temel bilgiler, Wilson & Devinney (1971), Wilson (1979, 1990, 1992) çalışmalarında geniş bir şekilde verilmiştir.

Bu çalışma ile, Wilson-Devinney programı ilk defa Macintosh türü bilgisayarlarda çalışabileceği şekilde düzenlenmiş ve kullanıcılar açısından önemli çeşitli geliştirmeler yapılmıştır. Bu geliştirmeler daha çok kullanıcıların en çok sıkıntı duydukları alanlarda gerçekleştirilmiştir. Bu sayede programının kullanımı daha basitleştirilmiş ve oldukça fazla zaman işlemler kolaylaştırılmıştır. Bu çalışma ile temel olarak Wilson-Devinney programının kullanımını bilmeyen, fakat çift yıldızların fiziksel ve geometrik özellikleri konusunda bilgiye sahip olan kişilerin analiz işlemlerini etkin bir şekilde yapabilecekleri düşünülmektedir. Bugüne kadar, Macintosh türü sistemlerde Wilson-Devinney programının çalıştırıldığı konusunda henüz bir bilgiye ulaşamadığımız için, Dünya'da belkide ilk defa böyle bir çalışmanın yapıldığını söyleyebiliriz.

Dünya'da Wilson-Devinney programının geliştirilmesi yönünde birçok çalışma yapılmaktadır. Bu tür çalışmaların sayısı ve içeriği sürekli olarak değişmektedir. Programın astrofiziksel açıdan geliştirilme çalışmalarının yanında, analiz sonuçlarının grafiksel ortama aktarılması gibi veya Rafert & Markworth (1986)'ın yaptıkları en iyi çözüm parametrelerinin elde edilmesi için bir parametre uzayının taranması gibi çalışmalardan bahsedilebilir.

2. Wilson-Devinney Programı - 1992

Programın kaynak dosyası Fortran dilinde hazırlanmış olup, birçok bilgisayar sisteminde derlenerek rahatlıkla kullanılabilecek şekildedir. Derleme işlemi, kaynak dosyasında yapılması gereken değişikliklikler (okuma ve yazdırma deyimlerinin yerleştirilmesi gibi) ve düzenlemelerden (*LC* ve *DC* kaynaklarının birbirinden ayrılması gibi) sonra yapılmalıdır.
Temel olarak Wilson-Devinney programının kaynak dosyası iki ana parçadan oluşur, bunlar;
LC (Light Curve): Teorik ışık eğrisi ve dikine hız eğrisi hesabı yapan, ve
DC (Differential Correction): En küçük kareler yöntemine göre parametrelerde diferensiyel düzeltme yapan,
program parçalarıdır. Kaynak Fortran dosyası derlenmeden önce bu iki programın ve alt programlarının (Subroutine) birbirinden ayrılması gerekmektedir. Alt programlardan birçoğu her iki program tarafından ortak olarak kullanılmasına rağmen *LC* programında SQUARE ve *DC* programında MLRG alt programlarına ihtiyaç duyulmaz. Bu alt programların kaynak dosyasından silinmemesi durumunda bir problem ortaya çıkmaz sadece derlenen programın hacim

* Bu çalışma A.Ü. Araştırma Fonu 96-25-00-11 kod numaralı proje kapsamında gerçekleştirilmiştir.

olarak büyümesi sağlanır. Bazı Fortran derleyicileri trigonometrik fonksiyonların kullanılmasında farklı gösterim şekilleri kullandıklarından, fortran derleyicilerine bağlı olarak trigonometrik fonsiyonlarda da gerekli değişikliklerin yapılması gerekmektedir (Örn. ACOS yerine ARCOS gibi).

1981 yılındaki sürümünden sonra en son 1992 yılında o günün gelişmeleri ışığında daha gerçekci geometrik ve fiziksel özelliklerin ilavesi yapılmıştır (Wilosn, 1992). Sonraki yıllarda daha genelleştirilmiş özelliklere sahip *LC* ve *DC* programına ait yeni sürümlerin çıkarılabilmesi için çalışmalar sürmektedir. Düşünülen değişikliklerden en önemlisi, *LC* programının *Stoke Parametreleri* ve *Soğurma Çizgi Profilleri* gibi gözlemsel olarak elde edilebilen verilerle çalışabilecek hale getirilmesi olacaktır. Ayrıca bu programın çözüm yapma hızı konusunda da gelişmeler beklenmektedir. Diğer gelişmeler *genellik*, *değişebilirlik*, *ekonomiklik* ve *kompakt yapı* gibi özellikleri içermesi beklenmektedir (Wilson 1994).

Wilson-Devinney programının bir parçası olan DC programında sistem parametreleri olarak değiştirilebilir en az 30 parametre bulunur. Artım miktarları olarak kullanılan 27 parametre ile bu sayı 57'ye çıkmaktadır. Ayrıca gözlemsel olarak elde edilen ışık ve dikine hız eğrilerinin sayısına bağlı olarak ışık eğrisi analizinde kullanılan her eğri için ilave değiştirilebilir parametreler mevcuttur. Değiştirilebilir parametre sayısının fazla olması nedeniyle, analiz işlemlerini yapan kişilerin özel bilgi ve becerilerini analizler sırasında programa aktarması gerekmektedir. Günümüzde programın işletiminin otomatik olarak yapılabilmesi konusunda çeşitli çalışmalar yapılmaktadır (Barone et al.,1988).

Wilson-Devinney programı, özelliği nedeniyle aynı anda n-tane ışık eğrisi (bu çalışma ile elde edilen Macintosh sürümünde en fazla 3 tane kullanılabilmektedir) ve en fazla iki tane dikine hız eğrisi üzerinde eşzamanlı olarak işlem yapabilme özelliğine sahiptir. Örneğin "n" adet ışık eğrisinin çözümü yapılıyorsa, "n" adet *kenar kararma katsayısı*, *göreli tekrenk ışınımgücü* ve *üçüncü ışık* verisi kullanılabileceğinden değiştirilebilir parametre sayısı da ona göre artacaktır. *DC* programı kullanılarak çift yıldız sistemleri için aynı anda ikiden fazla yıldız lekesi iterasyona sokulamamaktadır. Farklı iterasyonlarda, farklı leke kombinasyonları kullanılarak ikiden fazla leke parametresi ile işlem yapabilmek mümkündür. Bu tür işlemler ile model parametrelerinin sayısı değişebilmektedir.

Wilson-Devinney programının parçaları olan *DC* ve *LC* programları daha önceden yaratılmış bir *parametre girdi dosyasını* okuyarak işleme başlar ve bir *çıktı dosyası* yaratarak işlemini tamamlar. Bu nedenle parametre girdi dosyası programın okuyacağı formata sahip olacak biçimde kullanıcı tarafından daha önceden hazırlanması veya düzenlenmesi gerekmektedir (bkz. Şekil 1 ve 2).

Bilgisayar teknolojisinin son derece hızlı gelişmesi ve bilgisayar programlarının kullanıcıya yönelik kolaylıklar içermesi yani *kullanıcı dostu* olması sayesinde, bilgisayarlardan korkan birçok insan artık bilgisayarlara daha sıcak bakabilmektedir. Örten değişen çift yıldızların ışık ve dikine hız eğrilerinin analizini yapan Wilson-Devinney programı bu gelişmeye ayak uyduramamış ve bu özellikler daha çok son kullanıcılara bırakılmıştır.

3. Wilson-Devinney Programının Orjinal Yapısı

Orjinal yapısı ile Wilson-Devinney programının kullanılabilmesi için ışık eğrisi ve dikine hız eğrisi verilerin ve sisteme ilişkin parametrelerin girdi dosyasına aktarılmış olması gerekmektedir. Bu parametre girdi dosyasında, çift yıldız sistemine özgü temel parametreler (sıcaklıklar, ışınımgücü değerleri, kütle oranı, vb.), çözüm yöntemi (sistemin özelliğine bağlı olarak: ayrık, yarı-ayrık, değen gibi), çözüm için sınırlama parametreleri, gözlemsel veriler gibi bilgilerin bir text dosyasına aktarılması gerekmektedir. Girdi dosyası olarak tanımlanan bu text dosyası Wilson-Devinney programının okuyabileceği formatta olmalıdır. Aksi durumda *DC* ve/veya *LC* programı hatalı işleyeceğinden yapılan analiz sonuçları da hatalı olacaktır. Bu nedenle parametre girdilerinin orjinal girdi dosyası üzerinde yapılacak değişiklikler ile kullanılması önerilmektedir. Şekil 1 ve 2'de sırasıyla *LC* ve *DC* programları için hazırlanmış parametre girdi dosyalarının yapıları görülmektedir.

Şekil 1 ve 2'den de görülebileceği gibi bu tür bir parametre girdi dosyasını, dosyanın formatında bir hata yapmadan hazırlamak, kullanıcı için oldukça zor ve zaman alan bir işlemdir. Ayrıca program konusunda fazla bilgi sahibi olmayan kişiler, parametre girdi dosyalarında bulunan sayıların hangi anlamlara geldiğini bilmeleri çok zordur ve öğrenmeleri de çok zaman alır. Şekil 1'de görülmekte olan *LC* programı için kullanılan parametre girdi dosyasının boyutu Şekil'de görüldüğü kadardır. Fakat *DC* programı için hazırlanan ve Şekil 2'de gösterilen parametre girdi dosyasında "…" ile gösterilen alandarda ışık eğrisine ait veriler fazla yer kaplamaları nedeniyle silinmiştir. Ayrıca *DC*

```
1 1 1 1 1 1 1 1
02 0 0 0 18 14 .58447E+00 .0000 250.000 .250 +000.0000 +001.0000 +000.0100
.0000 090.00 005.790 01.000 01.000 +0.0000 .0000 +87.166 01.000 00.320
0.7240 0.4798 +1.000 +0.500 03.0707 03.0707 00.57460 0.756 0.927 0.000 1.000
0.3500 11.0000 03.8183 0.590 0.734 0.000 0.000 0.0050 +0.000 1.0000
300.
300.
9
```

Şekil 1: *LC* programı için hazırlanmış parametre girdi dosyasının yapısı.

```
+5.0E+0 +5.0E+0 +3.0E+0 +3.0E-2 +5.0E+0 +5.0E+0 +3.0E+0 +3.0E-2
+1.0E-2 +1.0E-1 +1.0E-1 +1.0E-1 +2.0E-3  -1.0E+0 +1.0E-2 +1.0E-2 +1.0E-2 +1.0E-2
+1.0E-2 +1.0E-2 +1.0D-2 +1.0D-2 +1.0E-2 +1.0E-2 +1.0E-2 +1.0E-2 +1.0E-2
 1111 1111 0111100 01110 11010 01110 0 0 0
 1  1  2  1
1 1 03 2 0 0 1 1 1 1 1 1 1
03 0 0 0 18 14 09 07 .3624E+00 .0000 0250.000
.0000 090.00 002.677 01.000 01.000 -0.0478 .5016 85.331 0.488 0.488
0.6000 0.6225 +1.000 +1.000 02.5928 02.5928 0.37732 0.500 0.600 0.000 0.000
0.4150 07.6419 03.9231 0.821 0.821 0.000 0.000 0.1428
0.4150 07.6419 03.9231 0.821 0.821 0.000 0.000 0.1785
0.4110 07.6419 03.9310 0.821 0.821 0.000 0.000 0.0000 2 0.0060
0.4670 07.7051 03.8652 0.738 0.738 0.000 0.000 0.0000 2 0.0050
0.5470 07.8312 03.8259 0.674 0.674 0.000 0.000 0.0000 2 0.0057
 090.00 320.00 030.00 001.02
300.
300.
.1223 0.2120 10 .1683 0.3412 13 .2155 0.3977 12 .2745 0.4007 12 .3248 0.3673 17
.3798 0.3533 09 .4060 0.3264 10 .4529 0.3160 05 .5217 -.2264 05 .5875 -.2560 06
.6296 -.3924 11 .6773 -.4620 20 .7299 -.5064 18 .7749 -.4819 19 .8340 -.4133 24
.8779 -.4228 24 .9248 -.2835 25 .0000 0.0000 00 .0000 0.0000 00 .0000 0.0000 00
12.
.1218 -.6800 10 .1679 -.8340 12 .2151 -.9389 11 .2745 -.9413 12 0.3238 -.9923 13
.3811 -.8640 10 .4061 -.6676 11 .4536 -.5227 06 .5217 0.3008 05 0.5887 0.3992 05
.6313 0.6215 11 .6782 0.8140 18 .7299 0.9504 18 .7761 0.9380 18 0.8343 0.9126 20
.8778 0.8651 21 .9263 0.6224 15 .0000 0.0000 00 .0000 0.0000 00 0.0000 0.0000 00
12.
.0003 0.5128 21 .0141 0.5138 16 .0258 0.5175 17 .0391 0.5472 20 .0533 0.6011 19
.0663 0.6514 17 .0801 0.7062 27 .0934 0.7537 26 .1138 0.8132 49 .1455 0.8798 38
...
.8259 0.9227 36 .8529 0.8849 29 .8850 0.8242 35 .9060 0.7611 19 .9206 0.7099 19
.9328 0.6588 16 .9463 0.6021 18 .9605 0.5495 19 .9735 0.5177 15 .9861 0.5143 17
15.
.0003 0.5258 21 .0141 0.5264 16 .0258 0.5305 17 .0391 0.5603 20 .0533 0.6129 19
.0663 0.6619 17 .0801 0.7144 27 .0934 0.7588 26 .1138 0.8173 49 .1455 0.8801 38
...
.8259 0.9246 36 .8529 0.8860 29 .8850 0.8258 35 .9060 0.7667 19 .9206 0.7167 19
.9328 0.6689 16 .9463 0.6139 18 .9605 0.5618 19 .9735 0.5329 15 .9861 0.5276 17
15.
.0003 0.5381 21 .0141 0.5383 16 .0258 0.5417 17 .0391 0.5734 20 .0533 0.6252 19
.0663 0.6750 17 .0801 0.7262 27 .0934 0.7700 26 .1138 0.8280 49 .1455 0.8891 38
...
.8259 0.9317 36 .8529 0.8933 29 .8850 0.8355 35 .9060 0.7777 19 .9206 0.7266 19
.9328 0.6824 16 .9463 0.6277 18 .9605 0.5754 19 .9735 0.5443 15 .9861 0.5404 17
15.
 1111 1111 0111101 11110 11110 11111 0 0 0
 1111 1111 0011110 01111 11011 01111 0 0 0
2
```

Şekil 2: *DC* programı için hazırlanmış parametre girdi dosyasının yapısı.

programının 15 ışık eğrisine kadar veriyi aynı anda analiz edebileceğini düşündüğünüzde, Şekil 2'de görülmekte parametre girdi dosyası sayfalarca yer kaplayabileceği tahmin edilebilir.

Şekil 1'de görülen ve *LC* programı için hazırlanmış olan parametre girdi dosyası, tek bir band'da ışık eğrisi üretmek için hazırlanmış bir yapıdadır. Başka bir band'da ışık eğrisi üretebilmek için bu parametre girdi dosyasında dalgaboyuna bağlı parametrelerin değiştirilmesi gerekmektedir. Bu tür değişiklikleri yapabilmek için günümüzde kullanılan yöntem, *LC* için hazırlanmış olan parametre girdi dosyasının bir text editörü ile açılması ve gerekli olan değişikliklerin bu text dosyası üzerinde yapılması ile gerçekleştirilir. Şekil 1'de görülen text dosyası için bu işlem parametre sayısının az olması nedeniyle kolaydır.

Şekil 2'de görülmekte olan *DC* programı için hazırlanmış olan parametre girdi dosyasında ise böyle bir değişiklik yapmak daha zor ve karmaşıktır. Bu program için hazırlanmış olan girdi dosyasında gözlemsel olarak elde edilen ışık eğrisi verileri (ve varsa dikine hız eğrisi verileri) beşli gruplar halinde evreye göre sıralı bir şekilde parametre girdi dosyasına yazılmış olması gerekmektedir. Ayrıca diferansiyel düzeltmeye sokulacak parametrelerin seçilmesi, programın işletiminden sonra parametreler üzerinde değişiklikler gibi birçok işlemin yapılması gerekmektedir. Bu işlemler sırssında parametrelerin formatında yapılabilecek en küçük hata, analiz işlemlerinin sonuçlarının da hatalı olmasına neden olacaktır. Bu değişikliklerin ardından *DC* programı çalıştırıldığında, veri girdi dosyasında bir hata yapılmadıysa program gerekli olan hesaplamaları yapar ve bir çıktı dosyası hazırlar. Bu çıktı dosyasının içinde veri girdi dosyasındaki veriler ile hesaplamalar sonucunda ortaya çıkan çözüm matrisleri, yıldızların yarıçapları, diferensiyel düzeltmenin yapılacağı veriler ve hataları gibi analiz sonucu ulaşılan

çözüm parametreleri yer alır. Bir text editörü kullanılarak bu çıktı dosya içinden gerekli olan sayısal değerler incelenerek girdi parametre dosyasında değişiklikler yapılır ve diferansiyel düzeltme işlemi bu adımdan sonra tekrarlanır. Her işlem sonrasında, bahsedildiği gibi text dosyalarının açılması ve zaten karmaşık bir yapıda olan çıktı dosyasındaki verilerin incelenmesi, sonuçlar parametre girdi dosyasına aktarılması gerekmektedir. Bu işlem ise çift yıldızların ışık ve dikine hız eğrilerinin analizleri sırasında tekrar tekrar yapılması gerekmektedir ve kullanıcının oldukça fazla zamanını alır.

4. Wilson-Devinney Programının Kullanımına Yönelik Yapılan Yenilikler

Wilson-Devinney programının Macintosh (PPC: PowerPC) türü bilgisayarlarda derlenmesi bu amaçla satın alınan LS Fortran 1.2 (Fortner Research LLC) programı ile yapılmıştır. Bu program özellikle Risc işlemcili ve 68040 işlemcili Macintosh türü bilgisayarlar için derleme yapabilmektedir. *DC* programı için 1500K, *LC* programı için 900K bellek (RAM) bu programların çalıştırılabilmesi için yeterlidir. Fakat bu programların çalıştırılması için kullanılan arayüzün yaratıldığı MS Excel programının da çalıştırılması gerektiği düşünüldüğünde bu bellek gereksiniminin en az 10Mb olmasında yarar vardır.

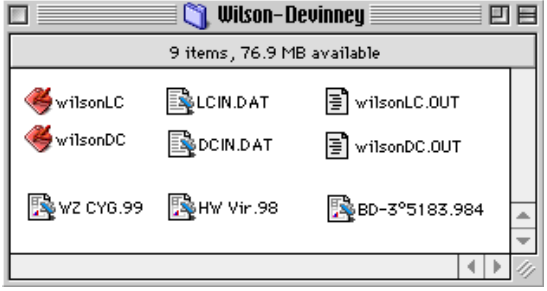
Wilson-Devinney programı için MS Excel programı kullanılarak, aşağıdaki yenilikler ilave edilmiştir:

1. *DC* programının analiz işlemleri sırasında kullandığı ışık ve dikine hız eğrisi verileri (genellikle yüzlerce sayısal veriden oluşur) doğrudan tablo yapısındaki veri giriş hücrelerine klavye ile ve/veya verilerin daha önceden yaratılmış bir veri dosyasında bulunması durumunda, kopyalama ve yapıştırma yöntemi ile aktarılabilmektedir,
2. *DC* ve *LC* programlarının hangi özelliklere göre işletileceğinin belirlendiği parametre seçimi doğrudan *parametre girdi sayfasında* bulunan hücreler üzerinde yapılabilmektedir,
3. *DC* programında diferansiyel düzeltme yapılması için seçilen parametre setlerinin sonuç değerleri hatalarıyla birlikte çıktı dosyasından parametre girdi sayfasına aktarılması,
4. *LC* programı yardımıyla parametre girdi sayfasındaki veriler kullanılarak oluşturulan teorik ışık ve dikine hız eğrileri ile gözlemsel ışık ve dikine hız eğrilerinin grafiksel olarak karşılaştırmasının yapılabilmesi,
5. Parametre girdi sayfasında bulunan kütle oranı q yardımıyla analizi yapılan sistemin Roche Eşpotansiyel değerlerinin (L_1, L_2, L_3, $L_{4,5}$ Lagrange noktalarındaki uzaklıklar, potansiyeller) otomatik olarak hesaplanması,
6. Analizi yapılan sistemin bileşenlerinin girdi parametrelerine bağlı olarak Ayrık, Değen, Yarı-Değen sistem olup olmadığının otomatik olarak hesaplanması,
7. Analiz işlemleri sırasında seçilen *mod* hakkında kısa bir açıklamanın bulunması,
8. Analizi yapılan sisteme ait bileşen yıldızların f doldurma oranlarının doğrudan hesaplanması,
9. *DC* ve *LC* programlarının okuyarak analiz işlemlerini yaptığı veri giriş sayfalarının hazırlanması ve işletilmesi için parametre girdi sayfasında bulunan butonların kullanılabilmesi
10. Analizler sırasında kullanılan ikinci ve üçüncü parametre setlerinin aynı parametre girdi sayfasında belirlenebilmesi,
11. Parametre değişim miktarlarının aynı parametre girdi sayfasında değiştirilebilmesi,
12. Parametre girdi sayfasına girilen sayısal değerlerin klavyeden formatsız bir şekilde girilebilmesi,

gibi kullanıcı açısından son derece önemli geliştirmeler yapılmıştır. Bu özellikler yardımıyla Wilson-Devinney programını kullanarak ışık ve dikine hız eğrisi analizi yapacak araştırmacılar, veri yönetiminden çok gerçek işleri olması gereken analiz işlemlerine yöneleceklerdir.

5. Wilson-Devinney Programının Macintosh Sürümü ve Dosya Yapısı:

Şekil 3'de MacOS işletim sistemine sahip bir bilgisayardaki klasör yapısı görülmektedir. *Wilson-Devinney* ismi verilen klasörün içerisinde *DC* (wilsonDC) ve *LC* (wilsonLC) programları, analizler sırasında otomatik olarak çalıştırılan program parçalarıdır. wilsonDC.OUT ve wilsonLC.OUT dosyaları, bu iki programın çalıştırılması durumunda ortaya çıkan çıktı dosyalarıdır. Çıktı dosyalarının hesaplanabilmesi için LCIN.DAT (LC programının veri girdi dosyası) ve DCIN.DAT (DC programının veri girdi dosyası) dosyalarının aynı klasör içerisinde bulunması gerekmektedir. Aynı klasör içerisine çok sayıda yıldızın ışık ve dikine hız eğrisi analizinde kullanılabilecek dosya yerleştirmek mümkündür. Şekil 3'de görülen örnekte *HWVir.98, WZ CYG.99 ve BD-3°5183.98* dosyaları farklı yıldızlar için analizlerde kullanılacak yıldız dosyalarıdır. *Wilson-Devinney* isimli klasörünün içinde bulunan ve program simgesi şeklinde gösterilen *wilsonDC* (diferensiyel düzeltme yapan program) ve



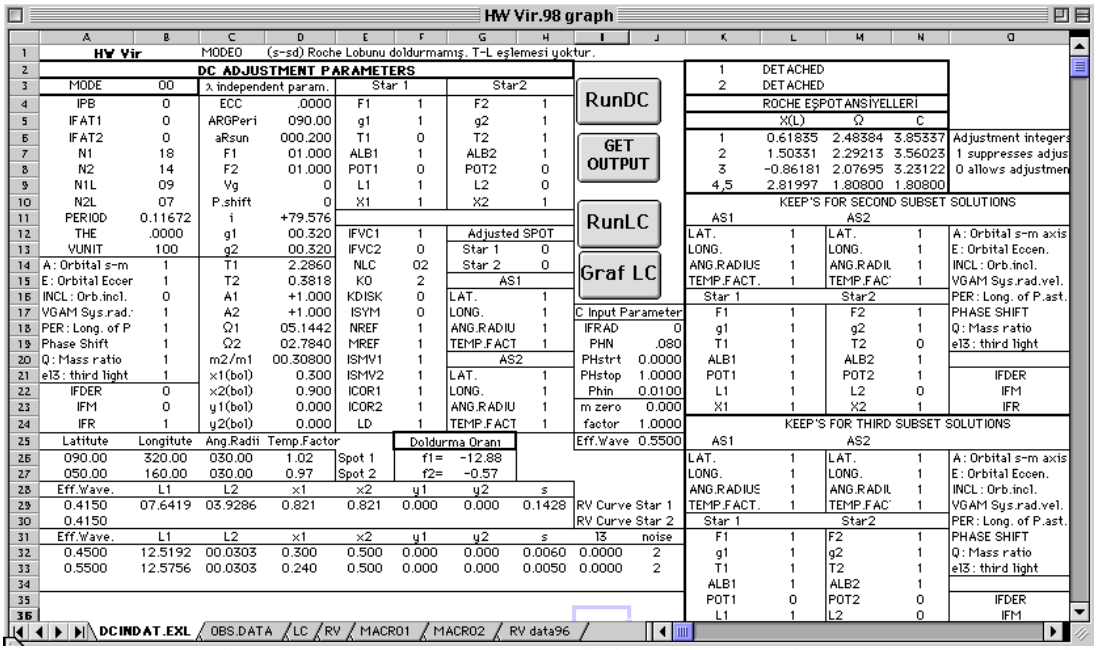
Şekil 3: Wilson-Devinney programı ve diğer dosyaların bulunduğu klasör yapısı. *LCIN.DAT*, *wilsonLC* programının girdi dosyası ve *wilsonLC.OUT* bu programın çıktı dosyasıdır. *DCIN.DAT*, *wilsonDC* programının girdi dosyası ve *wilsonDC.OUT* bu programın çıktı dosyasıdır. Diğer dosyalar üzerinde adları yazılı olan yıldızların veri dosyalarıdır.

wilsonLC (teorik ışık ve dikine hız eğrisi üreten program) analiz işlemleri sırasında aynı klasörün içinde mutlaka bulunması gereken programlardır ve isimleri değiştirilmemelidir.

HWVir.98, WZ CYG.99 ve BD-3°5183.984 isimli dosyalar, MS Excel programı ile *DC* ve *LC* programları arasında kullanılan arayüz dosyalarıdır ve içeriğinde gözlemsel ışık eğrisi verileri, parametre seçim alanları, grafik ve makrolar bulunmaktadır. Aynı klasörde yer alan *DCIN.DAT* ve *LCIN.DAT* dosyaları wilsonDC ve wilsonLC programlarının okuduğu girdi dosyalarıdır. Bu dosyalar arayüz dosyalarının içerisinde bulunan programlar (macro'lar) tarafından üretildiğinden bu dosyaların silinmesi veya isminin değiştirilmesi önemli değildir. *wilsonDC.OUT* ve *wilsonLC.OUT* dosyaları ise *wilsonDC* ve *wilsonLC* programlarının çalıştırılması sonucu ortaya çıkan çıktı sonuç dosyalarıdır ve bu dosyaların silinmesi veya isminin değiştirilmesinin yine önemi yoktur, tekrar yaratılmaktadır.

Şekil 4'de *HWVir.98* isimli veri girdi dosyasının açık olması durumunda *çalışma grubunun* içinde yer alan *çalışma sayfaları*, *grafik sayfaları* ve *macro sayfaları*'nın isimleri görülmektedir. Diğer sayfalara geçişler doğrudan fare (mouse) ile bu isimlerin üzerine basılması durumunda gerçekleşmektedir. Bu çalışmada hazırlanan çalışma grubunun içinde toplam 6 adet sayfa yer almaktadır. İstenmesi veya ihtiyaç duyulması durumunda istenildiği kadar sayfanın ilave edilmesi, isminin değiştirilmesi, kopyalanması ve silinmesi mümkündür. Yeni ilave edilen sayfaların isimleri Şekil 4'de görülen isimlerden farklı olmalıdır.

Şekil 4: HWVir.98 çalışma grubunun içinde bulunan diğer çalışma, grafik ve makro sayfaları.



Şekil 5a: *DCINDAT.EXL* adlı parametre girdi sayfasının görünümü. Bu alanda *LC* ile *DC* programlarının işletilmesi, parametre seçimleri, yıldızların girdi parametrelerinin değiştirilebildiği hücreler mevcuttur. Aynı çalışma sayfasında ikinci ve üçüncü iterasyonlara sokulacak parametre seçim alanları'da mevcuttur.

Şekil 5a'da *DCINDAT.EXL* isimli çalışma sayfasının (parametre girdi sayfası) yapısı görülmektedir. Bu çalışma sayfası tablo yapısındadır ve veri girişi ve değişimi bu tabloda bulunan hücreler üzerinde yapılır. *DC* ve *LC* programların girdi parametreleri bu dosyanın içerisinde bulunmaktadır. İlave olarak Roche Şişim parametreleri, Roche Şişim Doldurma Oranı (fillout parametresi), Yıldızın Fiziksel Durumu (Ayrık, Yarı-Ayrık ve Değen sistem olup olmadığı), kullanılan analiz modu hakkında kısa bilgi ve *DC* ve *LC* programlarının çalıştırılabilmesi için butonlar yer almaktadır.

DCINDAT.EXL dosyasında yer alan parametrelerin herbiri ayrı ayrı hücrelerde yer aldığından, veri girişi veya değişiklikler bu parametrelerin bulunduğu hücreler üzerinde doğrudan klavye yardımıyla yapılabilmektedir. *DC* ve *LC* programlarında kullanılan kontrol parametrelerinin seçilmesi veya iptal edilmesi yine benzer bir şekilde bu tabloda yer alan hücreler üzerinde yapılmaktadır. Aynı dosyada analiz için seçilen parametrelerin adları da yer aldığından, seçilen parametre setlerinde hata yapılması önlenmiş olmaktadır. Wilson-Devinney programının 1992 sürümünde ilave edilen bir özellik olan ikinci ve üçüncü parametre setlerinin seçimi (programın bir işleyişinde ikinci ve üçüncü parametre setlerinin analizini de aynı anda yapabilmektedir) yine bu sayfa yardımıyla yapılabilmektedir. Şekil 5a'da görülen çalışma sayfasının içerisinde, diferansiyel düzeltmede kullanılacak artım miktarlarının yanında, hataları ve isimleri ile birlikte düzeltme parametreleri yer almaktadır. Çıktı dosyasından ayrıca girdi parametreleri yardımıyla hesaplanan fark kareleri toplamı değerleri her eğri için ayrı ayrı bu çalışma sayfasına aktarılmaktadır. Ayrıca analiz yapan kişilere yardımcı olması bakımından çözüm için seçilen mod sınırlamaları hakkında kısa bir bilgi bu çalışma sayfasında ilave olarak bulunmaktadır.

wilsonDC programını klasik yöntemle de çalıştırmak mümkündür. Bunun için DCIN.DAT dosyasıyla aynı klasörde bulunmak şartıyla programı çalıştırdığınızda otomatik olarak girdi dosyasını okuyarak program işleyecek ve sonuç çıktı dosyasını hesaplayacaktır. Fakat bu çalışmada daha kolay yolu olan ve Şekil 5a'da görülen *RunDC* butonuna fare ile basmak yeterli olmaktadır. Bu butona basılması durumunda, *wilsonDC* programı için bir *veri giriş dosyası* (Şekil 2: *DCIN.DAT* dosyası) otomatik olarak hazırlanır ve ardından *wilsonDC* programının çalışması sağlanır. *wilsonDC* programının çalışması ile *DCIN.DAT* dosyasında bulunan girdi parametrelerini okunur ve gerekli işlemler yapıldıktan sonra sonuç çıktı dosyasını *wilsonDC.OUT* ismi ile aynı klasör içerisine kaydeder. Bu aşamadan sonra, *Get OUTPUT* butonu kullanılarak *wilsonDC.OUT* sonuç çıktı dosyasından kullanıcının seçtiği diferensiyel düzeltme parametrelerine ait sayısal sonuçlar, hataları ile birlikte bu tablonun en alt kısmına otomatik olarak getirilir (Şekil 5b). Bu parametreler ile birlikte gözlemsel ve teorik ışık eğrileri arasındaki uyumu gösteren fark kareleri toplamı değerleri ve analizde kullanılan herbir ışık eğrisi ve dikine hız eğrisi ile ilgili uyum parametreleri aynı tablonun alt kısmına yazılır. Kullanıcı, bu uyum parametrelerine ve düzeltme terimlerine bakarak bir sonraki diferansiyel düzeltme için hangi parametreleri seçeceğini doğrudan görebilmekte ve gerekli olan değişiklikleri yapabilmektedir.

Parameter	Δ
LAT	+5.0E+0
LONG	+5.0E+0
RAD	+3.0E+0
TEMPF	+3.0E-2
LAT	+5.0E+0
LONG	+5.0E+0
RAD	+3.0E+0
TEMPF	+3.0E-2
EC	+1.0E-2
PER	+1.0E-1
F1	+1.0E-1
F2	+1.0E-1
PHS	+2.0E-3
INCL	-1.0E+0
G1	+1.0E-2
G2	+1.0E-2
T1	+1.0E-2
T2	+1.0E-2
ALB1	+1.0E-2
ALB2	+1.0E-2
POT1	+1.0D-2
POT2	+1.0D-2
Q	+1.0E-2
L1	+1.0E-2
L2	+1.0E-2
X1	+1.0E-2
X2	+1.0E-2

OUTPUT FROM DC

FIRST_KEEP	INCL	T1	POT1	POT2	L2-(1)	L2-(2)
Par.Corr.	0.82794	0.44797	-0.11273	0.0687	-0.221	-0.02332
Prob.Errors	0.13044	0.03082	0.02728	0.0107	0.021	0.00223
ΣW(O-C)^2	0.18703602254390716552734 38				0.11608845740556716918945 31	0.151531E+02
(in/predict/det)						
SECOND_KEEP	INCL	T2	L2-(1)	L2-(2)		
Par.Corr.	0.11271	-0.0441	0.0008			
Prob.Errors	0.04455	0.02048	0.00162			
ΣW(O-C)^2	0.18703602254390716552734 38				0.17976638674736022949218 75	0.380658E+02
(in/predict/det)						
THIRD_KEEP	INCL	POT1	POT2	L2-(1)	L2-(2)	
Par.Corr.	-0.1136	-0.1196	-0.02278	-0.053	-4E-04	
Prob.Errors	0.13809	0.03327	0.01052	0.022	0.002	
ΣW(O-C)^2	0.18703602254390716552734 38				0.17359183728694915771484 38	0.528828E+02
(in/predict/det)						

Curve	No. of obs.	Sum of squares
1	100	0.04198293
2	100	0.01032020

Şekil 5b: *DCINDAT.EXL* adlı çalışma sayfasında bulunan diferansiyel analizler sırasında kullanılan artım ve eksiltme miktarları (soldaki şekil) ve *DC* programının çıktısından getirilen sonuç parametreler (sağdaki şekil).

HW Vir.98

	A	B	C	D	E	F	G	H	I	J	K	L	M	N	O	P	Q	R	S
1	λ	Count:	100		λ	Count:	100		λ	Count:	00		λ	Count:	00		λ	Count:	00
2	0.4500	Min:	0.50		0.5500	Min:	0.50		0.0000	Min:	0.00		0.4150	Min:	0.00		0.4150	Min:	0.00
3	Light Curve #1		B		Light Curve #2		V		Light Curve #3		U		Velocity Curve St		00		Velocity Curve St		00
4	PH.	FLUX	WT.		PH.	FLUX	WT.		PH.	FLUX	WT.		PH.	R.V.	WT.		PH.	R.V.	WT.
5	0.0003	0.5050	10		0.0003	0.5125	10												
6	0.0092	0.5352	10		0.0092	0.5444	10												
7	0.0205	0.5801	10		0.0205	0.6056	10												
8	0.0309	0.6948	10		0.0309	0.7342	10												
9	0.0397	0.7836	10		0.0397	0.7965	10												
10	0.0517	0.8929	10		0.0517	0.9401	10												
11	0.0616	0.9575	10		0.0616	0.9781	10												
12	0.0697	0.9785	10		0.0697	0.9936	10												
13	0.0800	1.0000	10		0.0800	1.0000	10												

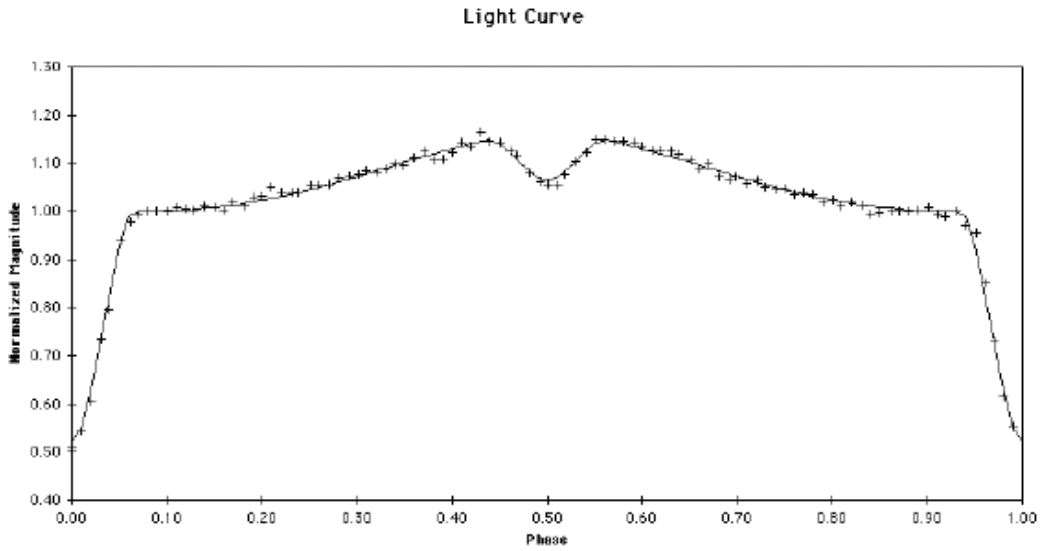
Şekil 6: HWVir.98 çalışma kitabının içinde bulunan *OBS.DATA* adlı çalışma sayfasının görünümü. Bu örnekte B ve V renklerinde olmak üzere iki adet ışık eğrisi bulunmaktadır. En son iki veri girdi alanı, gözlemsel dikine hız eğrilerinin girildiği hücrelerdir. Bu örnek için gözlemsel dikine hız eğrisi bulunmadığı için verileri girilmemiştir.

RunLC butonu, Şekil 5a'da bulunan parametreleri kullanarak *LCIN.DAT* isimli veri girdi dosyasının hazırlanması ve *wilsonLC* programının işletilmesini sağlar. *wilsonLC* programının işlemesinin ardından *wilsonLC.OUT* sonuç çıktı dosyası kullanıcının seçtiği özellikleri barındıracak şekilde aynı klasör içerisine text dosyası olarak kaydedilir. Bu text dosyası, analizi yapılan ışık eğrisine ait girdi parametrelerini kullanarak hesaplanan ışık ve dikine hız eğrisi verilerini içerisinde barındırır. *GrafLC* butonu yardımıyla, *wilsonLC.OUT* dosyasında bulunan veriler okunarak, grafiksel olarak teorik ve gözlemsel ışık eğrisi ve dikine hız eğrisinin çizilmesi sağlanır. Bu buton kullanılarak Şekil 4'de görülen *LC* (Light Curve) ve *RV* (Radyal Velocity Curve) grafik sayfalarının yeni verilere göre güncellenmesi sağlanır.

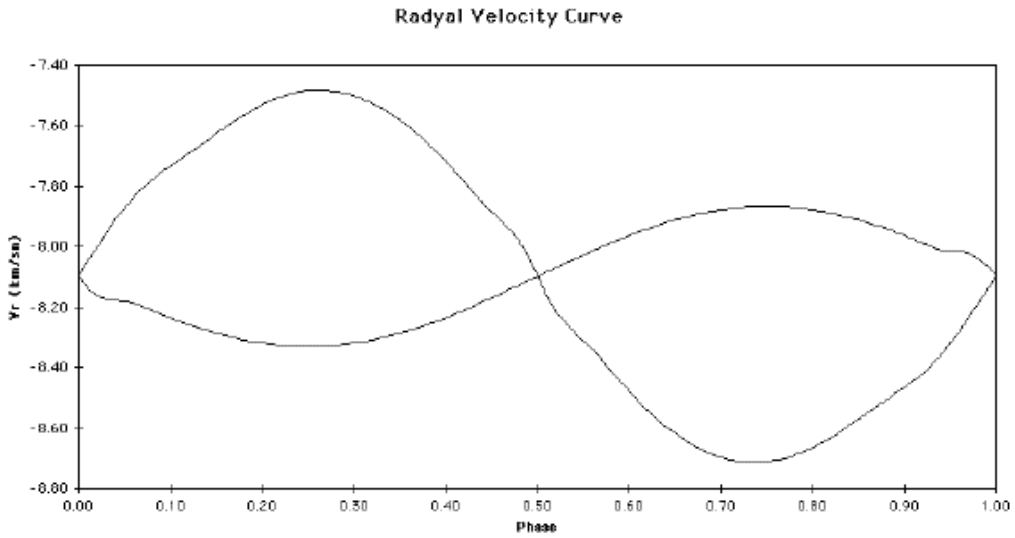
DCINDAT.EXL dosyasında bulunan butonlar ve yaptığı işlemler aşağıda özetlenmiştir:

- ***RunDC butonu***: *DC* programı için girdi dosyasının hazırlanarak, programın işletilmesini sağlar,
- ***Get Output butonu***: *DC* programının çalışması neticesinde elde edilen çıktı dosyasının içinden sizin seçtiğiniz kontrol parametrelerine *ait düzeltme değerlerini* ve bu değerlere ait *hata değerlerini,* (O-C: gözlemsel–teorik) verileriniz arasındaki *farkların karelerinin toplamı* olan $\sum(O\text{-}C)^2$ değerlerini analizde kullanılan ışık ve dikine hız eğrilerine karşılık gelecek şekilde veri giriş sayfasına aktarılmasını sağlar.
- ***RunLC butonu*:** *LC* programı için girdi dosyasını hazırlayarak programın çalıştırılmasını sağlar.
- ***GrafLC butonu***: *LC* programının çalışmasının ardından üretilen çıktı dosyasını kullanarak gözlemsel ışık ve dikine hız eğrileri ile girdi parametreleri yardımıyla hesaplanan teorik ışık ve dikine hız eğrilerinizin grafiksel olarak gösterimini sağlar.

Şekil 6'da *OBS.DATA* adlı çalışma sayfasının yapısı görülmektedir. Gözlemsel veri olarak *DC* programı tarafından kullanılacak ışık ve dikine hız verileriniz bu çalışma sayfasında bulunan uygun alanlara aktarılması gerekmektedir. Bu alanlar hücrelerden oluştuğu için gözlemsel verilerinizi doğrudan el ile klavyeden veya daha önce başka bir dosya ya girilmiş ise bu dosyadan kopyalayıp yapıştırma yöntemi ile aktarılabilir. Bu alanda dikkat etilmesi gereken en önemli unsur, kopyalayıp yapıştırma sırasında Şekil 6'da



Şekil 7: *HWVir.98* çalışma kitabının içinde bulunan *LC* grafik sayfasının görünümü. Bu grafik sayfasında *wilsonLC* programının ürettiği teorik ve gözlemsel ışık eğrileri görsel olarak karşılaştırma yapabilmek amacıyla otomatik olarak çizilmiştir. Sürekli çizgi ile gösterilen veriler teorik ışık eğrisini ve + işaretleri ile gösterilen veriler gözlemsel ışık eğrisini göstermektedir.



Şekil 8: HWVir.98 çalışma kitabının içinde bulunan RV grafik sayfasının görünümü. Bu örnekte gözlemsel dikine hız verilerinin bulunmaması nedeniyle sadece teorik dikine hız eğrisi görülmektedir. Gözlemsel ile teorik hız eğrilerinin uyumunu görsel olarak kontrol etmek amacıyla kullanılmaktadır.

görülmekte olan sayısal format şeklinin bozulmamasını sağlamaktır. Bu durumla karşılaşılması durumunda MS Excel programının komutları kullanılarak format yapısının eski hale geri getirilmesi gerekmektedir. Şimdilik üç adet ışık eğrisi ve iki adet dikine hız eğrisinin verilerinin aktarılabildiği bu tablo, gelecekte daha genel bir yapıya kavuşturulacaktır. Gözlemsel verilerinize ait dalgaboyu, kullanıcı tarafından girilmesi gereken bir başka parametredir. Gözlemsel veri sayısı ve minimum değeri otomatik olarak hesaplanmakta ve programın grafik çizimi sırasında kullanılmaktadır.

Şekil.7'de *LC* olarak adlandırılan grafik sayfası görülmektedir. Bu grafik sayfası, *RunLC* butonuna basılması sonucu *wilsonLC* programı tarafından üretilen *wilsonLC.OUT* dosyasında bulunan teorik ışık eğrisi verileri ve OBS.DATA adlı çalışma sayfasında bulunan gözlemsel veriler kullanılarak çizilmektedir. Bu grafik sayfası kullanılarak gözlemsel ışık eğrisi verileri ile teorik olarak üretilen ışık eğrisi verilerinin karşılaştırılmasının kolaylıkla yapılabilmektedir.

Şekil 8'de *RV* olarak adlandırılan *Dikine Hız Eğrisi* (Radyal Velocity Curve) grafik sayfasıdır. Gözlemsel olarak elde edilmiş dikine hız eğrisi verileriniz daha önceden girilmiş ise bu grafik üzerinde teorik dikine hız eğrisi ile birlikte görülecektir. Bu grafik sayfası da gözlemsel ve teorik dikine hız eğrilerinin karşılaştırılması amacıyla çizilir. Hem *LC* hemde *RV* grafik sayfalarının kullandığı veriler, gözlemsel ışık eğrisi girdilerinin bulunduğu *OBS.DATA* çalışma sayfasından ve *wilsonLC* programının ürettiği *wilsonLC.OUT* dosyasından alınarak kullanılır.

Şekil 9'da *MACRO1* sayfasının genel yapısı görülmektedir. Bu macro sayfasında *LC* ve *DC* programları için üretilen girdi parametrelerinin hazırlanması, ışık ve dikine hız eğrilerinin grafiğinin çizilmesi gibi işlevleri yerine getiren programlar yer almaktadır. *MACRO2* sayfasıda benzer bir şekle sahiptir ve içerisinde Roche potansiyellerini hesaplayan fonksiyonlar ile analizler sırasında kullanılan mod hakkında kısa bilgi verilmesini sağlayan isimlendirmeler yer almaktadır. Wilson-Devinney programının yönetimi, veri hazırlama gibi bütün özellikler MS

DCINPUT = DCINPUT

HW Vir.98 graph

	A	B	C	D	E
1	DCINPUT		LCINPUT		ATLA
2	="["&DOCUMENTS()&"]"&"MACRO1"		="["&DOCUMENTS()&"]"&"MACRO1"		comm.opt.a
3	="["&DOCUMENTS()&"]"&"OBS.DATA"		=FILE.DELETE("LCIN.DAT")		=SELECT("R[1]C")
4			=NEW(1)		=RETURN()
5	=FILE.DELETE("DCIN.DAT")		=SAVE.AS("LCIN.DAT";3;;FALSE)		
6	=NEW(1)				LEKE1
7	=SAVE.AS("DCIN.DAT";3;;FALSE)		1. satır		=C2
8	1. satır		=DCINDAT.EXL!$B$24	IFR	=DCINDAT.EXL!$H$13
9	=DCINDAT.EXL!R11	ΔLAT1	=DCINDAT.EXL!$F$18	NREF	=DCINDAT.EXL!$A$26
10	=DCINDAT.EXL!R12	ΔLONG1	=DCINDAT.EXL!$F$19	MREF	=DCINDAT.EXL!$B$26
11	=DCINDAT.EXL!R13	ΔRAD1	=DCINDAT.EXL!$F$20	ISMV1	=DCINDAT.EXL!$C$26
12	=DCINDAT.EXL!R14	ΔTEMPF1	=DCINDAT.EXL!$F$21	ISMV2	=DCINDAT.EXL!$D$26

DCINDAT.EXL | OBS.DATA | LC | RV | MACRO1 | MACRO2

Şekil 9: *MACRO1* programlama sayfasının genel görünüşü. İlk satırda Wilson-Devinney programında kullanılan macro programlarının adları ve ardından gelen satırlarda programa ilişkin MS Excel 4.0 programlama dilinde hazırlanan komut satırları yer almaktadır.

Excel 4.0 Macro programlama dili ile yazılmıştır.

Bu çalışmanın ürünü olan ve yukarıda bahsedilen özellikler kullanılarak örten değişen çift yıldızların ışık ve dikine hız eğrilerinin analiz işlemleri kullanım açısından son derece basitleştirilmiştir. Araştırmacıların özellikle veri

giriş ve parametre değişiklikleri son derece kolay bir şekilde yapabilecek özellikler katılmıştır. Temel amacımız kullanıcının daha önce bahsedilen zorluklardan çok, çift yıldızlara ait ışık eğrisi ve dikine hız eğrilerinin analizini daha hızlı ve kolay yapabilmeleridir.

5. Sonuç

Bu çalışma sonucunda Dünya'da çift yıldızların ışık ve dikine hız eğrisi analizinde en çok kullanılan program olan Wilson-Devinney programının MacOS işletim sisteminde kullanılır sürümü yaratılmıştır. Bu Wilson-Devinney programının MacOS sürümü, kullanıcı açısından birçok kolaylık sağlamaktadır. Bu kolaylıklardan bazıları; gözlemsel ışık eğrisi verilerinin hazırlanması, analizde kullanılacak parametre seçiminin kolaylıkla yapılabilmesi, teorik ve gözlemsel ışık ve dikine hız eğrilerinin görsel olarak karşılaştırılabilmesi, diferansiyel düzeltme yapılması amacıyla seçilen parametrelerin değişimi ve hatalarının doğrudan görülebilmesi, analizi yapılan sistem hakkında bazı yararlı bilgilerin görülebilmesi, parametre seçim ve/veya iptalinin basit bir şekilde yapılabilmesi, programların butonlara basılarak çalıştırılabilmesi, analiz için seçilen mod sınırlaması hakkında kısa bilginin görülebilmesi gibi kullanıcı açısından önemli ilaveler yapılmıştır.

Bahsedilen bu ilaveler ile Wilson-Devinney programını kullanarak ışık ve dikine hız eğrisi analizi yapmak isteyen araştırmacılar, veri hazırlama işleminden çok gerçek işlevleri olan analiz işlemlerine yöneleceklerdir. Bu nedenle programın yaygın bir şekilde kullanılacağı inancını taşımaktayız

Kaynaklar

Barone, F., Maceroni, C., Milano, L. and russo, G., 1988, **197**, 347-353.

Rafert, J.B. and Markworth, N.L., 1986, Astron. J., **92** (3).

Wilson, R.E., 1979, ApJ, **234**, 1054.

Wilson, R.E., 1990, ApJ, **356**, 613.

Wilson, R.E., 1992, (Astronomical Society of the Pacific Conference Series, in press)

Wilson, R.E., 1994, PASP, Vol.**106**, No.703.

Wılson, R.E., Devınney, E.J., 1971, ApJ, **166**, 605.

Kutup Lekeleri Tartışması, İnanalım mı?

Zeki EKER

Department of Astronomy, King Saud University, Riyadh 11451, Saudi Arabia
e-mail: eker@ksu.edu.sa

ÖZET: Güneşte kutup lekeleri yoktur. Oysa, son yirmi yıldır Doppler görüntülemesiyle elde edilen bazı lekeli yıldızların leke haritalarında dönme ekseni kutup bölgelerine yerleşmiş soğuk lekelerin olduğu sergilenmektedir. Bu durumun bir atifact, yani hesaplama tekniğindeki bir takım aksaklıktan kaynaklanan artificial (sun'i), gerçek olmayan bir sonuç olmadığı, ve kutup lekelerinin gerçekten var olduğu yolunda çalışmalar yapılmıştır. Bu çalışma kutup lekelerinin lehinde ve aleyhindeki gözlemsel ve teorik delilleri toplayıp değerlendirdikten sonra kutup lekeleri tartışmasında bulguların kutup lekelerinin varlığını ispat için yeterli olmadığını ortaya koymaktadır.

1. Giriş:

Güneşin dönme ekseni kutuplarında veya bu kutuplara yakın bölgelerde güneş lekesi olmadığı (1612) Galile'den bu güne güneş lekesi gözlemleriyle sabittir. Yıldız lekeleri fikrinin ilk kaynağı güneş lekeleri, yani güneş analojisidir. Oysa bu gün bir çok leke modelcisi (Olah ve Pettersen 1991; Dempsey ve ark.1992; Donati ve ark.1992; Hatzes ve Vogt 1992; Strassmeier 1990,1994,1996a,1996b,1997; Strassmeier ve Rice 1998; Strassmeier ve ark.1991, 1993; Kurster ve ark.1994; Hatzes 1995, 1998; Rice 1996; Vogt ve Hatzes 1996; Hatzes ve ark.1996; Unruh ve Cameron 1997; Bruls, Solanki, ve Schussler 1998) daha çok Doppler görüntülemesi çalışmalarının sonuçlarına bakıp bazı yıldızlarda kutup lekesi olduğunu iddia etmektedirler.

Bu çalışmada kutup lekeleri lehinde ve aleyhindeki empirik ve teorik iddialar karşılaştırılmış, kutup lekelerini destekleyen delillerin iddiayı ispat için yetersiz olduğu sonucuna ulaşılmıştır.

2. Tartışma

2.1. Fotometrik Modeller ve Kutup Lekeleri

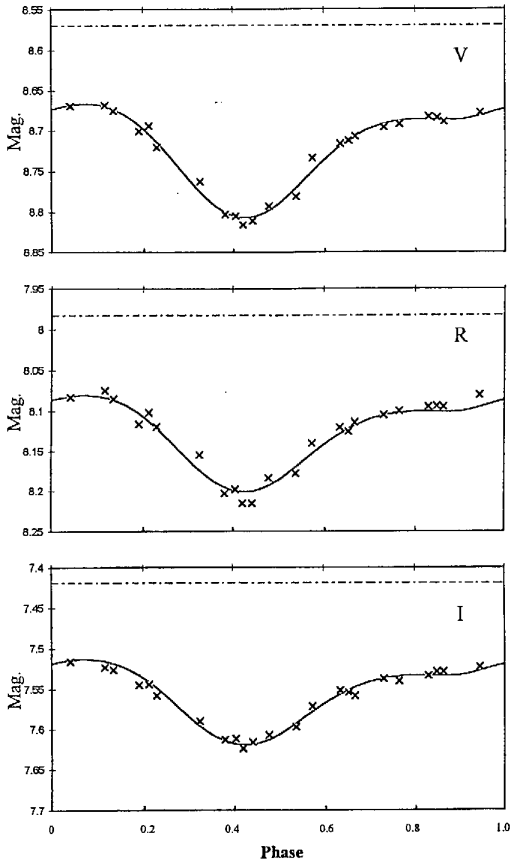
Teorik olarak bir kutup lekesinin ışık eğrisi veya tayf çizgi profili üstündeki etkisi bilinmektedir. Yıldızın dönme ekseni ile gözlem hattı (line of sight) arasındaki açıya (i) eyim açısı adı verilir. Eğer, eğim açısı 90 derece ise, kutuplardan her hangi birine (veya ikisine) oturmuş daire şeklinde leke hariç bütün lekeler yıldızın dönmesiyle görünen yüzeyden geçişi esnasında ışık eğrisi üstünde etkili olur sonra yarım peryod boyunca yıldızın arka tarafında kalır, görülmez. Eger hiç kutup lekesi yoksa ve var olan ötekiler de görünmeyen yüzde kalmış iseler, ışık eğrisinde yıldızın parlaklığı maksimum olur ve bu parlaklık unspotted magnitude (lekesiz kadir) olarak adlandırılır. Durum böyle iken, gözlenmiş bir ışık eğrisinde maksimum parlaklığın lekesiz parlaklık olduğunun hiç bir garantisi yoktur. Çünkü yıldızlar nokta kaynaktır; görünen yüzeyde leke olup olmadığı güneşdeki gibi ışık eğrilerinden bağımsız tesit edilemez. 1) dönme ekseninin kutbunda veya eyimden dolayı her zaman görünür kalan kutba yakın yerlerde lekeler olabilir. 2) Güneşteki gibi, kutup bölgesinde lekeler olmasa bile, yüzey leke dağılımını o şekilde olabilir ki, her evrede görünür durumda mutlaka bir veya birkaç leke olabilir. Bu durumda lekesiz parlaklığı belirlemenin muhtemel yolu, yıldızı çok uzun dönem, onlarca yıl gözlemek olabilir. 11 yıllık aktivitesinin minimum evrelerinde güneşi lekesiz görmek mümkün olmaktadır. Yıldızlar için pratikteki uygulama da zaten budur. Ancak, bu da çözüm olmayabilir çünkü: 1) Çok uzun dönem içinde belirlenmiş bile olsa maksimum parlaklık yine aynı nedenlerle lekesiz parlaklık olmayabilir; 2) Bir dönme peryodu içinde değişmez kabul ettiğimiz lekesiz parlaklık uzun dönem içinde değişmiş olabilir.

Bütün bu olumsuzluklara rağmen fotometrik leke modelleri (fotometrik imaging) lekesiz parlaklığı kullanmak durumundadır. Pratik uygulamalarda incelenen dönemin maksimum parlaklığı değil de uzun dönemde belirlenen maksimum parlaklık lekesiz parlaklık olarak alınmaktadır. Doğal olarak böyle uygulamaların çoğunda lekesiz parlaklık modellenecek ışık eğrisinin maksimum parlaklığından daha parlaktır. Eker ve Al-Malki (1999)'nin modellediği böyle bir ışık eğrisi, gözlem noktaları ve lekekesiz parlaklık seviyesi ile birlikte Şekil 1 de gösterilmiştir. Bu ışık eğrisini açıklamanın en

kolay yolu elbette, parlaklık seviyesini her evrede eşit şekilde düşüren bir kutup lekesi ve değişimlere sebeb olan bir veya iki leke düşünmek ve bu iki veya üç lekenin parametrelerini (büyüklük, sıcaklık ve konumları) belirlemektir. Bu ışık eğrisinde olduğu gibi, birçok eğride gözlem tekniği gereği maksimum ışık seviyesinin lekesiz parlaklık olarak belirlenmiş değerin altında kalması kutup lekelerinin varlığına fotometrik delil olarak gösterilmektedir. Ancak unutulmasın ki, aynı ışık eğrisini kutup lekeleri olmadan da modellemek mümkündür.

Eker ve Al-Malki (1999) HU Vır yıldızına ait Şekil 1 deki veriler için kutup lekesi olan (polar models) ve kutup lekesi olmayan (belt models) modeller üretmiş ve kutup lekesiz (belt models) modellerin gözlemleri daha iyi açıkladığını göstermiştir. Eker (1995) de benzer bir çalışmayı yapmış, HD 12545 yıldızında da kutup lekesiz bir model gözlemleri en iyi açıklayan bır model olmuştur. Kutup lekeleri aleyhinde olan bu sonuçların kesin sonuçlar olduğunu söylemek zordur. Çünkü, kutup lekeli ve kutup lekesiz modeller arasındaki fark gözlem hatalarından daha küçüktür.

Dönme ekseninin eyimi azaldıkça kutuptaki



Şekil 1. Yukarıdan aşağıya V, R, ve I bantlarında HU Vir yıldızının ışık ölçümlerine (x) fit edilmiş leke modeli (sürekli çizgi) ve lekesiz parlaklık seviyesi (kesikli çizgi)

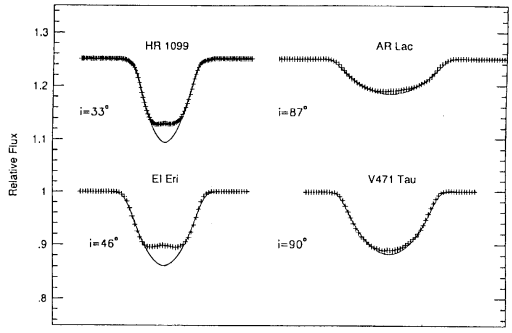
lekenin etkisi artar. Kutup civarında her zaman görünen, ve her zaman görünmeyen bölgeler (circumpolar regions) büyür. Lekelerin bir kısmı tamamen görünmez olurken, bir kısmı her zaman görünür bölge içinde kalır. Ekvatora yakın doğma batma özelliği olan lekelerin sayısı da azalır etkisi de. Eğimin sıfır olması halinde ne kadar leke olursa olsun, yüzeyde ne kadar asimetrik dağılırsa dağılsın, ışık eğrisinde değişimin genliği sıfır olur. Bu nedenle II peg ve HD 12545 gibi yıldızlarda bazan 0.5 kadire varan değişimin genliğini kutup lekeleriyle birlikte açıklamak güçleşmektedir. Bu yüzden fotometrik verilerle model yapanlar genellikle kutup lekeleri fikrine şüphe ile yaklaşmaktadır.

2.2. Doppler Görüntülemesi ve Kutup Lekeleri

Doppler görüntülemesi tekniğinin temel pirensipleri olarak, lekelerin hızlı dönen bir yıldızın tayfındaki soğurma çizgi profillerine nasıl etki ettiğini ilk defa açıklayan Vogt ve Penrod (1983) dür. Böylece, fotometrik leke modeli çalışmalarına bağımsız bir metot olarak spektroskopi de katılmıştır. Maksimum entropi tekniğinin Doppler görüntülemesine (Vogt, Penrod ve Hatzes 1987) uygulanışıyle gelişen spektroskopik modeller fotometrik modellere göre çok daha başarılı leke haritaları üretmekle, ve kutup lekelerini keşfetmekle meşhurdur.

Doppler görüntülemesi tekniği hızlı dönen yıldızlara uygulanır. Çünkü hızlı dönme sebebiyle genişleyen soğurma çizgi profillerinde hakim olan dönmenin etkisidir. Fotosfere göre soğuk olan bir leke, yıldız üstündeki konumuna bağlı olarak genişlemiş çizgi profili üstünde dönmeyle birlikte çizginin mavi tarafından ($\lambda<\lambda_0$) kırmızı tarafına ($\lambda>\lambda_0$) hareket eden parlaklığı arttırıcı yönde küçük bir çıkıntı şeklinde kendini gösterir (Vogt ve Penrod 1983). Dönme ekseninin kutbuna yerleşmiş daire şeklinde bir lekenin etkisi ise hareket etmeyen çizgi merkezinde ($\lambda=\lambda_0$) yerleşmiş bir çıkıntıdır. Şekil 2 de bazı lekeli yıldızların gözlenen (+ işaretler) ve sentetik (sürekli çizgi) çizgi profilleri gösterilmiştir. Sentetik profilin çizgi merkezinde ($\lambda=\lambda_0$) daha derin olması merkez meridiyen üstünde bir lekenin olduğunu, ve bu farkın zamanla yer değiştirmemesi de bu lekenin dönme ekseni kutup noktasında konuşlandığı anlamına gelmektedir.

Doppler görüntülemesiyle ilk üretilen leke haritalarının çoğunda kutba yerleşmiş lekelerin varlığı hemen dikkat çekti. Güneşte kutup lekelerinin olmadığı bilindiği için bazı araştırmacılar (Strassmeier ve ark.1991,1993; Unruh ve Cameron 1995,1997; Hatzes ve ark.1996; Bruls Solanki ve Schüssler 1998) bu



Şekil 2. Sentetik tayf çizgi profilleri üstüne (sürekli çizgiler) temsilen gözlenen profiller (+ larla) işaretlenmiştir. Çizgi merkezinde değişmeyen fark zamanla değişmeyen kalıcı kutup lekelerine işaret eder.

durumun bir artifact yani gerçekten kutup lekelerine değil de hesaplama tekniğinin bir özelliği, bir hatası olabileceğini söylediler, ve bu durumun bir artifact değil gerçek kutup lekelerinin varlığına işaret ettiğini ispat yolunda araştırmalara giriştiler. Kutup lekeleri aleyhindeki belli başlı şüpheleri 4 gurupta toplamak mümkündür.

1) Sentetik çizgi profili hatalı hesaplanıyor olabilir. Gerçekten, Doppler imaging tekniği, fotometrik modellere göre daha karmaşıktır. Sentetik profillerin hesaplanmasında göz önünde tutulması gereken, bir çoğunun doğru değeri bile bilinmeyen, ama çizginin eşdeğer genişliğine doğrudan etki eden metal bollukları, mikro ve makro türbülans, convektif scale hight, transition probabilities gibi parametreler gereklidir. Kısaca, hata ihtimali çoktur.

2) Karşılaştırılacak son profilin üretilmesinde ve gözlemlerle karşılaştırma işleminde pratik zorluklar vardır. Bu zorluklardan sadece birkaç tanesi şunlardır. i) gözlenen tayfta sürekliliğin belirlenmesi; ii) blending (çizgilerin üst üste binmesi) problemi; iii) model atmosferlerden hesaplanan profillerin gerçek kenar kararmasına uygunluk problemi; iv) yönbağımlı (unisotropic) mikro-makro türbülans değerleri ve v) doğru eşdeğer genişlik (W_λ) ve V sin i değerlerinin bilinmemesi.

3) Gözlenen profillerdeki merkez yükselmesi (filling in the line cores) non-LTE etkileri, kromosferik salma veya ışık saçılması gibi sebebler sonucu olabilir.

4) veya düz tabanlı (flat bottomed) çizgi profili üretebilecek çekim kararması (gravity darkening), diferansiyel dönme, limb brightening (plaj bölgeleri) gibi başka sebebler olabilir.

Bu dört şüpheye karşı, kutup lekerinin varlığına inananlar karşı itirazlarla kutup lekeleri fikrini müdafaa etmektedirler.

Birinci karşı itiraz Doppler görüntülemesi tekniğinin hızlı dönen yıldızlara uygulandığı, ve böylece profil fonksiyonunda dönmenin etkisi hakim olunca mikro turbulance gibi birçok parametrenin etkisini yitirdiği, bu yüzden parametrelerin hatalı olması sonucu pek değiştirmediğir. Ancak bu kuvvetli bir savunma değildir. Doppler tekniği yavaş dönen yıldızlara uygulanamadığı gibi, çok hızlı dönen yıldızlara da uygulanamaz. V sin i değeri için üst limit ~(80 veya 100) km/s dir (Vogt, Penrod ve Hatzes 1987; Bruls, Solanki ve Schüssler 1998). Dönmeden dolayı genişleme ilk yaklaşımda eşdeğer genişliği (W_λ) değiştirmez. Ama, W_λ ya dönmeden bağımsız doğrudan etki eden osilatör şiddeti, metal bolluğu gibi parametreler de vardır.

İkinci karşı itirazda W_λ ve V sin i değerlerinin duyarlı bilinmesi o kadar önemli değildir denmektedir. Sentetik eğrinin eşdeğer genişlik veya V sin i degerleri ile oynuyarak daha iyi bir fit elde edilebilir. Unruh ve Cameron (1995) ±1 km/s lik bir hata hata sayılmaz demektedir. Oysa, Collins ve Truax (1995)'ın sözüne bakılırsa en iyi ölçülebilen V sin i değerinde %10 hata vardır. Doppler görüntülemesi 30 km/s ve daha yüksek hızlara uygulandığına göre en az ±3 km/s lik bir hata dikkat çekmiyecek demektir. Unruh ve Cameron (1995)'a göre bu iki değerin seçimi sun'i kutup lekesine sebeb olabilir.

Üçüncü karşı itiraz, kromosferik emisyon kutup lekelerini açıklamak için yeterli değildir. Bu konuda Unruh ve Cameron (1997) ve Bruls, Solanki ve Schüssler (1998) araştırma yapmışlardır. Sonuçta kromosferik emisyonun kutup lekelerini açıklamaya yetmediği anlaşılsa bile az da olsa çizgi merkezinde yükselmeye sebeb olduğu kabul edilmiştir.

Dördüncü karşı itiraz, düz tabanlı (flat bottomed) çizgi profilini üretecek sebebler tek tek yetersiz kalmaktadır. Bu konuda çalışan Hatzes et al.(1996) çekim kararması, ekvatorda parlak bant, ve diferansiyel dönme gibi mekanizmaları incelemiş, bu mekanizmaların tek tek yetersiz kaldığını göstermiştir.

3. Sonuç

Bir birinden bağımsız hesaplanan modellerde hep aynı kutup lekesinin çıkması ve tayfdaki kutup lekesi etkisini kutup lekesi olmadan açıklama girişimlerinin başarısız olması kutup lekelerinin varlığını destekleyen ciddi deliller olarak ortaya konmaktadır. Oysa bu iki iddianın ikisi de çürüktür. Çünkü, modeller bağımsız da hesaplansa, sentetik çizgi profilini hesaplarken hep aynı bağıntılar kullanılmaktadır. Fit işlemlerinin de çok farklı olduğunu söylemek mümkün değildir. Aynı bağıntılar, benzer fit işlemleri, hep aynı tarz hata sebebi ile gerçek olmayan kutup lekeleri pek ala Doppler

haritalarında yer alabilir. İkinci delile gelince, o hepten çürüktür. Kutup lekelerine inananlar yeni bir şey keşfettik heyecanı ile düştükleri mantık hatasının farkında değillerdir. Hatzes et al.(1996); Unruh ve Cameron (1997) ve Bruls, Solanki ve Schüssler (1998) gibi çalışmalarda bir tek etki veya mekanizma kutup lekesi etkisini açıklamak için yeterli gelseydi kutup lekeleri fikri çürür, hatta tamamen terkedilirdi. Ama bunun tersi doğru değildir. Yani, hesaplanan etki veya mekanizmaların tek tek yetersiz kalması kutup lekelerinin varlığını ispatlar diye düşünmek bir mantık hatasıdır.

Kutup lekeleri populer olunca kutup lekelerinin varlığına teorik destek vermek için yapılan çalışmalar da vardır (Schüssler ve Solanki 1992; Schüssler 1996; Schüssler ve ark. 1996). Ama, bu teorik modelleri inceleyen Byrne (1996)'a göre bu modellerdeki mekanizma kutup lekelerini üretemez. Gerçekten, Schüssler (1996) ve Schüssler ve ark.(1996) kutup lekelerini açıklamak için alternatif bir açıklama tarzı ortaya koysalar da, flux tüplerinin orta enlemlerde yüzeye çıktığını gösteren şekillerine ve durağan adacıkları gösteren grafiklerine göre kutuplarda leke gösterilemediği gibi bu grafiklerle kutup lekelerini açıklama imkanı da görülmemektedir. Yani, kutup lekelerinin varlığını destekliyen sağlam ve tutarlı bir teori de ortada yoktur. Ne dersiniz, kutup lekelerinin varlığı ıspatlanmış mıdır?

Kaynaklar

Bruls J.H.M.J., Solanki S.K., Schussler M., 1998, *A&A*, **336**, 231.

Byrne P.B., 1996, in *Stellar Surface Structure*, IAU Symp. No.176, (eds. K.G. Strassmeier, J.L. Linsky), Kluwer, Dordrecht, p.299.

Collins G.W., Truax R.J., 1995, *ApJ*, **439**, 860.

Dempsey R.C., Bopp B.W., Strassmeier K.G. Granados A.F., Henry G.W., Hall D.S., 1992, *ApJ*, **392**, 187.

Donati J.F., Brown S.F., Semel M., Rees D.E., Dempsey R.C., Matthews J.M., Henry G.W., Hall D.S., 1992, *A&A*, **265**, 682.

Eker Z., 1995, *ApJ*, **445**, 526.

Eker Z., Al-Malki M., 1999, *Ap&SS*, **262**, 411.

Hatzes A.P., 1995, *AJ*, **109**, 350.

Hatzes A.P., 1998, *A&A*, **330**, 541.

Hatzes A.P., Vogt S.S., Ramseyer T.F., Misch A., 1996, *ApJ*, **469**, 808.

Hatzes A.P., Vogt S.S., 1992, *MNRAS*, **258**, 387.

Kurster M., Schmitt J.H.M.M., Cutispoto G., 1994, *A&A*, **289**, 899.

Olah K., Pettersen B.R., 1991, *A&A*, **242**, 443.

Rice C.B, 1996 in *Stellar Surface Structure*, IAU Symp. No.176, (eds. K.G. Strassmeier, J.L. Linsky), Kluwer, Dordrecht, p.19.

Schussler M., 1996, in *Stellar Surface Structure*, IAU Symp. No.176, (eds. K.G. Strassmeier, J.L. Linsky), Kluwer, Dordrecht, p.269.

Schussler M., Solanki S.K., 1992, *A&A*, **264**, L13.

Schussler M., Caligari P., Ferriz-Mas A., Solanki S.K., Stix M., 1996, *A&A*, **314**, 503.

Strassmeier K.G., 1990, *ApJ*, **348**, 682.

Strassmeier K.G. , 1994, *A&A*, **281**, 395.

Strassmeier K.G. , 1996a, *A&A*, **314**, 558.

Strassmeier K.G. , 1996b, in *Stellar Surface Structure*, IAU Symp. No.176, (eds. K.G. Strassmeier, J.L. Linsky), Kluwer, Dordrecht, p.289.

Strassmeier K.G., 1997, *A&A*, **319**, 535.

Strassmeier K.G., Rice, C.B., 1998, *A&A*, **339**, 497.

Strassmeier K.G., Rice J.B., Wehlau W.H., Hill G.M., Matthews J.M., 1993, *A&A*, **268**, 130.

Strassmeier K.G., Rice J.B., Wehlau W.H., Vogt S.S., Hatzes A.P., Tuominen I., Pikunov N.E., Hackman T., Poutanen, M., 1991, *A&A*, **247**, 130.

Unruh Y.C., Cameron A.C., 1995, *MNRAS*, **273**, 1.

Unruh Y.C., Cameron A.C., 1997, *MNRAS*, **290**, L37.

Vogt S.S., Hatzes A.P., 1996 in *Stellar Surface Structure*, IAU Symp. No.176, (eds. K.G. Strassmeier, J.L. Linsky), Kluwer, Dordrecht, p.245.

Vogt S.S., Penrod G.D., 1983, *PASP*, **95**, 565.

Vogt S.S., Penrod G.D., Hatzes A.P., 1987, *ApJ*, **321**, 496.

Kalın Diskin Üç Modlu Metal Bolluğu Dağılımı

Salih KARAALİ[1], Yüksel KARATAŞ[1], Selçuk BİLİR[1], Serap GÜNGÖR-AK[1], Gerard F. GILMORE[2]

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

ÖZET: Basel Astronomi Enstitüsü'nün VIII numaralı kataloğundan alınan SA 54 alanına ait UBV verileri, 68 standart yıldızın fotoğrafik ve fotoelektrik kadirlerinin karşılaştırılmasından, standart sisteme dönüştürülmüş ve geç tipten devlerin yoğunluk fonksiyonu ile cücelerin metal bolluğunun elde edilmesinde kullanılmıştır. Basel ve Minnesota'nın bu alana ait haritalarının karşılaştırılmasından, 70 kaynağın galaksi dışı cisim yani galaksi, kuazar v.b. olduğu anlaşılmış ve bunlar programdan çıkartılmıştır. Uygulanabilirliği, son yıllarda yayınlanan bazı makalelerde (Karaali, 1992; Karaali ve ark., 1997; Ak ve ark., 1998) kanıtlanan deneysel bir yöntem kullanılarak V = 15.0 görünen kadirinden daha parlak 74 geç tipten dev yıldızın ayırımı yapılabilmiştir. Geç tipten devlerin metal bollukları, Lejeune ve ark.'nın (1997) eş metallilik eğrileri, mutlak kadirleri ise M67, 47 Tuc., M5 ve M92 kümelerine ait renk–kadir diyagramları yardımı ile tayin edilmiştir. Cücelerin gerek metal bolluğu ve gerekse mutlak kadirleri ise Laird ve ark.'na (1988; LCL) ait yöntemle hesaplanmıştır. Geç tipten devlere ait yoğunluk fonksiyonu, Gilmore ve Wyse'a (GW 1985) ait galaksi modeli ile uyuşmakta ve karşılaştırma sonucunda bulunan Güneş civarındaki D* = 7.02'lik logaritmik uzay yoğunluk değeri, F ve daha geç spektrel tipteki devlere ait Gliese ve Jahreiss'in (1992) $\odot$ = 7.03'lük değerine çok yakın bulunmaktadır. İnce Disk ve Kalın Disk (Popülasyon I ve Ara Popülasyon II) yıldızlarının ayırımı, bunların uzay yoğunlukları yardımı ile yapılmıştır (Karaali, 1994). Biri $5 < M(V) \leq 6$ mutlak kadir aralığı, diğeri bütün cüceler (303 tane) için çizilmiş iki (N, z) diyagramı, galaksi düzleminden itibaren ölçülmüş z = 1.6 kpc uzaklığının, İnce Disk ve Kalın Disk'in etkinlik alanlarını ayıran sınır olarak alınabileceğini gösteriyor. (LCL) yöntemi, ancak [Fe/H] ≥ –1.75 dex metal bolluğu tayinine olanak verdiğinden, alanımızda bulunan V = 18.0'den daha sönük olmayan cücelerden sadece 303 tanesinin metal bolluğu [Fe/H] ≥ –1.75 dex'e kadar tayin edilebilmiştir. Bununla beraber, bu aralık bütün İnce Disk ve hemen hemen bütün Kalın Disk yıldızlarını kapsamaktadır. İki cüce örneğinin tamamı ve bunların ikişer alt örneğine (İnce Disk ve Kalın Disk) ait metal bolluğu dağılımı çok modludur. Modlardan birincisi [Fe/H] = –0.70 dex'te (bilinen mod), ikincisi [Fe/H] = –1.30 dex'te (Norris'in 1996'da beyan ettiğine yakın) ve üçüncüsü de [Fe/H] ~ 0 dex'te (yeni olanı) bulunuyor. Iki renk diyagramlarındaki saçılmadan dolayı bütün yıldızları içermemekle beraber, $5 < M(V) \leq 6$ mutlak kadir aralığındaki İnce Disk ve Kalın Disk cücelerinin Güneş civarındaki logaritmik uzay yoğunlukları farkı $\Delta\odot$ = 1.74 olup GW (1985) modeline ait log (1.2/0.02) = 1.78 değerine çok yakındır; burada 1.2 ve 0.02, sırası ile, İnce Disk ve Kalın Disk'e ait Güneş civarındaki rölatif yoğunluklardır. Bu uyum, Kalın Disk yıldızlarının ayırımının iyi yapıldığını gösteriyor. $5 < M(V) \leq 6$ mutlak kadir aralığında bulunan 18 Kalın Disk yıldızının (B-V, [Fe/H]) düzlemindeki konumları da bu ayırımı desteklemektedir. Cüce yıldızların tamamını (303 tane) içeren örnekteki Kalın Disk yıldızlarından 10 tanesi dışındakiler (B-V, [Fe/H]) düzleminde t = 12 Gyr. izokronunun ayırdığı sağ düzlemde veya bu izokronun yakınında bulunduklarından, bunlar da İnce Disk – Kalın Disk ayırımının doğru yapıldığını gösteriyor; problemli 10 yıldız ise Kalın Disk yıldızlarının yaklaşık %10'unu, bütün cücelerin ise %3'ünü oluşturmakta olup durumları istatistik belirsizlik olarak kabul edilebilir.

1. Giriş

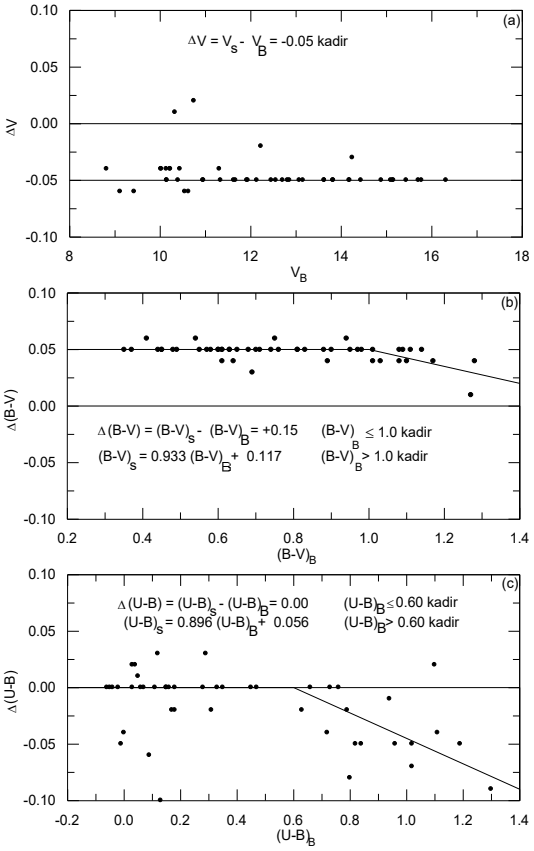
Galaksimizin yapısının anlaşılmasında kullanılan geleneksel yıldız sayımları çalışmaları son yirmi yıl içinde geniş ölçüde uygulanmıştır. Bu çalışmalar, Samanyolu'nun temel yapısının ve içerdiği yıldız popülasyonlarının öğrenilmesinde çok faydalı olmuştur. Bunlara ait kaynaklara örnek olarak Bahcall (1986), Gilmore ve ark. (1989) ve Majewski (1993) verilebilir. Galaksimizin sistemli fotometrik incelenmesi ile ilgili en büyük program, Basel Halo Programı (BHP) olup bununla ilgili örnek kaynaklar Fenkart (1989a, b, c, d), Fenkart ve del Rio (1987), Fenkart ve Karaali (1987), Fenkart ve Karaali (1990) ve Fenkart ve Karaali (1991) verilebilir. Bu program, daha sonra Buser tarafından kalibre edilen RGU fotometri sistemi yardımı ile geliştirilmiştir. Bununla ilgili kaynaklar da Buser ve Fenkart (1990), Buser ve ark. (1998), Ak ve ark. (1998) olarak verilebilir. Samanyolunun fotometrik incelenmesi ile ilgili diğer çalışmaların çoğu HST'dan alınan sönük verilere (Elson ve ark. 1996; Gould ve ark. 1998) ve Galaksinin şişkin bölgesinin incelenmesinde kullanılan kırmızı ötesi verilere dayanmaktadır (Binney ve ark. 1997; Unavane ve ark. 1998).

Yıldız sayımları çalışmaları, bir bütün olarak Galaksimizin yapısının öğrenilmesini sağlamakla birlikte, daha ayrıntılı bilgi için ek verilere gereksinme vardır; bunlardan en önemlileri kinematik verilerle metal bolluğu verileridir. Öz hareket çalışmalarından sağlanan kinematik veriler Majewski (1993) tarafından derlenmişken, spektroskopik çalışmalara dayanan bolluk verileri Laird ve ark. (1998), Ibata ve ark. (1995), Wyse ve Gilmore (1988), Gilmore ve ark. (1995)'ın incelemelerinde bulunabilir. BHP nın üstünlüğü, metal bolluğuna duyarlı U bandını içeren UBV ve RGU sistemlerinde çalışılır olmasıdır. Böylece, spektroskopik çalışmalara göre daha az duyarlı olmakla beraber, çok sayıda yıldızın metal bolluğu tayin edilebilmekte ve gerek yıldız popülasyonlarının ortalama metal bolluğu elde edilebilmekte (Buser ve Fenkart, 1990) ve gerekse metal bolluğu gradiyenti üzerinde çalışılabilmektedir.

Yıldız popülasyonları, uzun zaman birer ortalama metal bolluğu ile temsil edilmiştir. Farklı araştırıcıların beyan ettikleri metal bollukları birbirinden pek farklı değildir; Buser ve Fenkart (1990)'a göre Popülasyon I (İnce Disk), Ara Popülasyon II (Kalın Disk) ve Popülasyon II (Halo)'ye ait metal bollukları, sırası ile, [M/H]=0.00, -0.76 ve -1.76 dex tir. BHP da yapılan bazı hazırlık çalışmalarında, cüce ve dev yıldızların metal bolluğu dağılımı birden fazla mod göstermektedir. Yakın geçmişte, Norris (1996) in "*Kalın Disk*" ve "*Metalce Fakir Kalın Disk*" ayırımını yapması, ve bunların metal bolluğunun, sırası ile, [Fe/H]=-0.60 ve -1.20 dex olduğunu beyan etmesi, BHP da gözlenen metal bolluğu dağılımının fotoğrafik verilerden kaynaklanan bir saçılmadan çok fiziksel bir anlamı olduğunu göstermektedir. Bu makalemizde, daha önce yapılan hazırlık çalışmalarından birini gündeme getirerek Kalın Disk'in çok modlu olduğunu kanıtlamağa çalışacağız.

2. Materyel ve Metot

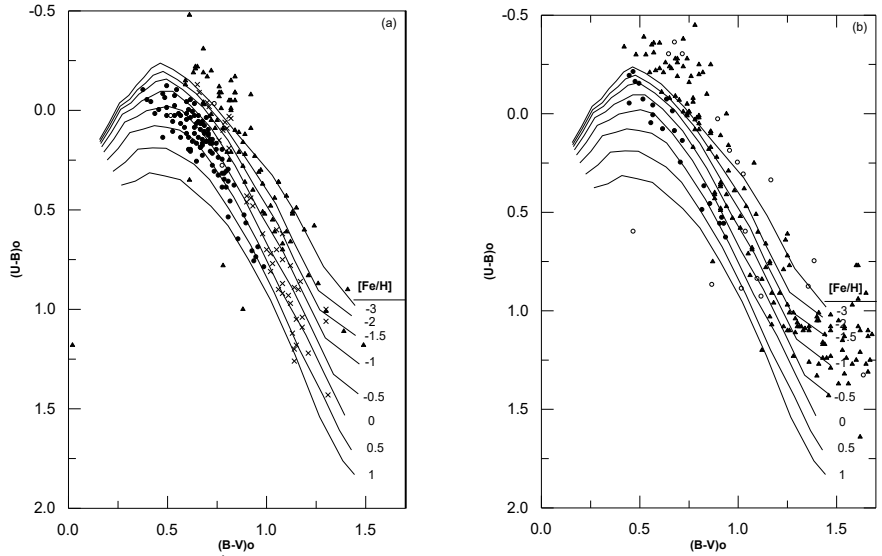
Materyel, Basel Astronomi Enstitüsü'nün VIII numaralı kataloğunda (Becker ve ark. 1982) yayınlanan, SA 54 (l=200°.1, b=+58°.8) alanının UBV verileridir. Basel ve Minnesota haritalarının karşılaştırılmasından, Galaksi dışı cisim (galaksi veya kuazar) olduğu anlaşılan 70 ve Minnesota haritasında bulunmayan 14 kaynak inceleme dışı bırakılmıştır. Limit kadir V = 18.0 olarak seçilmiş, daha sönük yaklaşık üç düzine yıldız da çalışma dışı bırakılmıştır Kataloktaki UBV verileri, Purgathofer (1969) ve Mermilliod ve Mermilliod (1994)'ten alınan 68 standart yıldıza



Şekil 1. a-c SA 54 alanına ait UBV verilerinin 68 standart yıldızın fotoğrafik ve fotoelektrik verileri yardımı ile, standart sisteme dönüştürülmesi.

ait fotoelektrik ve fotoğrafik kadirler yardımı ile standart şekle dönüştürülmüştür. Şek.1a da görüldüğü gibi, $\Delta V = V_s - V_B$ farkı bütün standart yıldızlar için sabit olup V_B kadirlerinin tamamına $\Delta V = -0.05$ kadirlik bir düzeltme uygulanmıştır. Burada V_s standart (fotoelektrik) kadirler, V_B ise Basel kataloğunda bulunan, standart yıldızlara ait fotoğrafik kadirlerdir. B–V renk indekslerine ise iki farklı düzeltme uygulanmıştır; $B-V \leq 1.0$ kadir için, $\Delta(B-V) = (B-V)_s - (B-V)_B = +0.05$, $(B-V) > 1.0$ kadir için ise $(B-V)_s = 0.933(B-V)_B + 0.117$ (Şek. 1b). $U-B \leq 0.60$ kadir için bir düzeltme gerekmez iken, $U-B > 0.60$ kadir için $(U-B)_s = 0.896(U-B)_B + 0.056$ şeklinde ifade edilen lineer bir düzeltme yapılmıştır (Şek. 1c). Burada (s) standart verileri, (B) ise Basel kataloğundaki verileri gösteriyor.

Standart veriler, V_s nin $V_s \leq 14.0$, $14.0 < V_s \leq 15.0$, $15.0 < V_s \leq 16.0$, $16.0 < V_s \leq 16.5$, $16.5 < V_s \leq 17.0$, $17.0 < V_s \leq 17.5$ ve $17.5 < V_s \leq 18.0$ kadir aralıkları için iki renk diyagramlarına yerleştirilmiş ve daha önce uygulanan deneysel bir yöntemle geç tipten devlerin ayırımı yapılmıştır (Karaali, 1992; Karaali, 1996; Bilir, 1996; Karaali ve ark., 1997; Ak ve ark. 1998). Şek. 2a ve b de örnek olarak $V_s \leq 14.0$ ve $16.5 < V_s \leq 17.0$ aralıklarına ait iki renk diyagramı



Şekil 2. a ve b İki tane örnek "*iki renk diyagramı*" (a) $V_s \leq 14.0$, (b) $16.5 < V_s \leq 17.0$ için.

verilmiştir. İki renk diyagramlarında, metalce fakir yıldızların bulunduğu bölgede saçılmanın büyük olduğu görülüyor. Ancak, "*Bulgular*" kısmında belirtildiği gibi, çalışmamız [Fe/H] ≥ -1.78 dex metal bolluğundaki cüce (anakol) yıldızları ile sınırlı olduğundan, bu saçılmanın sonuçlarımıza önemli bir etkisi olmayacağı tahmin ediliyor. Metalce zengin bölgede beklenmiyen konumda bulunan yaklaşık iki düzine yıldız da istatistiğe katılmamıştır.

Metal bolluğu ve mutlak kadir tayininde iki farklı yöntem uygulanmıştır. Cüce (anakol) yıldızlar için Laird ve ark. (1988, LCL) na ait yöntem kullanılarak metal bolluğu,

$$[Fe/H] = 0.11 - 2.90\,\delta - 18.68\,\delta^2$$

formülü ile, mutlak kadiri tayin edilmesi istenen yıldızın mutlak kadiri ile aynı B–V renk indeksine Hyades'e ait anakolda karşılık gelen mutlak kadir arasındaki fark,

$$\Delta M_V^H = \left[\frac{2.31 - 1.04(B-V)}{1.594}\right]\left[-0.6888\delta + 53.14\delta^2 - 97.004\delta^3\right]$$

formülü ile hesaplanmıştır. Burada δ, morötesi (UV) artığını göstermekte olup formül $\delta \leq 0.25$, yani [Fe/H] ≥ –1.75 dex için geçerlidir. Hyades anakoluna ait mutlak kadir bağıntısı ise,

$$M(V) = 5.64(B-V) + 1.11$$

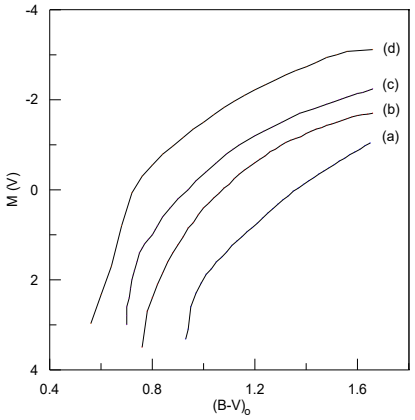
dir. Geç tipten devlerin metal bollukları, Lejeune ve ark. (1997) na ait eş metallilik eğrileri ile, mutlak kadirleri ise M67, 47 Tuc., M5, ve M92 kümelerinin renk – kadir diyagramlarının dev kolu yardımı ile tayin edilmiştir. (Şek. 3)

D* = log D + 10 logaritmik uzay yoğunluğunun hesabı ve yoğunluk fonksiyonlarının Galaksi modelleri ile karşılaştırılması, BHP'a ait birçok çalışmada anlatıldığı gibi yapılmıştır (Del Rio ve Fenkart, 1987; Fenkart ve Karaali, 1987). Burada D = N/ΔV, N: ΔV hacmindeki yıldız sayısı, $\Delta V_{1,2} = (\pi/180)^2$ (□/3) $(r_2^3 - r_1^3)$, □: derece kare cinsinden alan büyüklüğü, r_1, r_2: $\Delta V_{1,2}$ ye ait limit uzaklıklar. Yoğunluk fonksiyonları, (r_1, r_2) uzaklık aralıklarına karşılık gelen D*(r_1, r_2) ordinatlarının temsil edildiği histogramlarla verilir ve $\Delta V_{1,2}$ ye ait kütle merkezinin uzaklığı $r^* = [(r_1^3 + r_2^3)/2]^{1/3}$ formülü ile hesaplanır. Genellikle Δlog D(r) = log D(r,l,b) – log D(0,l,b) ve r arasındaki bağıntı şeklinde verilen model eğrisi, yatay eksene dik olarak kaydırılarak kütle merkezi uzaklıklarını temsil eden noktalarla en iyi uyum durumu sağlanır.

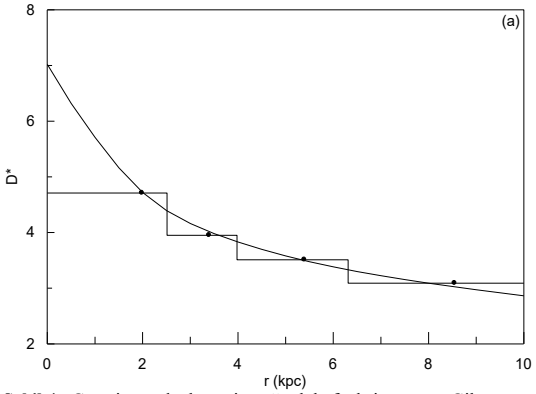
3. Bulgular

3.1. Geç Tipten Devlerin Yoğunluk Fonksiyonu

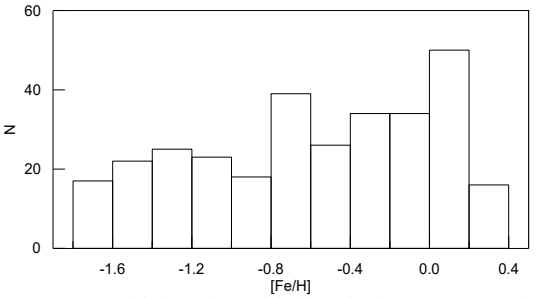
Alanımıza ait 74 tane devin yoğunluk fonksiyonu Cetvel 1 ve Şek. 4 te verilmiştir. Yoğunluk fonksiyonunun Gilmore – Wyse (1985)



Şekil 3. a-d Dört kümeye ait devlerin renk–kadir diyagramı. (a) M67, (b) 47 Tuc., (c) M5 ve (d) M92 için.



Şekil 4. Geç tipten devlere ait yoğunluk fonksiyonu ve Gilmore – Wyse (1985) modeli ile karşılaştırılması.



Şekil 5. Cüce yıldızlara ait metal bolluğu dağılımı. Görünüm çok modludur.

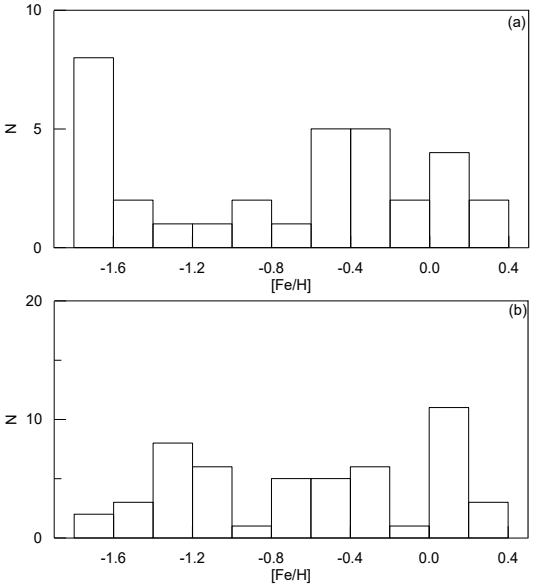
galaksi modeli ile uyuşması ve Güneş civarındaki (Δlog D(r) = 0 a karşılık gelen D*) 7.02 lik logaritmik uzay yoğunluğunun, Gliese ve Jahreiss (1992)'ye ait $\odot$ = 7.03 lük değere çok yakın olması, geç tipten devlerin ayırımının iyi yapıldığını gösteriyor.

Cetvel 1. Geç tipten devlerin logaritmik uzay yoğunluk fonksiyonu

r_1	r_2	r*	$\Delta V_{1,2}$	N	D*
0.00	2.51	1.99	4.12+06	21	4.71
2.51	3.98	3.41	1.23+07	11	3.95
3.98	6.31	5.40	4.89+07	16	3.51
6.31	10.00	8.55	1.95+08	24	3.09
10.00	12.59	11.44	2.59+08	2	-----

3.2. Cüce Yıldızların Metal Bolluğu Dağılımı

Geç tipten devlerin ayırımından sonra, metal bolluğu [Fe/H] $\geq$ –1.78 dex olan V = 18.0 limit kadire kadar 303 tane cüce yıldız belirlenebilmiştir. Bu yıldızların metal bolluğu dağılımı çok modludur (Şek. 5); bunlar, [Fe/H] ~ 0, [Fe/H] = –0.70 ve [Fe/H] = –1.30 dex'te oluşmuşlardır. 800 $\leq$ z $\leq$ 1200 pc ve 1400 $\leq$ z $\leq$ 2600 pc aralıklarına ait metal bolluğu dağılımlarında da birden fazla mod görülmekte, fakat metal bolluğu gradiyentinin varlığı ile ilgili bir belirti dikkati çekmektedir (Şek. 6a ve b).



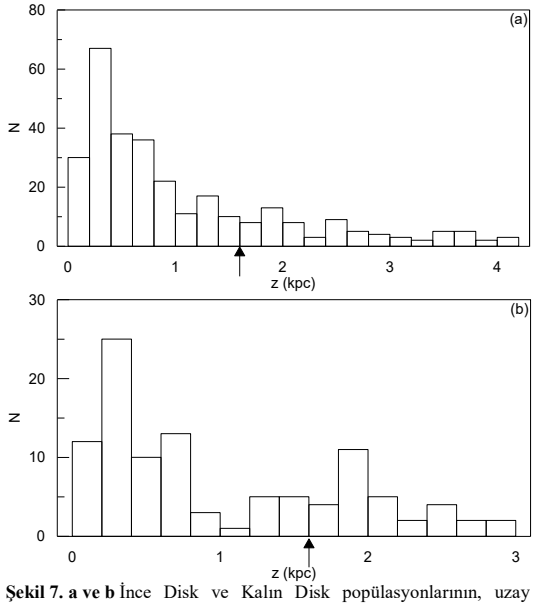
Şekil 6. a ve b Galaksi düzlemine uzaklığı gösteren z ye ait iki aralık için metal bolluğu dağılımı. (a) 800 $\leq$ z $\leq$ 1200 pc, 1400 $\leq$ z $\leq$ 2600 pc için. Metal bolluğu gradiyentinin varlığı ile ilgili hiç bir belirti yoktur.

3.3. Kalın Diskin çok Modlu Metal Bolluğu Dağılımı

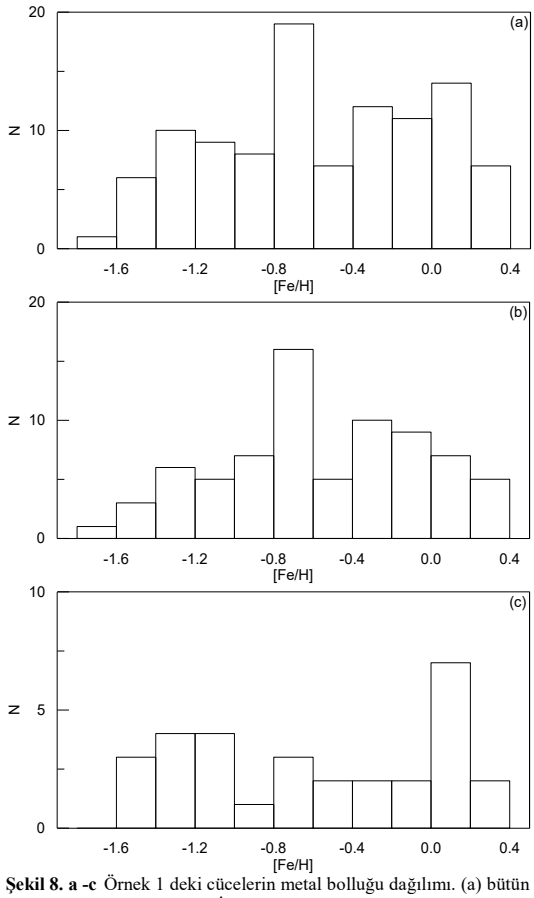
Kalın Disk'e ait metal bolluğu dağılımının çok modlu olduğu iki ayrı örnek için gösterilmiştir; Örnek 1, sadece 5 < M(V) $\leq$ 6 mutlak kadir aralığındaki cüce yıldızları (toplam 92 tane), Örnek 2 ise bütün cüce yıldızları içermektedir. Cüce yıldızların İnce Disk – Kalın Disk ayırımı, bunların uzay dağılımları (Karaali, 1994) yardımı ile yapılmış olup z = 1600 pc, iki popülasyonun etkin oldukları bölgeleri ayıran sınır olarak alınmıştır (Şek. 7a ve b). Örnek 1 in seçiliş sebebi her iki diske ait yeterince yıldız içermesidir.

Örnek 1 e ait metal bolluğu dağılımı Şek. 8a-c de verilmiştir. Bütün örneğe, sadece İnce disk cücelerine ve sadece Kalın Disk cücelerine ait metal bolluğu dağılımlarının verildiği Şek. 8a, b ve c deki dağılımlar birbirine benzemekte ve Bölüm (3.2) de belirtilen modları göstermektedir. Çok modlu dağılım gösteren Şek. 8c deki yıldızların gerçekten Kalın Disk yıldızları olup olmadığı sorusu akla gelebilir. Bu soruya iki kanıt gösterilerek cevap verilecektir.

Birinci kanıt, iki disk popülasyonunun güneş civarında yoğunlukları ile ilgilidir. İnce Disk ve Kalın Disk'e ait yoğunluk fonksiyonları Cetvel 2a ve b ve Şek. 9a ve b de verilmiş olup bu fonksiyonlarla Gilmore – Wyse (1985) modelinin İnce Disk ve Kalın Disk bileşenlerine ait model eğrilerinin karşılaştırılmasından, İnce Disk ve Kalın Disk'in güneş civarındaki logaritmik uzay yoğunlukları, sırası ile, D* = 7.23 ve D* = 5.49

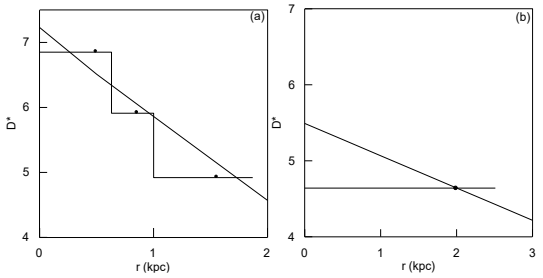


Şekil 7. a ve b İnce Disk ve Kalın Disk popülasyonlarının, uzay dağılımları yardımı ile, ayırımı. (a) 5 < M(V) ≤ 6, (b) bütün mutlak kadir aralığındaki cüceler için.



Şekil 8. a -c Örnek 1 deki cücelerin metal bolluğu dağılımı. (a) bütün yıldızları, (b) İnce Disk yıldızları ve (c) Kalın Disk yıldızları için.

olarak bulunmuştur. Bunların farkı ΔD* = 1.74 olup Gilmore ve Wyse (1985)'a ait log (1.2/0.02) = 1.78 lik model değerine çok yakındır. Burada 1.2 ve 0.02, sırası ile, İnce ve Kalın Disk'e ait güneş civarındaki rölatif yoğunluk değerleridir.



Şekil 9. a ve b İnce Disk (a) ve Kalın Disk (b) yıldızlarına ait yoğunluk fonksiyonları ve Gilmore – Wyse (1985) modeli ile karşılaştırılması.

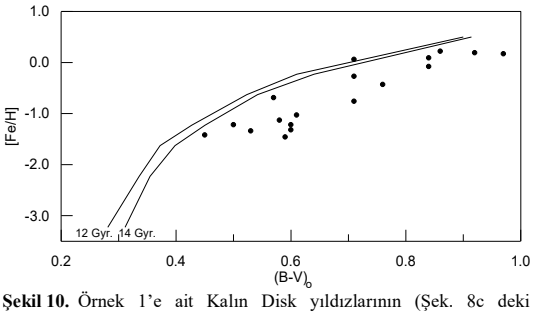
Cetvel 2a ve b. İnce Disk (a) ve Kalın Disk'e (b) ait logaritmik uzay yoğunluk fonksiyonları.

(a)

r_1	r_2	r*	$\Delta V_{1,2}$	N	D*
0.00	0.63	0.50	6.53+04	46	6.85
0.63	1.00	0.86	1.95+05	16	5.91
1.00	1.87	1.56	1.44+06	12	4.92

(b)

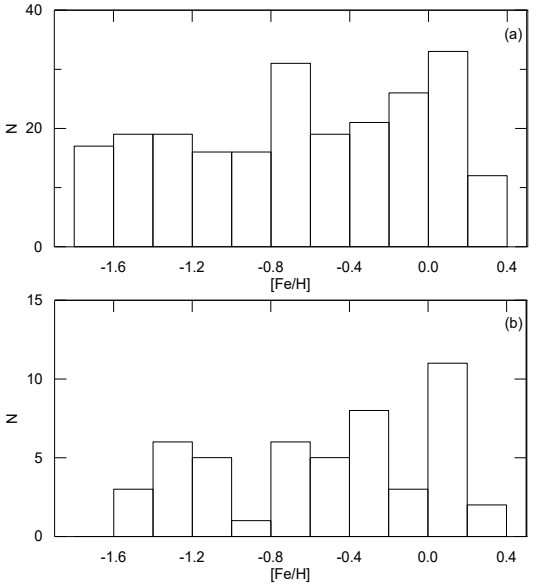
r_1	r_2	r*	$\Delta V_{1,2}$	N	D*
0.00	2.51	1.99	4.12+06	18	4.64



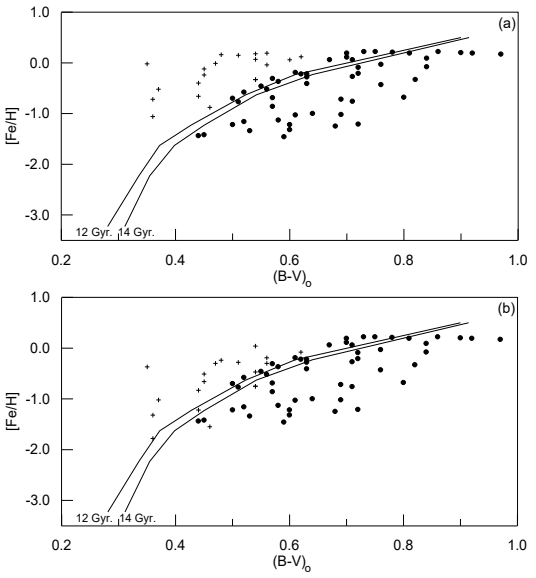
Şekil 10. Örnek 1'e ait Kalın Disk yıldızlarının (Şek. 8c deki yıldızlar) ([Fe/H], (B-V)) diyagramındaki konumları.

İkinci kanıt, Kalın Disk yıldızlarının ve galaksi düzlemine uzaklıkları ile ilgilidir. Kalın Disk yıldızları, ([Fe/H], (B-V)) diyagramında, t = 12 ve t = 14 Gyr. izokronları ile ayrılan, sağdaki yarım düzlemde bulunuyorlar (Şek. 10). Bu durum, bu yıldızların 14 Gyr. dan daha yaşlı olduklarını gösteriyor. Galaksi düzleminden z = 1600 pc ten daha büyük uzaklıklarda bulunan ve yaşlı olan bu yıldızlar Kalın Disk yıldızlarıdır.

Örnek 2'ye ait İnce Disk ve Kalın Disk yıldızlarının metal bollukları dağılımı, sırası ile, Şek. 11a ve b de verilmiş olup her iki dağılımın da çok modlu olduğu görülüyor. Şek. 11b için de örnek 1 için sorulan soru sorulabilir: Bu yıldızlar gerçekten Kalın Disk yıldızları mıdır? Bu soruya cevap vermek için, Şek. 11b deki yıldızları ([Fe/H], (B-V)) diyagramında verilmiştir (Şek. 12a). Bu yıldızlardan 20 tanesi dışındakiler, t = 12 ve 14 Gyr. izokronlarının sağında veya üzerinde bulunuyorlar. Problemli 20 yıldız teker teker incelendiğinde, 19 tanesinin U–B renk indeksinin U–B = +0.20 kadirden daha küçük olduğu görülmüştür. Fakat, Şek. 1c ye geri gidildiğinde, U–B < 0.20 kadirlik bölgede Δ(U-B) = ± 0.05



Şekil 11. a ve b Örnek 2'ye ait cücelerin metal bolluğu dağılımı. (a) İnce Disk, (b) Kalın Disk için.



Şekil 12. a ve b Örnek 2'ye ait Kalın disk yıldızlarının ([Fe/H], (B-V)) diyagramındaki dağılımları. (a) Δ(U-B) = 0.0, (b) Δ(U-B) = –0.05 kadir düzeltmesi için.

kadirlik bir saçılma olduğu görülüyor. Bu yıldızlara Δ(U–B) = – 0.05 kadirlik bir düzeltme uygulandığında, (U–B, B–V) iki renk diyagramındaki konumları, dolayısıyle mutlak kadirleri, uzaklıkları ve metal bollukları değişiyor. O zaman, 2 tanesinin galaksi düzlemine uzaklığı z = 1600 pc ten küçük olduğu için, İnce Disk yıldızı oluyor, 8 tanesi yukarıda anılan izokronların sağına geçiyor veya bunlara çok yakın oluyor. Geriye kalan 9 yıldız ile U–B renk indeksi 0.20 den büyük olan bir yıldız ise, daha iyi bir konumda olmakla beraber, bu izokronların solunda kalıyor (Şek. 12b). Bu yıldızlar (toplam 10 tane) Kalın Disk yıldızlarının ve bütün cüce yıldızların, sırası ile, %10 ve %3 ünü oluşturmakta olup bu durum istatistik belirsizliklerle yorumlanabilir. O halde, Şek. 11b deki yıldızlar da (istatistik olarak) Kalın Disk yıldızıdır.

4. Sonuç

Norris (1996)'in "*Metalce Fakir Kalın Disk*" i buluşundan sonra, daha önce yapılan bazı hazırlık çalışmalarında gözlenen çok modlu metal bolluğu dağılımlarının fiziksel bir anlamı olduğu anlaşılmıştır. Bir popülasyonunun bir tek ortalama metal bolluğu ile temsil edilemiyeceği, tersine geniş bir spektrel sınıf aralığına ve galaksi düzlemine uzaklığı gösteren z nin büyük bir aralığına yayılmış bir popülasyona ait yıldızlar, birden fazla metal bolluğu değerlerinde yığılma gösterebileceği görülüyor. Bu çalışmamızda, Kalın Disk'in bu özelliğini gösterdik. Bundan sonraki çalışmalarımızda, Galaksinin farklı bölgeleri için, İnce Disk, Kalın Disk ve Halo popülasyonlarına ait metal bolluğu dağılımının aynı özellikte olup olmadıklarının araştırılması yapılacaktır.

Kaynaklar

Güngör-Ak S., Karaali S., Buser R., 1998, *A&AS*, **131**, 345.

Bahcall J.N., 1986, *AnnRevA&A*, **24**, 577.

Becker W., Morales-Duran C., Ebner E., Esin-Yılmaz F., Fenkart R., Hartl H., Spaenhauer A., 1982, *Photometric Catalogue for Stars in Selected Areas and other Fields in the RGU – UBV Systems (VIII)*.

Bilir S., 1996, *Yüksek Lisans Tezi*, İ.Ü. Fen Bilimleri.

Binney J., Gerhard O., Spergel D., 1997, *MNRAS*, **288**, 365.

Buser R., Fenkart R., 1990, *A&AS*, **239**, 243.

Buser R., Rong J., Karaali S., 1998, *A&AS*, **331**, 934.

Del Rio G., Fenkart R., 1987, *A&AS*, **68**, 397.

Elson R.A.W., Santiago B.X., Gilmore G., 1996, *NewAstr.*, **1**, 1.

Fenkart R., 1989a, *A&AS*, **78**, 217.

Fenkart R., 1989b, *A&AS*, **79**, 51.

Fenkart R., 1989c, *A&AS*, **80**, 89.

Fenkart R., 1989d, *A&AS*, **81**, 187.

Fenkart R., Karaali S., 1987, *A&AS*, **69**, 33.

Fenkart R., Karaali S., 1990, *A&AS*, **83**, 481.

Fenkart R., Karaali S., 1991, *A&AS*, **88**, 233

Gilmore G., Wyse R.F.G., 1985, *AJ*, **90**, 2015.

Gilmore G., Wyse R.F.G., Kuijken K., 1989, *AnnRevA&A*, **27**, 555.

Gliese W., 1969, *Veröff. Astron. Rechen Inst. Heidelberg*, No:22.
Gliese W., Jahreiss H., 1992, *Third Catalogue of Nearby Stars (Preliminary Version), Astron. Rechen Inst. Heidelberg.*
Green E.M., Demarque P., King C.R., 1987, *The Revised Yale Isochrones.*, Yale Univ. Obs. Press.
Gloud A., Flynn C., Bahcall J.N., 1998, *ApJ*, **503**, 798.
Ibata R.A., Gilmore G., 1995, *MNRAS*, **275**, 605.
Karaali S., 1992, VIII. Ulusal Astronomi Kong. (edl. O.Gölbaşı, Z.Aslan), Antalya, s.202.
Karaali S., 1994, *A&AS*, **106**, 107.
Karaali S., 1996, İ.Ü. Araş. Fonu, Proje No: 715/260495
Karaali S., Karataş Y., Bilir S., Güngör-Ak S., 1997, *IAU Abstract Book*, Kyoto, p.299.
Laird J., Carney B., Latham D., 1988, *AJ*, **95**, 1843 (LCL).
Lejeune Th., Cuisinier F., Buser R., 1997, *A&AS*, **125**, 229.
Majewski S.R., 1993, *AnnRevA&A*, **31**, 575.
Norris J.E., 1996, *ASP Conf. Ser.*, **Vol.92**, p.14.
Unavane M., Gilmore G., Epchtein N., Simon G., Tiphene D., de Batz B., 1998, *MNRAS*, **295**, 119.
Wyse R.F.G., Gimore R., 1988, *AJ*, **95**, 1404.

Basel Kataloklarındaki Galaksi Dışı Cisimler

Selçuk BİLİR, Yüksel KARATAŞ, Salih KARAALİ, Serap GÜNGÖR-AK

İ.Ü.F.F., Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 34452 – Üniversite – İstanbul
e-mail: sbilir@istanbul.edu.tr

ÖZET: Plaut I, SA 54 ve SA 82 yıldız alanlarına ait Basel haritaları ile Cambridge ve Minnesota haritalarının karşılaştırılmasından bu alanlarda, sırası ile, 187, 70 ve 93 tane kaynağın galaksi dışı cisimler yani, galaksi veya kuazar olduğu anlaşılmıştır. Bu alanlarda ölçülen kaynakların, sırası ile, %10, %5 ve %10 unu oluşturan bu cisimler (U-B, B-V) iki renk diyagramlarının metalce çok fakir veya çok zengin bölgelerinde bulundukları gibi, çeşitli M(V) mutlak kadirdeki yıldızların bulundukları bölgelerde de yer almaktadırlar. Bu durum, yoğunluk fonksiyonları ile galaksi modelleri arasında uyumsuzluğa sebep olduğu gibi, özellikle M(V) > 5.0 mutlak kadir aralığındaki ışıma gücü fonksiyonunu da (evrimleşmiş yıldızların ayrılamaması durumundaki etkisine benzer şekilde) etkilemekte ve Gliese (1969)'in ışıma gücü fonksiyonunun üstünde bulunmasına sebep olmaktadır.

1. Giriş

Fotoğraf plâklarının ölçümüne dayanan çalışmalar çok sayıda veri sağladıkları için bir anlamda üstünlük sağlarlar. Fotoelektrik veya CCD verileri kadar duyarlı olmamakla beraber, bol miktardaki verilerin ortalaması, tayini istenilen parametre için güvenilir değerlerin elde edilmesine olanak verir. Ancak, fotoğraf plâklarının ölçülmesi çok yorucu bir iştir. Örneğin, Basel Halo Programı çerçevesinde her bant için (şahıs tarafından) en az beş plâk ölçülerek iris değerlerinin ortalaması alınmakta ve her plâk için bir kararma eğrisi çizilerek bu değerler görünen kadirlere dönüştürülmektedir. Ayrıca, uzak galaksi veya kuazarların görüntülerini, yıldızların görüntülerinden ayırt etmek de mümkün değildir. Bu durum, iki renk diyagramlarında, beklenilenden metalce çok daha fakir veya daha zengin fakat yapay yıldızların bulunmasına sebep olur. Ayrıca, istatistiğe katılan yıldızların sayısı da yine yapay olarak artmakta ve yoğunluk fonksiyonları ile galaksi modelleri arasında uyumsuzluğa sebep olduğu gibi Gliese (1969)'in ışıma gücü fonksiyonuna ait değerlerden daha büyük değerlerin bulunmasına da sebep olmaktadır.

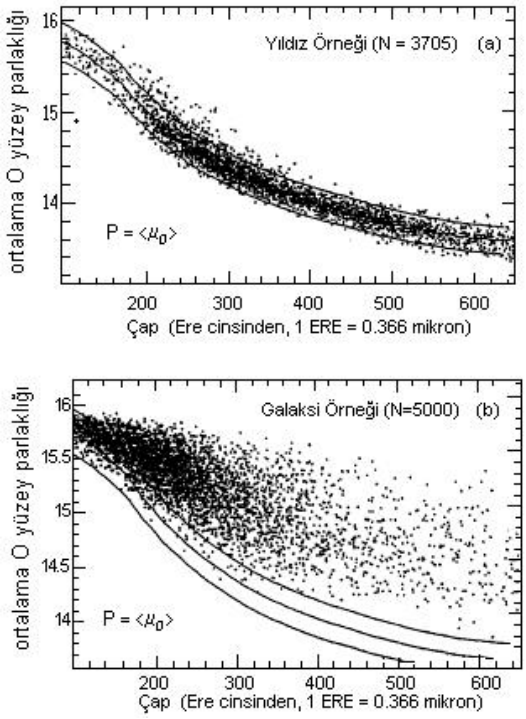
Uzunca bir süreden beri yapılan otomatik aletlerle plâk ölçme işlemi, kullanım alanının genişlemesi sebebi ile, son yıllarda büyük önem kazanmıştır. Gerçekten, otomatik aletler, kaynağın yüzey parlaklığını ölçtüğünden, galaksi ve kuazarlarla yıldızları ayırt edebildiği gibi galaksilerin morfolojik sınıflamasını da yapabilmektedirler. Bu konuda literatürde birçok kaynak vardır. Örnek olarak; Bunclarke ve Irwin (1983), Pennington ve ark. (1993), Dickey ve ark. (1987), Slezak ve ark. (1988), Heydon – Dumbleton ve ark. (1989), Maddox ve ark. (1990), Rhee (1990), Odewahn ve ark. (1992) verilebilir.

Otomatik plâk ölçümlerinde çeşitli teknikler geliştirilmiştir. Bunlar üç sınıfa ayrılabilir: (1) Eş yoğunluk ölçen teknik, (2) Yoğunluk ölçen teknik ve (3) "*Sınır yoğunluğu*" tekniğidir. (1) tekniği, büyük parlaklık gradiyenti gösteren görüntüler için ideal olup en büyük uygulama alanı yıldızlardır. (2) tekniği, tersine yoğunluğu yavaş değişen görüntüler için uygun iken, (3) tekniği, (1) ve (2) tekniklerini içeren özellikleri taşır. Minnesota Üniversitesi'nce indirgenen POSS I (Palomar Observatory Sky Survey) plâkları ile yine son zamanlarda ölçümleri yapılan POSS II plâkları (3) tekniği ile yapılmaktadır.

Minnesota Üniversitesi'nde yıldızlarla galaksileri ayırt eden bir algoritma geliştirilmiştir. Bu algoritmada her parametre için, görüntünün konumu ile büyüklüğü, görüntü çapının bir fonksiyonu olarak belirlenir. Her parametre değeri, görüntünün konumunun büyüklüğü (σ) cinsinden, ortalama konuma olan uzaklığa bağlı olarak ifade edilir. Şek. 1a ve b de, O bandındaki ortalama yüzey parlaklığının görüntü çapına göre değişimi verilmiştir. Dıştaki eğriler, görüntü konumunun 2σ genişliğini temsil ediyor. Yıldız örneği bu eğriler arasında kalırken (Şek. 1a), galaksi örneği daha sönük yüzey parlaklığını temsil eden üstteki eğrinin üstünde yer alır (Şek. 1b).

2. Metod

POSS I plâkları Minnesota Üniversitesi'nde ölçüldükten sonra, her plâktaki görüntünün ekvatoral koordinatlarını, görüntünün alındığı



Şekil 1. a ve b Ortalama yüzey parlaklığının, eş ışınım görüntülerinin çapı cinsinden ifadesi. (a) 3705 yıldıza ait örnek, (b) 5000 galaksiye ait örnek için.

banttaki görünen kadirini, bu görüntünün türünü (yıldız, galaksi, kuazar gibi) belirleyen bir rakam içeren bir liste düzenlenir. Internet'te var olan bu bilgilere ulaşılırken koordinatların istenilen epokta elde edilebilmesi büyük bir kolaylık sağlamaktadır (http://aps.umn.edu).

Bu çalışmamızda Plaut I (*l = 359º.31, b = +27º.44)* (bu koordinatlar, Minnesota ve Basel haritalarının karşılaştırılmasından bulunan düzeltilmiş koordinatlarıdır), SA 54 (*l = 200º.1, b = +58º.8)* ve SA 82 (*l* = 6º.3, *b = +66º.3*) alanları için Minnesota'nın O (mavi) bandındaki kadirleri ile Basel'in UBV sistemindeki B kadirleri karşılaştırılmak sureti ile (bu kadirler birbirine çok yakındır), Minnesota ve Basel'e ait yıldız haritalarındaki görüntüler arasında bire – bir bir eşleme yapılmıştır. Bu eşlemenin yapılamadığı görüntüler çalışma programının dışında tutulmuştur. Böylece, UBV verilerini içeren Basel kataloğuna, görüntünün türü ve 1950 epoğuna ait ekvatoral koordinatları da eklenmiş oldu. SA 54 ve SA 82 alanlarına ait "*galaksi dışı cisim*" sınıflamasında sadece Minnesota verileri kullanılmışken, I ve B_j bantlarındaki ölçümleri Cambridge'de yapılan, Plaut I alanına ait bu sınıflamada Cambridge değerlendirilmesine ağırlık verilmiştir.

Cetvel 1a-c. Galaksi dışı cisimlerin görünen kadir ve renk indeksi aralıklarındaki dağılımı. (a) V görünen kadiri, (b) B-V renk indeksi ve (c) U-B renk indeksi için. Cetvel 1a daki "*oran*" sütunu, galaksi dışı cisimlerin, toplam kaynaklara (yıldız + galaksi dışı cisim) oranını % olarak ifade ediyor.

(a)

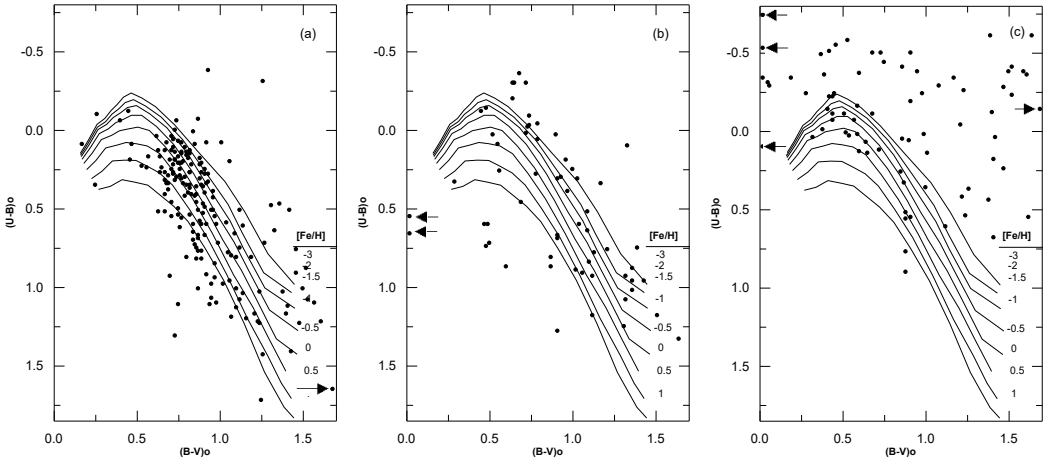
		Plaut I			SA 54			SA82		
V_1	V_2	Galaksi	Yıldız	Oran(%)	Galaksi	Yıldız	Oran(%)	Galaksi	Yıldız	Oran(%)
	<10	5	3	62.50	0	6	0.00	0	6	0.00
10	11	2	5	28.57	0	21	0.00	0	5	0.00
11	12	1	16	5.88	2	26	7.14	0	11	0.00
12	13	4	22	15.38	1	62	1.59	0	28	0.00
13	14	6	63	8.70	0	119	0.00	0	40	0.00
14	15	13	152	7.88	2	144	1.37	1	84	1.18
15	16	23	305	7.01	10	225	4.26	12	141	7.84
16	17	49	588	7.69	29	329	8.10	16	189	7.80
17	18	79	524	13.10	23	343	6.28	50	229	17.92
18	19	5	4	55.56	3	29	9.38	14	69	16.87
	toplam	187	1682	10.01	70	1304	5.09	93	802	10.39

(b)

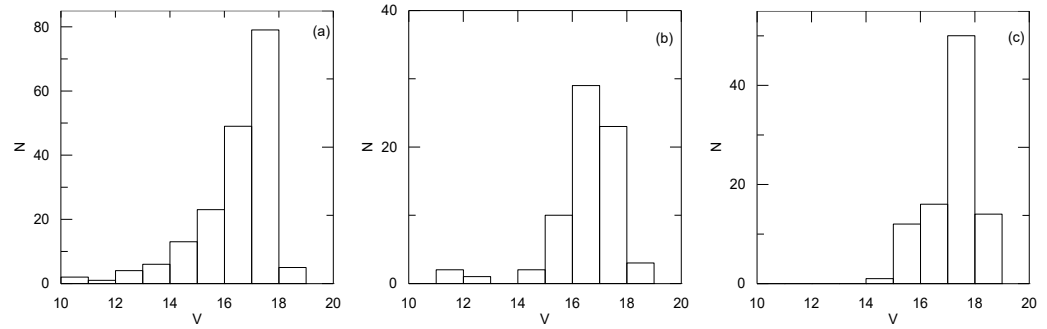
$(B-V)_1$	$(B-V)_2$	<(B-V)>	Plaut I N	SA 54 N	SA 82 N
-----	<0	-----	--	2	3
0.00	0.10	0.05	--	--	3
0.10	0.20	0.15	1	1	1
0.20	0.30	0.25	2	1	1
0.30	0.40	0.35	1	--	5
0.40	0.50	0.45	3	6	8
0.50	0.60	0.55	3	5	10
0.60	0.70	0.65	18	5	5
0.70	0.80	0.75	43	8	3
0.80	0.90	0.85	42	4	10
0.90	1.00	0.95	25	8	8
1.00	1.10	1.05	12	7	3
1.10	1.20	1.15	7	4	2
1.20	1.30	1.25	8	2	7
1.30	1.40	1.35	5	11	5
1.40	1.50	1.45	7	4	8
1.50	1.60	1.55	3	1	5
1.60	1.70	1.65	1	1	5
1.70	1.80	1.75	--	--	--
1.80	1.90	1.85	--	--	--
1.90	2.00	1.95	--	--	1
2.00	2.10	2.05	1	--	--
-----	(B-V)	yok	5	--	--
		toplam	187	70	93

(c)

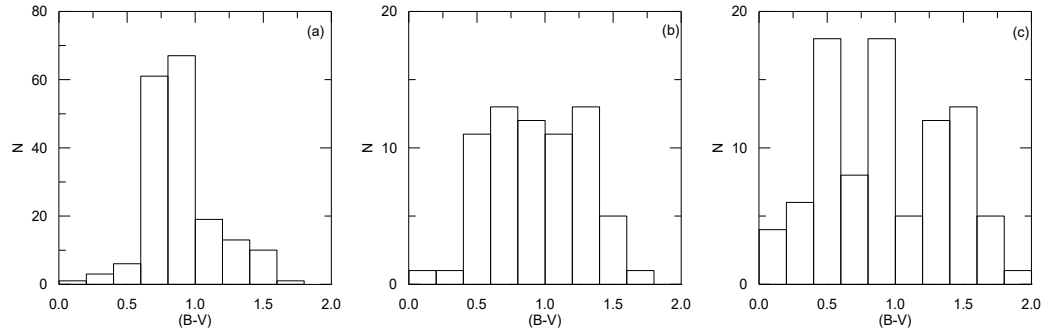
$(U-B)_1$	$(U-B)_2$	<(U-B)>	Plaut I N	SA 54 N	SA 82 N
-----	<-0.60	-----	--	--	3
-0.60	-0.50	-0.55	--	--	7
-0.50	-0.40	-0.45	--	--	4
-0.40	-0.30	-0.35	2	4	10
-0.30	-0.20	-0.25	--	1	10
-0.20	-0.10	-0.15	2	2	8
-0.10	0.00	-0.05	4	4	4
0.00	0.10	0.05	12	6	10
0.10	0.20	0.15	23	1	5
0.20	0.30	0.25	26	4	2
0.30	0.40	0.35	20	5	3
0.40	0.50	0.45	13	1	2
0.50	0.60	0.55	19	5	5
0.60	0.70	0.65	9	4	2
0.70	0.80	0.75	10	5	1
0.80	0.90	0.85	7	6	1
0.90	1.00	0.95	7	5	--
1.00	1.10	1.05	11	2	--
1.10	1.20	1.15	8	2	--
1.20	1.30	1.25	4	2	--
1.30	1.40	1.35	1	1	--
-----	>1.40	-----	4	--	--
-----	(U-B)	yok	5	10	16
		toplam	187	70	93



Şekil 2. a-c Üç yıldız alanında belirlenen galaksi dışı cisimlerin iki renk diyagramlarındaki dağılımları (a) Plaut I, (b) SA 54 ve (c) SA 82 için.



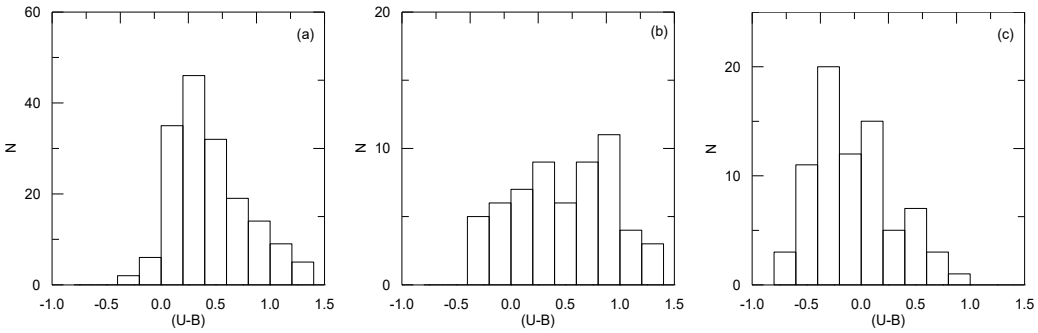
Şekil 3. a-c Üç yıldız alanına ait galaksi dışı cisimlerin görünen V kadrine göre dağılımı. (a) Plaut I, (b) SA 54 ve (c) SA 82 için.



Şekil 4. a-c Üç yıldız alanına ait galaksi dışı cisimlerin B-V renk indeksine göre dağılımı. (a) Plaut I, (b) SA 54 ve (c) SA 82 için.

3. Bulgular

Yukarıda anlatılan metodun uygulanması ile, Plaut I, SA 54 ve SA 82 yıldız alanlarında, sırası ile, 187, 70 ve 93 tane galaksi dışı cisim tespit edilmiş olup bulundukları alandaki toplam kaynakların (yıldız ve galaksi dışı cisimlerin toplamı), sırası ile, %10, %5 ve %10 unu oluşturuyor. Bu cisimlerin iki renk diyagramındaki dağılımları Şek. 2a-c de verilmiştir. Şekillerden görüldüğü gibi, galaksi dışı cisimler iki renk diyagramının metalce kalibre edilmiş bölgesinde bulundukları gibi bu bölgenin dışında da yer alıyorlar. Aynı cisimlerin görünen V kadirleri ile B-V ve U-B renk indeksilerine göre dağılımları ise Cetvel 1a-c ve, Şek. 3a-c, Şek. 4a-c ve Şek. 5a-c de verilmiştir. Şek. 3a-c de görüldüğü ve beklendiği gibi, galaksi dışı cisimler daha çok sönük görünen kadirlerde bulunur ve geç tipten devlerden çok cüce yıldızların sayısını yapay olarak artırmaktadır. Galaksi dışı cisimlerin B-V renk indeksindeki tercihi, küçük galaktik enlemli Plaut I alanında *(b=+27º.44)* 0.5 < B-V < 1.0 iken, orta enlemli alanlarda (SA 54 için *b=+58º.8*, SA 82 için *b=+66º.3*) ise 0.5 < B-V < 1.5 tur. Aynı



Şekil 5. a-c Üç yıldız alanına ait galaksi dışı cisimlerin U-B renk indeksine göre dağılımı. (a) Plaut I, (b) SA 54 ve (c) SA 82 için.

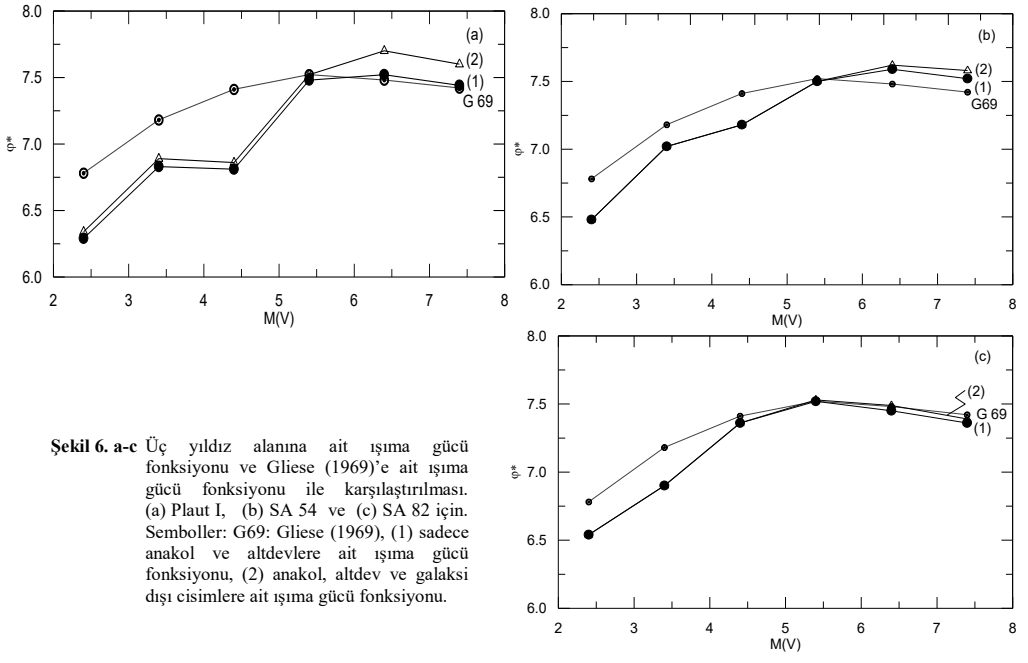
cisimlerin, metal bolluğu için bir ölçü olan, U-B renk indeksindeki dağılımları, bulundukları alanın galaktik enlemi ile uyum içindedir. Gerçekten, Plaut I alanına ait galaksi dışı cisimlerin çoğu için U-B > 0.0 iken, orta enlemli diğer iki alana ait olanlar metalce daha fakirdir, yani U-B > - 0.5 kadirdir.

Galaksi dışı cisimlerin en büyük etkisi, yoğunluk fonksiyonlarına oluyor ve bu etki ışıma gücü fonksiyonuna yansıyor. Bu çalışmamızda, biri söz konusu cisimleri içeren diğeri ise sadece anakol ve altdevler için olmak üzere, iki tane ışıma gücü fonksiyonu çizerek hem birbirleri ile hem de Gliese (1969)'e ait ışıma gücü fonksiyonu ile karşılaştırılmıştır. Bu amaç için kullanılan yoğunluk fonksiyonları için gerekli olan metal bolluğu ve mutlak kadir tayini iki yöntemle yapılmıştır. Metal bolluğu [Fe/H] ≥ -1.75 dex için Laird ve ark. (1988)'a ait yöntem kullanılmışken, metalce daha fakir kaynakların (yıldız veya galaksi dışı cisim) metal bollukları Lejeune ve ark. (1997)'a ait eş metallilik eğrileri ile, mutlak kadirleri ise aynı yazarlara ait "*blanketing vektörleri*" yardımı ile tayin edilmiştir (yoğunluk fonksiyonlarının tayini burada anlatılmayacaktır. Kaynak için bu toplantıda anlatılan diğer konulara veya Fenkart ve Karaali, 1987'ye bakılabilir). Işıma gücü fonksiyonları Şek. 6a-c de verilmiştir. Galaksi dışı cisimlerin B-V renk indeksindeki dağılımlarından beklendiği gibi, en büyük etki M(V) > 5 mutlak kadir aralığına olmuştur. Üç şekil birbirleri ile karşılaştırıldığında, Plaut I ve SA 54 deki etkinin SA 82 ye göre daha çok olduğu görülüyor. Her halde, galaksi dışı cisimleri içeren ışıma gücü fonksiyonu, Gliese (1969)'in ışıma gücü fonksiyonunun üstünde bulunmaktadır.

4. Sonuç

Galaksi dışı cisimlerin ayırımı yapılmadığı takdirde elde edilen ışıma gücü fonksiyonu, Gliese (1969)'in ışıma gücü fonksiyonunun üstünde bulunmakta ve yanlış yorumlara sebep olmaktadır.

Bu çalışmada Plaut I'e ait veriler, İstanbul Üniversitesi Araştırma Fonu'nca desteklenen 896 / 061296 nolu projeden alınmıştır.



Şekil 6. a-c Üç yıldız alanına ait ışıma gücü fonksiyonu ve Gliese (1969)'e ait ışıma gücü fonksiyonu ile karşılaştırılması. (a) Plaut I, (b) SA 54 ve (c) SA 82 için. Semboller: G69: Gliese (1969), (1) sadece anakol ve altdevlere ait ışıma gücü fonksiyonu, (2) anakol, altdev ve galaksi dışı cisimlere ait ışıma gücü fonksiyonu.

Kaynaklar

Bunclark P.J., Irwin M.J., 1983, *Proc. Statistical Methods in Astronomy Symp.*, ESA SP-201.

Dickey J.M., Keller D.T., Pennington R.L., Salpeter E.E., 1987, *AJ*, **93**, 788.

Fenkart R., Karaali S., 1987, *A&AS*, **69**, 33.

Gliese W., 1969, *Veröff. Astron. Rechen Inst. Heidelberg*, No:22.

Heydou-Dumbleton N.H., Collins C.A., MacGillivray H.T., 1989, *MNRAS*, **238**, 379.

Laird J., Carney B., Latham D., 1988, *AJ*, **95**, 1843.

Lejeune Th., Cuisinier F., Buser R., 1997, *A&AS*, **125**, 229.

Maddox S.J., Sutherland W.J., Effdtathious G., Loveday J., 1990, *MNRAS*, **243**, 692.

Odewahn S.C., Stockwell E.B., Pennington R.M., Humphreys R.M., Zummach W.A., 1992, *AJ*, **103**, 318.

Pennington R.L., Humphreys R.M., Odewahn S.C., Zumach W.A., Thurmwa P.M., 1993, *PASP*, **105**, 521.

Rhee G., 1990, *Ph.D. dissertation*, University of Leiden.

Slezak, E. Bijaoui, A., Mars, G., 1988, *A&A*, **201**, 9.

SA 107 Yıldız Alanının Standartlaştırılmış RGU Verileri ile İncelenmesi

Serap GÜNGÖR-AK, Salih KARAALİ

İ.Ü.F.F Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü 34452, Üniversite-İstanbul
e-mail: serapak@istanbul.edu.tr

ÖZET: Bu çalışmada, galaktik koordinatları l = 5°.7, b = +41°.3, büyüklüğü 0.95 derece kare olan SA 107 alanında bulunan 431 yıldızın G = $16^m.50$ limit kadirine kadar RGU fotometrik incelenmesi yapılmıştır. Mutlak kadir tayini yakın bir geçmişte oluşturulan [M(G), $(G-R)_o$] renk-kadir diyagramları ile; evrimleşmiş yıldızların ayırımı da yine aynı çalışmalarda uygulanan bir yöntemle yapılmıştır (Karaali, 1996; Karaali ve Bilir, 1996; Bilir, 1996). Alanımıza ait anakol ve geç tipten devler için yoğunluk fonksiyonları gerek Gilmore-Wyse (GW, 1985) ve gerekse Buser-Rong-Karaali (BRK, 1998) modelleri ile uyuşmaktadır. Fakat, uyum Gilmore-Wyse modelinde daha iyidir. Yeni yöntemle ayırımı yapılan 101 tane geç tipten deve ait Güneş civarındaki yoğunluk değerlerinden, GW modeli yardımı ile bulunan D* = 6.60 değeri Gliese'in (1969) D* = 6.64'lük değerine çok yakın iken, BRK modeli ile bulunan D* = 6.39 değeri, Gliese'in (1969) değerinden daha azdır. Işıma gücü fonksiyonu Gliese'in (1969) ışıma gücü fonksiyonu ile iyi uyuşmaktadır.

1. Giriş

Galaksinin yapısı ile ilgili fotometri çalışmalarında yapılan ilk iş belirli bir alan içindeki yıldızların görünen kadirlerini tayin etmektir. UBV sistemi fotoelektrik olarak tanımlandığından, bu sistem için kararma eğrilerinin çiziminde zorlukla karşılaşılmıyor. Ancak RGU sistemi fotografik olarak tanımlandığından, kararma eğrilerinin çiziminde kullanılan standart yıldızların RGU kadirlerinin fotoelektrik UBV kadirlerinden hesaplanmasını zorunlu kılıyor. Bu yüzden standart yıldızların fotoelektrik UBV kadirlerini RGU kadirlerine dönüştürmek için Buser'in (1988) dönüşüm formülleri kullanılmıştır.

Başlangıçta yıldızların M(G) mutlak kadirleri yıldızların popülasyon tiplerinin belirlenmesinden sonra yapılmaktaydı. Fakat, Güneş civarında [Fe/H] = -1.6 değerinde metal bakımından fakir yıldızların bulunması (Morrison ve ark. 1990), mutlak kadir tayinini yıldızların popülasyon tipinden bağımsız olarak yapılmasını zorunlu kılmıştır. Çünkü mutlak kadir, metal bolluğunun bir fonksiyonudur ve metal bolluğu geniş bir aralığa dağılmış bir popülasyona ait yıldızlar için (belirli bir renk indeksi için) bir tek (ortalama) mutlak kadir kabul etmek duyarlılığı azaltır. Bu yüzden M(G) mutlak kadir tayini, farklı metal bolluklarına sahip M67, M92, 47 Tuc. ve NGC 6752 kümelerine ait renk-kadir diyagramlarının kullanılması ile yapılmıştır.

Bu çalışmada uzay yoğunlukları Galaksi modelleri ile de karşılaştırılmıştır. Galaksi modelleri, Galaksideki uzay yoğunluklarını galaksi koordinatlarının bir fonksiyonu olarak ifade eden matematik formüllerdir. Modellerdeki parametreler gözlemler yardımı ile tayin edilir. Gözlemsel bulguların fiziksel bir anlamı olması için modellerle uyuşması gerekir.

Model eğrileri,

$$\Delta\log D(r) \equiv \log[D(r,l,b)/D(0,l,b)]$$

gradiyentleri şeklinde, gözlemsel fonksiyonlar ise histogramlar şeklinde verilir. Burada r uzaklığı, l ve b ise incelenen alanın galaktik koordinatlarını göstermektedir. Model eğrileri ile gözlemsel yoğunluk fonksiyonlarının apsis eksenlerine ait sıfır çakıştırıldıktan sonra histogram parçası olan dikdörtgenlerin kütle merkezine karşılık gelen üst kenarlarına ait noktaların eğriye olan düşey doğrultudaki uzaklıkları toplamı sıfır olacak şekilde model eğrisi düşey doğrultuda kaydırılır.

$\Delta\log D(r) = 0$'a karşılık gelen gözlemsel logaritmik D* = logD + 10 yoğunluk değeri, Güneş civarındaki yoğunluk değerini verir.

2. Materyal ve Metod

Yıldız alanının fotometrik incelenmesinde kullanılan standart yıldızların UBV kadirlerinin RGU kadirlerine dönüşümü, Buser (1988) tarafından O-K ve M spektrel tipindeki anakol yıldızları ve A-K ve M spektrel tipindeki devler için elde edilen farklı dönüşüm formülleri yardımı ile yapılmıştır.

SA 107 yıldız alanına ait yıldızların mutlak kadirlerinin tayini ise aşağıda açıklandığı gibi yapılmıştır:

$[(U-G)_o,(G-R)_o]$ iki-renk diyagramına yerleştirilen yıldızlar, Buser ve Fenkart'ın (1990) eş metallilik eğrileri yardımı ile $-0.5 \leq [Fe/H]$ **(1)**, $-1.5 \leq [Fe/H] < -0.5$ **(2)**, $[Fe/H] < -1.5$ **(3)** gibi üç gruba ayrılmış ve bunlardan birinci ve üçüncü gruba girenlerin mutlak kadirleri sırası ile M67 ([Fe/H] = -0.05) ve M92 ([Fe/H] = -2.24) kümelerinin renk-kadir diyagramları kullanılarak tayin edilmiştir. Metal bolluğu [Fe/H] = -1.00 olan bir küme bulunmadığından, ikinci gruba giren yıldızların mutlak kadirleri, metal bollukları sırası ile [Fe/H] = -0.65 ve -1.54 olan , 47 Tuc. ve NGC 6752 kümelerine ait renk kadir diyagramları ile oluşturulan $[M(G), (G-R)_o]$ diyagramı ile tayin edilmiştir (Karaali, 1996; Karaali ve Bilir, 1996).

Basel Halo Programında, son zamanlara kadar yapılan çalışmalarda geç tipten devler, boşluk kriterine göre anakol yıldızlarından ayrılmış ve mutlak kadirleri $0 \leq M(G) \leq 2$ aralığında kabul edilerek bunlar için $\langle M(G) \rangle = 1$ kadirlik ortalama bir değer kullanılmış iken, $2 < M(G)$ mutlak kadir aralığındaki evrimleşmiş yıldızların (alt devlerin) varlığı dikkate alınmamıştır. Bu çalışmada, yakın bir geçmişte uygulamaya konulan bir yöntemle (Karaali, 1996; Karaali ve Bilir, 1996), evrimleşmiş yıldızların ayırımı yapılmış ve mutlak kadirleri kümelerin renk-kadir diyagramlarından yararlanarak tayin edilmiştir. Evrimleşmiş yıldızlar içinde mutlak kadiri $M(G) \leq 2$ olanlar geç tipten dev olarak sınıflandırılmıştır. Bu yönteme göre tayin edilen geç tipten devlerin sayısı 101 dir.

3. Bulgular

3.1. Ölçüler ve Kararma Eğrileri

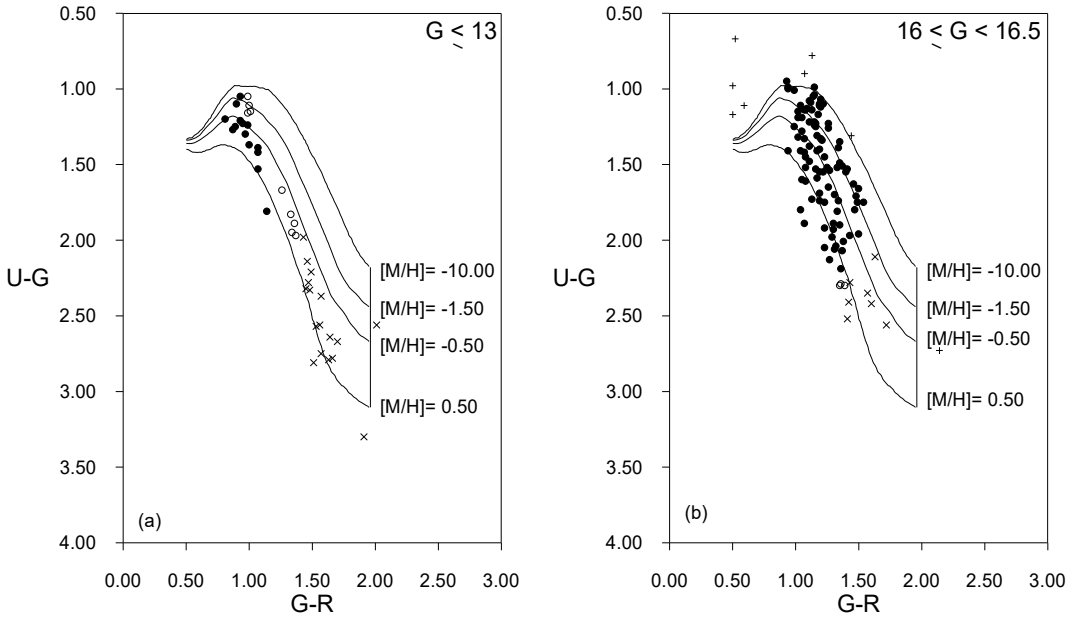
SA 107 yıldız alanına ait $G = 16^m.5$ limit kadire kadar 431 yıldız Basel İris Fotometresinde 1992 yılında S. Karaali tarafından ölçülmüştür. Kararma eğrilerinin çiziminde kullanılan 62 standart yıldız, Landolt (1973, 1992) ve Purgathofer (1969) tarafından fotoelektrik olarak ölçülen yıldızlar arasından seçilmiştir.

SA 107 alan yıldızları için her üç renkte (R, G, U) 5'er plak ölçülmüş, iris fotometresi yardımı ile alan yıldızlarının elde edilen iris okumalarının ortalamaları alınmış ve apsis ekseninde standart yıldızların dönüşüm formülleri yardımı ile hesaplanan RGU kadirleri, ordinat ekseninde ise bunların iris okumaları olmak üzere her renk için (R, G, U) bir kararma eğrisi çizilmiştir. R, G, U kadirleri standart şekle dönüştürülmüştür.

3.2. İki Renk Diyagramları

RGU kadirleri elde edilen alan yıldızları, aşağıda belirtilen ardışık G kadir aralıklarına bölünerek iki-renk diyagramları oluşturulmuştur: $G \leq 13.00$, $13.00 < G \leq 14.00$, $14.00 < G \leq 15.00$, $15.00 < G \leq 16.00$, $16.00 < G \leq 16.50$. Şekil 1a ve b'de, bu aralıklardan en parlak ve en sönük olana ait iki-renk diyagramı verilmiştir.

Iris okumaları ölçülemeyen, mutlak kadirleri belirlenemeyen yıldızlar incelemede dikkate alınmayıp istatistik dışı bırakılmışlardır.



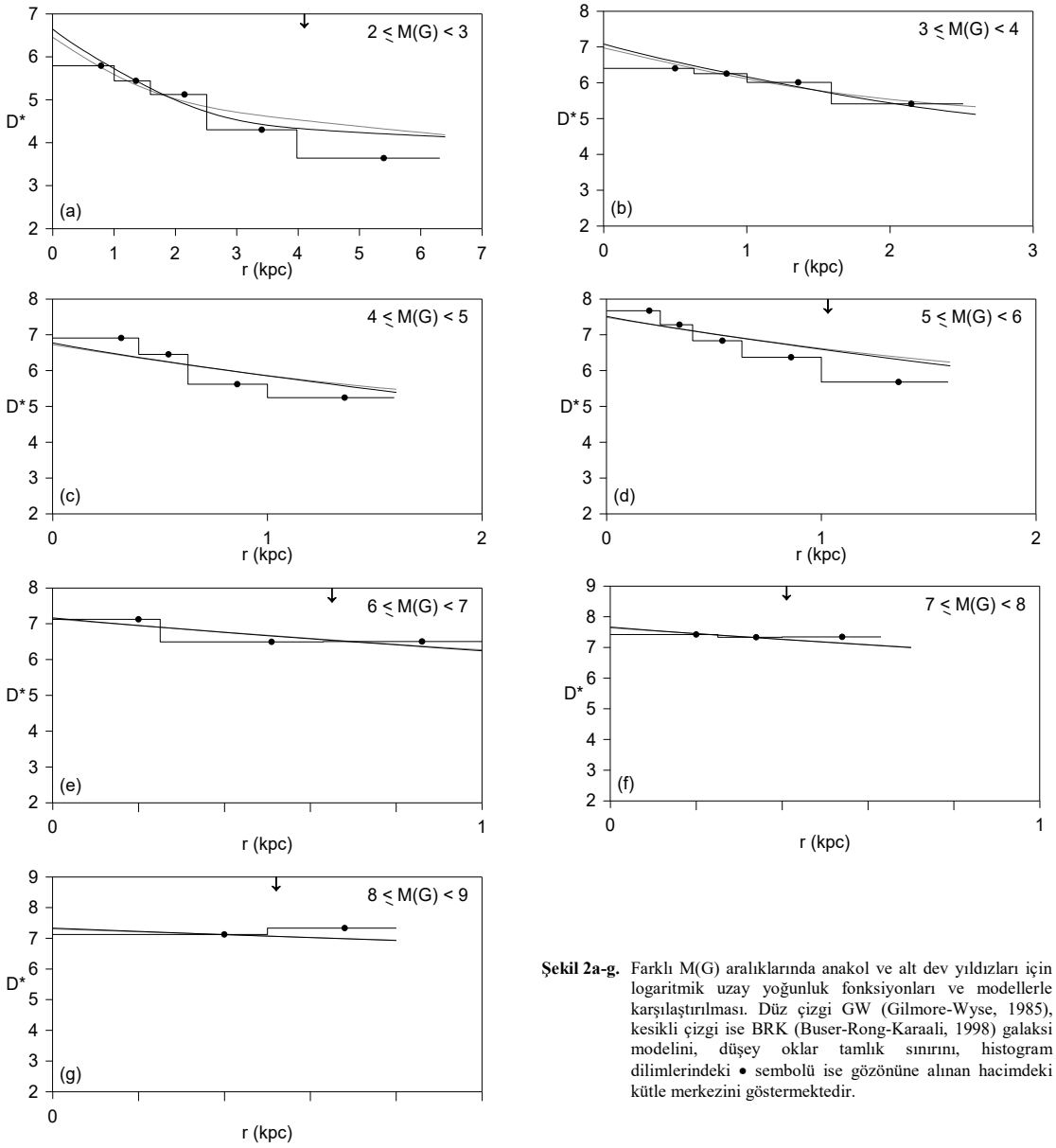
Şekil 1a ve b. Alan yıldızlarının iki-renk diyagramındaki yerleri. Düz olarak çizilen eş metallilik eğrileri, mutlak kadir tayininde, farklı renk-kadir diyagramlarının kullanıldığı bölgeleri ayırıyor. Semboller: (•):anakol, (o):alt dev, (x):geç tipten dev, (+):istatistik dışı.

Cetvel 1. G = $16^{m}.50$ görünen limit kadiri için hesaplanan farklı mutlak kadirlere ait tamlık sınırları.

M(G)	0	1	2	3	4	5	6	7	8	9
d_l(pc)	16331	10304	6501	4102	2588	1633	1030	650	410	259

Cetvel 2. Anakol ve alt dev yıldızlarına ait yoğunluk fonksiyonları (uzaklıklar kpc., hacimler pc^3 cinsindendir).Yatay çizgiler tamlık sınırını gösteriyor.

r_1 - r_2	r*	M(G)	2 - 3		3 - 4		4 - 5		5 - 6		6 - 7		7 - 8		8 - 9	
		$\Delta V_{1,2}$	N	D*	N	D*	N	D*	N	D*	N	D*	N	D*	N	D*
0.00-0.16	0.13	3.95(2)	-		-		-		4		1		-		1	
0.16-0.25	0.19	1.11(3)	-		-		3	6.91	3	7.67	1	7.12	4	7.42	1	7.12
0.25-0.40	0.34	4.67(3)	1	5.79	1	6.40	2		9	7.28	-		10	7.33	10	7.33
0.40-0.63	0.54	1.79(4)	1		5		5	6.45	12	6.83	7	6.49	39	7.34		
0.63-1.00	0.86	7.23(4)	4		13	6.25	3	5.62	17	6.37	23	6.50				
1.00-1.59	1.36	2.91(5)	8	5.44	30	6.01	5	5.24	14	5.68						
1.59-2.51	2.15	1.14(6)	15	5.12	29	5.41										
2.51-3.98	3.41	4.56(6)	9	4.30												
3.98-6.31	5.40	1.82(7)	8	3.64												



Şekil 2a-g. Farklı M(G) aralıklarında anakol ve alt dev yıldızları için logaritmik uzay yoğunluk fonksiyonları ve modellerle karşılaştırılması. Düz çizgi GW (Gilmore-Wyse, 1985), kesikli çizgi ise BRK (Buser-Rong-Karaali, 1998) galaksi modelini, düşey oklar tamlık sınırını, histogram dilimlerindeki • sembolü ise gözönüne alınan hacimdeki kütle merkezini göstermektedir.

3.3. Yoğunluk Fonksiyonları

Yıldızların D* = logD + 10 logaritmik yoğunluk fonksiyonu, birim hacimdeki yıldız sayısının logaritmasının 10 fazlası olarak tanımlanır. Burada, $D = N/\Delta V_{1,2}$, N : $\Delta V_{1,2}$ hacmindeki yıldız sayısı ve $\Delta V_{1,2}$ ise $\Delta V_{1,2} = (\square/3)(\pi/180)^2(r_2^3 - r_1^3)$ eşitliği ile verilir. $\square$, incelenen yıldız alanının derece kare cinsinden büyüklüğü, r_1 ve r_2 ise Güneş'e olan uzaklıkları göstermekte olup hacmin hesaplandığı kesik piramidin tabanlarını belirler.

Yoğunluk fonksiyonlarının verildiği cetvellerde bulunan r*, söz konusu kesik piramide ait kütle merkezinin Güneş'e uzaklığını göstermekte olup $r^* = [(r_1^3 + r_2^3)/2]^{1/3}$ eşitliği yardımı ile hesaplanır.

Yoğunluk fonksiyonları anakol yıldızları için $1 \le M(G) < 2$, $2 \le M(G) < 3$, …, $9 \le M(G) \le 10$ mutlak kadir aralıkları için tayin edilmiş ancak, bundan önceki çalışmalarda olduğu gibi, yoğunluk histogramları $1 \le M(G) < 2$ ve $9 \le M(G) \le 10$ mutlak kadir aralıkları için çizilmemiştir. Bunun sebepleri, birinci aralıkta çok az sayıda yıldızın bulunması veya yıldızın bulunmayışı ve son aralıkta bulunan yıldızların tamamının mutlak kadirlerinin tayin edilememesidir.

Yoğunluk cetvellerindeki yatay çizgiler, ilgili mutlak kadir aralığında sönük mutlak kadir için hesaplanan tamlık sınırını temsil ediyor. Farklı M(G) mutlak kadirleri için G_l - M(G) - A(G) = 5logd - 5 formülü ile hesaplanan d_l tamlık sınırları Cetvel 1'de verilmiştir. Burada G_l alanımıza ait limit görünen kadir, yani $16^m.50$, A(G) de toplam absorpsiyondur (alanımız için $0^m.44$).

Mutlak kadirleri kümelerin renk-kadir diyagramlarından elde edilen anakol ve alt dev yıldızlarına ait yoğunluk fonksiyonları Cetvel 2 ve Şekil 2a-g de verilmiştir.

Geç tipten devlere ait yoğunluk fonksiyonu Cetvel 3 ve Şekil 3'te verilmiştir.

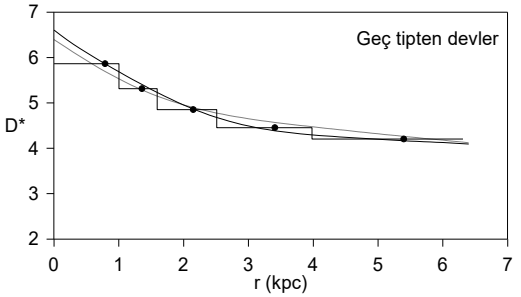
3.4. Yoğunluk Fonksiyonlarının Modellerle Karşılaştırılması

SA 107 yıldız alanı için çizilen (ΔlogD(r), r) model eğrisi her iki model için Şekil 4'te verilmiştir. Burada ΔlogD(r) = logD(r,l,b) - logD(0,l,b) olup gözönüne alınan Galaksi bileşeni veya bunların birleşimi için r uzaklığındaki yoğunluk değeri ile Güneş civarındaki yoğunluk değerinin logaritmik farkıdır.

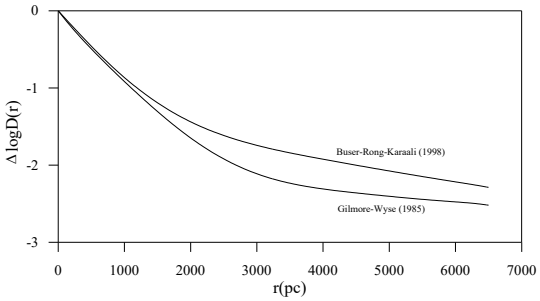
Yoğunluk fonksiyonları hem Gilmore-Wyse (1985) ve hem de Buser-Rong-Karaali (1998) modelleri ile karşılaştırılmıştır (Cetvel 4).

Cetvel 3. Geç tipten dev yıldızlarına ait yoğunluk fonksiyonları (uzaklıklar kpc., hacimler pc^3 cinsindendir).

r_1 - r_2	r*	$\Delta V_{1,2}$	N	D*
0.00-0.16	0.13	8.32(2)	-	
0.16-0.25	0.19	2.34(3)	-	
0.25-0.40	0.34	9.82(3)	1	5.86
0.40-0.63	0.54	3.78(4)	2	
0.63-1.00	0.86	1.52(5)	4	
1.00-1.59	1.36	6.06(5)	6	5.31
1.59-2.51	2.15	2.41(6)	8	4.85
2.51-3.98	3.41	9.59(6)	13	4.45
3.98-6.31	5.40	3.82(7)	29	4.20
6.31-7.94	7.22	5.06(7)	12	3.70
7.94-10.00	9.09	1.01(8)	14	3.46
10.00-12.59	11.44	2.02(8)	5	-
12.59-15.85	14.40	4.03(8)	5	-
> 15.85	> 14.40	> 4.03(8)	2	-



Şekil 3. Geç tipten dev yıldızlara ait logaritmik uzay yoğunluk fonksiyonu ve modellerle karşılaştırılması.



Şekil 4. SA 107 yıldız alanına ait model eğrileri.

Model eğrileri arasındaki fark, ≈ 1 kpc. te başlıyor. Bu uzaklıktan itibaren Buser-Rong-Karaali (1998) modeline ait değerler Gilmore-Wyse (1985) modeline ait değerlerden daha büyüktür.

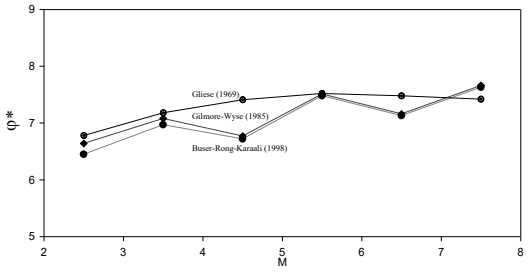
Bu çalışmada geç tipten devler için elde edilen iki modele göre Güneş civarındaki yoğunluk değerleri, Gilmore-Wyse (1985) modeli için Gliese'in (1969) D* = 6.64 lük değerine oldukça yakındır (D* = 6.60). Bununla beraber, Buser-Rong-Karaali (1998) modeline ait değer Gliese'in değerinden küçüktür (D* = 6.39).

3.5. Işıma Gücü Fonksiyonu

Işıma gücü fonksiyonu, belirli bir uzaklık aralığı için hesaplanan, popülasyonların

Cetvel 4. Gözlemsel yoğunluk fonksiyonları ile GW ve BR modellerinin karşılaştırılmasına ait standart sapmalar ve Güneş civarındaki yoğunluk değerleri. Son satırda Gliese'in (1969) Güneş yoğunluk değerleri de verilmiştir.

M(G)	2-3	3 - 4	4 - 5	5 - 6	6 - 7	7 - 8	8 - 9	Devler
GW(⊙)	6.64	7.08	6.77	7.51	7.16	7.66	7.33	6.60
S.S	±0.14	±0.12	±0.35	±0.27	±0.17	±0.02	±0.00	±0.05
BRK(⊙)	6.45	6.97	6.72	7.48	7.13	7.63	7.30	6.39
S.S	±0.19	±0.10	±0.37	±0.25	±0.17	±0.02	±0.00	±0.10
Gliese(⊙)(1969)	6.78	7.18	7.41	7.52	7.48	7.42	-	6.64



Şekil 5. SA 107 yıldız alanına ait ışıma gücü fonksiyonu.

birleşimine ait yoğunlukların mutlak kadirlere göre değişimini ifade eder. Basel Halo Programında yapılan ve modellerle karşılaştırılan çalışmalarda, belirli bir uzaklık aralığı yerine Güneş civarındaki yoğunlukların alınması gelenek haline gelmiştir.

Anakol yıldızları ve alt devler için çizilen yoğunluk fonksiyonları ile model eğrilerinin karşılaştırılmasında $\Delta \log D(r) = 0$'a karşılık gelen D* yoğunluk değeri, karşılaştırmanın yapıldığı mutlak kadir aralığı için, Güneş civarındaki yoğunluk değeridir.

Yoğunluk fonksiyonlarının GW ve BRK modelleri ile karşılaştırılmasından elde edilen ışıma gücü fonksiyonu Şekil 5 ve Cetvel 4'te verilmiştir. Elde edilen ışıma gücü fonksiyonunun GW modeli ile, $4 < M(G) \leq 5$ mutlak kadir aralığı hariç, iyi uyuştuğu görülmektedir. BRK modeli ile uyum ise daha azdır.

4. Tartışma ve Sonuç

Bu çalışmada SA 107 yıldız alanına ait yıldızların anakol, alt dev ve geç tipten dev yıldızlar olmak üzere ayırımı yapılmış ve yıldızların mutlak kadirleri, yakın bir geçmişte uygulanan yeni bir yöntemle (Karaali, 1996; Karaali ve Bilir, 1996), kümelerin renk-kadir diyagramlarından tayin edilmiştir. Elde edilen sonuçların doğruluğunun sağlanması, yoğunluk fonksiyonlarının iki modelle, ışıma gücü fonksiyonunun da Gliese'in (1969) ışıma gücü fonksiyonu ile karşılaştırarak yapılmıştır.

Yıldızların elde edilen ışıma gücü fonksiyonu, $4 < M(G) \leq 5$ mutlak kadir aralığı dışında, Gliese'in (1969) ışıma gücü fonksiyonu ile uyuşmaktadır (Şekil 5). $4 < M(G) \leq 5$ aralığında uyumun az oluşu renk-kadir diyagramının bu aralığa karşılık gelen kolunun çok dik olmasından kaynaklanıyor. İki modelden elde edilen değerler birbirine çok yakın olmakla beraber, GW modeline ait olanların uyumu daha iyidir.

Bu çalışmada geç tipten devler, mutlak kadiri $M(G) \leq 2$ olan evrimleşmiş yıldızlar olarak alınmış, boşluk kriterine uyulmamıştır. Böylece $M(G) > 6$ olan ve Gliese'in ışıma gücü fonksiyonundan daha büyük değerlerin bulunmasına sebep olan bazı yıldızlar, bu çalışmada mutlak kadiri $M(G) \leq 2$ olan dev olarak sınıflandırılmış ve Gliese'in ışıma gücü fonksiyonu ile uyuşan bir ışıma gücü fonksiyonu elde edilmiştir.

Bu çalışma İstanbul Üniversitesi Araştırma Fonunca desteklenmiştir. Proje No: Ö-4565/250898.

Kaynaklar

Becker W., 1965, *ZfA*, **62**, 54.
Bilir S., 1996, Yüksek Lisans Tezi, İ.Ü. Fen Bilimleri Enstitüsü.
Buser R., 1978, *A&A*, **62**, 411.
Buser R., 1988, *Basel Preprint*, No.28.
Buser R., Rong J., Karaali S., 1998, *A&A*, **331**, 934.
Gilmore G., Wyse R.F.G., 1985, *AJ*, **90**, 2015.
Gliese W., 1969, *Veröff. Astron. Rechen Inst.*, No.22.
Karaali S., 1996, *Proje No: 715/260495*, İ.Ü. Araştırma Fonu.
Karaali S., Bilir S., 1996, *Proje No: TBAG-AY/74*, TÜBİTAK.
Landolt A.U., 1973, *ApJ*, **78**, 850.
Landolt A.U., 1992, *özel haberleşme*.
Morrison H.L., Flynn C., Freeman K.C., 1990, *AJ*, **100**, 1191.
Purgathofer A.Th., 1969, *Lowell Obs. Bull.*, **No.147**, 98.

Plaut I Yıldız Alanına Ait Metal Bolluğu Dağılımı

Salih KARAALİ[1], Serap GÜNGÖR-AK[1], Yüksel KARATAŞ[1], Selçuk BİLİR[1], Gerard F. GILMORE[2]

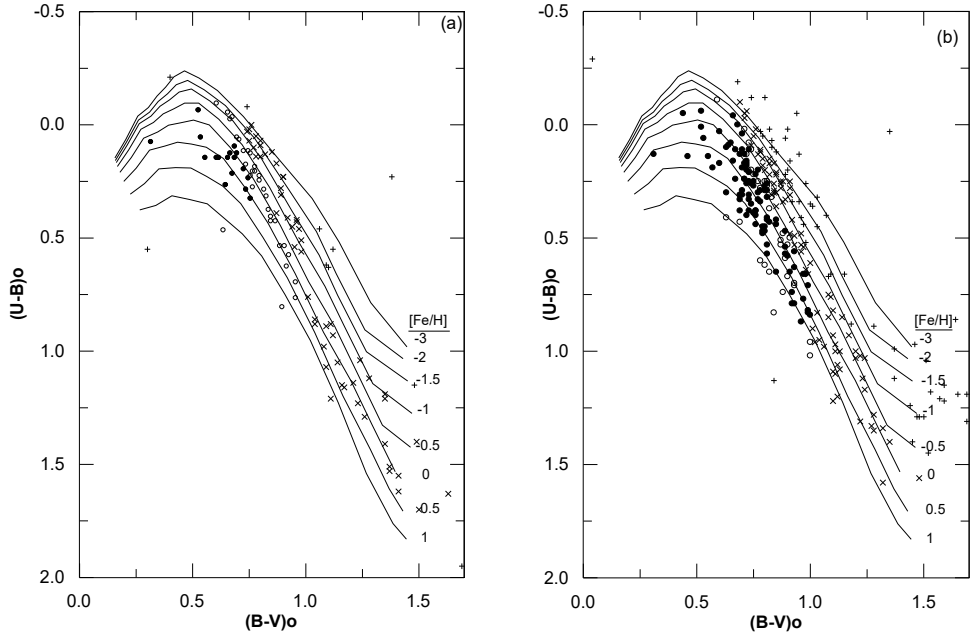
[1]İ.Ü.F.F Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü 34452 – Üniversite – İstanbul
[2]Institute of Astronomy, Madingley Road, Cambridge, CB3 OHA, UK
e-mail: karsa@istanbul.edu.tr

ÖZET: Plaut I alanının (*l = 359º.31, b = +27º.44*), Basel Astronomi Enstitüsü'nce yayınlanmış XII numaralı kataloğundan alınan, 1877 yıldızına ait RGU verileri Steinlin (1968) formülleri ile UBV sistemine dönüştürülmüş ve anakol yıldızları ile geç tipten devlerin metal bolluğu dağılımı incelenmiştir. Görünen limit kadir V = 18.0, renk artığı ise E(B-V) = 0.07 dir. Basel ve Minnesota'ya ait yıldız haritalarının karşılaştırılmasından tespit edilen 187 tane galaksi dışı cisim ve (U-B, B-V) iki renk diyagramlarında saçılmış konumda olan 258 yıldız istatistik dışı bırakılmıştır. Cüce, alt dev ve dev ayırımı, uygulanabilirliği kanıtlanan (Karaali, 1992; Karaali ve ark. 1997 ve Ak ve ark. 1998) deneysel bir yöntemle yapılmış olup bunlara ait yıldız sayısı sırası ile 756, 297 ve 360 tır. [Fe/H] ≥ -1.75 dex metal bolluğundaki cücelerin metal bolluğu ve mutlak kadirleri Laird ve ark. (1988) na ait bir yöntemle tayin edilmişken, metalce daha fakir cücelerle evrimleşmiş (alt dev ve dev) yıldızların metal bolluğu ve mutlak kadirleri, sırası ile, Lejeune ve ark. (1997) na ait eş metallilik eğrileri ve M67, 47 Tuc., M5 ve M92 kümelerinin renk – kadir diyagramları yardımı ile tayin edilmiştir. Anakol yıldızlarına ait metal bolluğu dağılımı, ışıma gücü fonksiyonunun Gliese (1969)'e ait ışıma gücü fonksiyonu ile en iyi uyuştuğu 4.9 < M(V) ≤ 7.9 mutlak kadir aralığındaki yıldızlar için yapılmış olup bu dağılım [Fe/H] = 0.1, –0.4 ve –1.2 dex te üç yığılma gösteriyor. Geç tipten devlerin güneş civarındaki logaritmik uzay yoğunluğu D*(0) = 6.67 olup Gliese (1969)'in ⊙ = 6.64 değerine çok yakın oluşu bunların ayırımının iyi yapıldığını gösteriyor. Geç tipten devlere ait metal bolluğu dağılımı çok modludur. Galaksi düzlemine uzaklığı gösteren z nin 0 – 1.5, 1.5 – 3.5, ve 3.5 – 6.0 kpc. aralıklarından son ikisine ait dağılımlar birbirine çok benzediği gibi, –0.5 < [Fe/H] ≤ +0.5, –1 < [Fe/H] ≤ –0.5, –1.5 < [Fe/H] ≤ –1 ve –2.0 < [Fe/H] ≤ –1.5 metal bolluğu aralıklarına ait ağırlıklı ortalama değerlerinin, 1.5 < z ≤ 3.5 ve 3.5 < z ≤ 6.0 kpc. uzaklık aralıkları için birbirine çok yakın olması da, alanımız doğrultusunda 1.5 < z ≤ 6.0 kpc. aralığındaki devlerin kimyasal evriminin aynı işlevle olduğunu gösteriyor. 0 < z ≤ 1.5 kpc. aralığında sadece metalce zengin devler bulunmakta, <[Fe/H]> = +0.06 dex'lik ortalama metal bolluğu diğer uzaklık aralıklarındaki devlerin <[Fe/H]> = 0.00 dex değeri ile karşılaştırılınca d[Fe/H]/dz = –0.03 dex/kpc. lik bir metal bolluğu gradiyenti olduğu anlaşılıyor. Bu durum, Güneşe yakın devlerin oluşumu ve/veya kimyasal evrimlerinin, uzak devlere göre, farklı olduğunu gösteriyor

1. Giriş

Galaksimizin temel yapısı ve yıldız popülasyonları, yıldız sayımı incelemelerinden sağlanmıştır (Bahcall, 1986; Gilmore ve ark. 1989; Majewski, 1993). Galaksimizin sistemli fotometrik incelenmesi ile ilgili en büyük program Basel Halo Programı (BHP) olup bununla ilgili örnek kaynaklar Fenkart (1989 a, b, c, d), del Rio ve Fenkart (1987), Fenkart ve Karaali (1987), Fenkart ve Karaali (1990), Fenkart ve Karaali (1991) olarak verilebilir. Bu program, RGU fotometrik sisteminin geliştirilmesi ile, yenilenmiş ve uygulama alanına konulmuştur (Buser ve Fenkart, 1990; Buser ve ark., 1998; Ak ve ark., 1998). Samanyolunun fotometrik incelenmesi ile ilgili yeni çalışmalardan geriye kalanların çoğu HST dan sağlanan çok sönük verilere (Elson ve ark., Gould ve ark., 1998) ve Galaksimizin merkez bölgesinin incelenmesinde kullanılan kırmızıötesi verilere (Binney ve ark. 1997; Unavane ve ark. 1998) dayanmaktadır.

Galaksimizin temel yapısını öğrenmekle beraber ayrıntılar için, yukarıda belirtilen farklı yöntemlere gereksinme vardır. Metal bolluğu dağılımı bunlardan biridir ve U bandının buna duyarlı olması sebebi ile Basel'in RGU ve UBV fotoğrafik sistemleri bu yönden bir üstünlük sağlarlar. Galaksimizin içe doğru çökerek mi, yoksa başka küçük galaksilerle birleşerek mi oluştuğu ve geliştiği bugün en çok sorulan sorulardan biridir. Birinci senaryo ELS modeli olarak (ELS, 1962; Sandage, 1990), ikinci senaryo ise Searle – Zinn (SZ, 1978) modeli olarak bilinir. Galaksimizin merkez bölgesinin ELS modeline, Halonun dış kısmının ise SZ modeline göre oluştuğu artık kabul ediliyor. Ancak, Galaksimizin diğer bölgelerinin oluşumu hâlâ tartışılmaktadır. Kalın Diskin SZ modeline göre oluştuğu görüşü ağır basmaktadır. SZ modelinin geçerli olduğu bölgelerde, bir zamanlar Galaksimizin uydusu olan küçük galaksiler



Şekil 1a ve b. Plaut I alanına ait iki tane örnek iki – renk diyagramı. (a) $V_o \leq 14^m.0$, (b) $16^m.0 < V_o \leq 16^m.5$ için.

kimyasal bakımdan evrimleşmiş ve sonra Galaksimizin bu bölgelerine katılmıştır. O zaman bu bölgelerde metal gradiyentinin olmaması gerekir. Tersine, ELS modeline göre oluşmuş bölgelerde metal gradiyenti olmalıdır.

Bu çalışmamızda, Galaksimizin merkez bölgesinde bulunan bir alanın (*l=359º.31, b=+27º.44*) metal bolluğu dağılımı incelenerek oluşum ve evrimi tartışılacaktır.

2. Materyel ve Metot

Plaut I alanının, Basel Astronomi Enstitüsü'nce yayınlanmış XII numaralı kataloğundan (Becker ve ark., 1989) alınan 1877 yıldızına ait RGU verileri Steinlin (1968) formüllleri ile UBV sistemine dönüştürülmüştür. Limit kadir V = 18.0 olarak tespit edilmiş, daha sönük yıldızlar çalışma dışı bırakılmıştır. E(G–R) = 0.10 kadirlik renk artığına karşılık gelen E(B–V) = 0.07 değeri kullanılarak UBV verileri kızarmadan arındırılmıştır.

Basel ve Minnesota'ya ait yıldız haritaları karşılaştırılarak 187 tane görüntünün galaksi dışı cisim olduğu anlaşılmıştır. Bunlarla (U–B, B–V) iki renk diyagramında saçılmış konumda olan 258 tane yıldız istatistik dışı bırakılmıştır.

Metal bolluğu ve mutlak kadir tayini iki farklı yöntemle yapılmıştır. [Fe/H] ≥ –1.75 dex metal bolluğundaki cücelerin metal bolluğu ve mutlak kadiri Laird ve ark. (1988) na ait yöntemle; metalce daha fakir cücelerle bütün devlerin metal bolluğu Lejeune ve ark. (1997) na ait eş metallilik eğrileri ile, mutlak kadiri ise M67, 47 Tuc., M5 ve M92 kümelerinin renk – kadir diyagramları ile tayin edilmiştir. Yıldızların cüce, altdev ve dev ayırımı, şimdiye kadar başarılı bir şekilde uygulanan (Karaali, 1992; Karaali ve ark., 1997 ve Ak ve ark., 1998) deneysel bir yöntemle yapılmıştır.

Yoğunluk fonksiyonları ile ışıma gücü fonksiyonunun tayini, birçok yerde anlatıldığı gibi yapılmış olup (fazla bilgi için bu toplantıda sunulan SA 54 ve SA 133 alanları ile ilgili tebliğlere başvurulabilir) burada tekrardan sakınılacaktır. Yoğunluk fonksiyonları Gilmore – Wyse (1985) modeli ile karşılaştırılmıştır; yöntem çok kez anlatılmıştır, ayrıntılar için örneğin del Rio ve Fenkart (1987) ve Fenkart ve Karaali (1987) ye başvurulabilir.

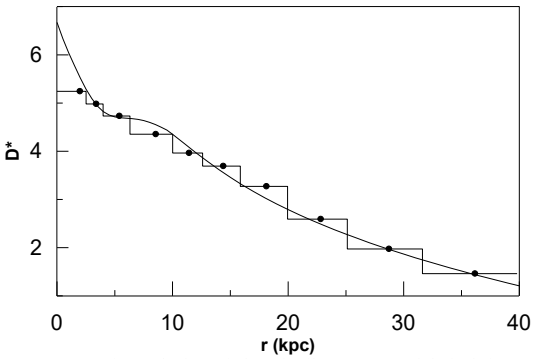
3. Bulgular

3.1. İki - Renk Diyagramları, cüce, altdev ve dev ayırımı

Kızarmadan arındırılmış verilere ait iki renk diyagramları, aşağıdaki V_o görünen kadir aralıkları için çizilmiş ve Bölüm 2 de anılan yöntemle cüce, altdev ve devlerin ayırımı yapılmıştır. Alanımızdaki cüce, altdev ve devlerin sayısı (V = 18.0 limit kadirine kadar), sırası ile, 756, 297 ve 360 tır: $V_o \leq 14^m.0$, $14^m.0 < V_o \leq 15^m.0$, $15^m.0 < V_o \leq 16^m.0$, $16^m.0 < V_o \leq 16^m.5$, $16^m.5 < V_o \leq 17^m.0$, $17^m.0 < V_o \leq 17^m.5$ ve $17^m.5 < V_o \leq 18^m.0$. Şek. 1a ve b de, örnek olarak, $V_o \leq 14^m.0$ ve $16^m.0 < V_o \leq 16^m.5$ aralıklarına ait iki – renk diyagramları verilmiştir.

Cetvel 1. Gözlemsel histogramlarla Gilmore – Wyse (1985) modelinin karşılaştırıl-masından elde edilen, güneş civarındaki logaritmik uzay yoğunlukları (2.satır) ve Gliese (1969) (4.satır) ve Gliese ve Jahreiss (1992)'e ait değerler (5.satır). 3.satırdaki s, standart sapmadır.

M(V)	1.9 – 2.9	2.9 – 3.9	3.9 – 4.9	4.9 – 5.9	5.9 – 6.9	6.9 – 7.9	Devler
D*(0)	6.29	6.83	6.81	7.48	7.52	7.44	6.67
s	±0.09	±0.13	±0.14	±0.05	±0.02	±0.03	±0.08
Gliese (1969)	6.78	7.18	7.41	7.52	7.48	7.42	6.64
Gliese ve Jahreiss (1992)	7.14	7.43	7.56	7.66	7.69	7.63	6.92



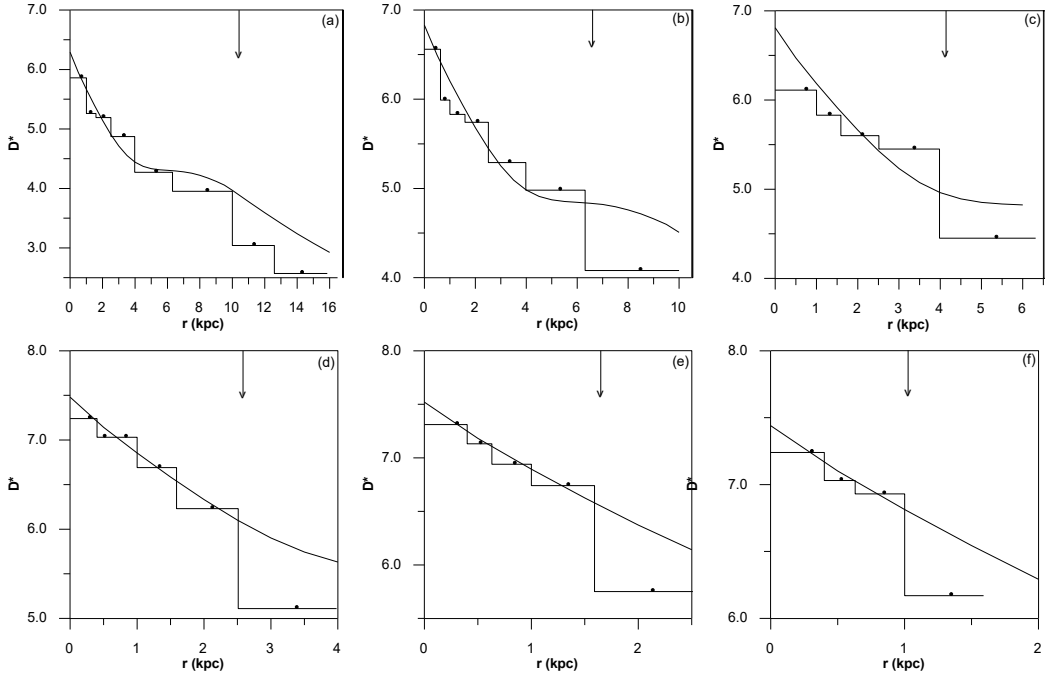
Şekil 2. Geç tipten devlere ait logaritmik uzay yoğunluk fonksiyonu ve Gilmore – Wyse (1985) modeli ile karşılaştırılması.

3.2. Yoğunluk Fonksiyonları ve Işıma Gücü Fonksiyonu

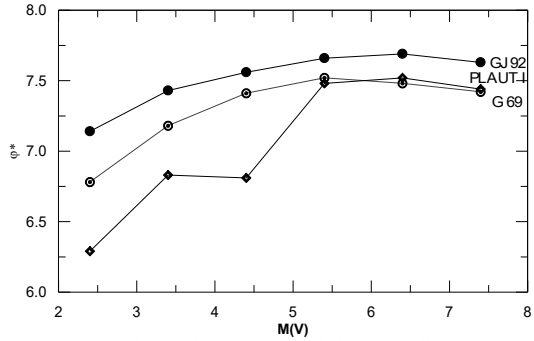
Geç tipten devlere ait yoğunluk fonksiyonu Şek. 2 de verilmiştir. Bu fonksiyonun Gilmore – Wyse (1985) modeli ile karşılaştırılmasından bulunan, güneş civarındaki D*(0) = 6.67 lik logaritmik uzay yoğunluğunun, Gliese (1969)'e ait ⊙ = 6.64 değerine yakın olması ve karşılaştırmaya ait standart sapmanın küçük oluşu (s = ± 0.08, Cetvel 1) geç tipten devlerin ayırımının iyi yapıldığını gösteriyor.

Cüce ve altdevlere ait yoğunluk fonksiyonları, $1^m.90 < M(V) \leq 2^m.90$, $2^m.90 < M(V) \leq 3^m.90$, $3^m.90 < M(V) \leq 4^m.90$, $4^m.90 < M(V) \leq 5^m.90$, $5^m.90 < M(V) \leq 6^m.90$ ve $6^m.90 < M(V) \leq 7^m.90$ mutlak kadir aralıkları için (bu aralıklar RGU sisteminde $2^m < M(G) \leq 3^m$, $3^m < M(G) \leq 4^m$, …., $7^m < M(G) \leq 8^m$ aralıklarına karşılık geliyor) çizilmiş ve Şek. 3a-f de verilmiştir. Bu fonksiyonlar biçimsel olarak Gilmore – Wyse (1985) modeli ile uyuşmaktadır, ancak nicel olarak sadece $4^m.90 < M(V) \leq 5^m.90$, $5^m.90 < M(V) \leq 6^m.90$ ve $6^m.90 < M(V) \leq 7^m.90$ aralıkları için uyum vardır. Bu durum, Cetvel 1 in ikinci satırında verilen, güneş civarındaki logaritmik uzay yoğunlukları ile Gliese (1969) ve Gliese ve Jahreiss (1992) ye ait değerlerin karşılaştırılmasından görülüyor (üç aralığa ait uyumsuzluğun sebepleri Bölüm 4: Tartışma ve Sonuç kısmında verilmiştir).

Işıma gücü fonksiyonu, yukarıda verilen mutlak kadir aralıkları için, güneş civarındaki logaritmik uzay yoğunluklarının mutlak kadire göre değişimi olup Şek. 4 te, Gliese (1969) ve



Şekil 3a-f. Cüce ve altdevlere ait logaritmik uzay yoğunluk fonksiyonları ve Gilmore – Wyse (1985) modeli ile karşılaştırılması. a) $1^m.90 < M(V) \leq 2^m.90$, b) $2^m.90 < M(V) \leq 3^m.90$, c) $3^m.90 < M(V) \leq 4^m.90$, d) $4^m.90 < M(V) \leq 5^m.90$, e) $5^m.90 < M(V) \leq 6^m.90$ ve f) $6^m.90 < M(V) \leq 7^m.90$ mutlak kadir aralıkları için.



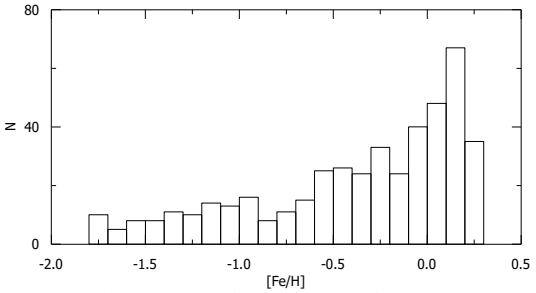
Şekil 4. Plaut I alanına ait ışıma gücü fonksiyonu ve Gliese (1969) ve Gliese ve Jahreiss (1992) e ait ışıma gücü fonksiyonları ile karşılaştırılması.

Gliese ve Jahreiss (1992)'e ait ışıma gücü fonksiyonları ile birlikte verilmiştir. Burada da, $4^m.90 < M(V) \leq 5^m.90$, $5^m.90 < M(V) \leq 6^m.90$ ve $6^m.90 < M(V) \leq 7^m.90$ mutlak kadir aralıkları için, alanımıza ait ışıma gücü fonksiyonu Gliese (1969) ve Gliese ve Jahreiss (1992)'e ait ışıma fonksiyonları ile uyum içinde iken, daha parlak mutlak kadir aralıkları için ışıma gücü fonksiyonumuz, belirtilen iki ışıma gücü fonksiyonunun altındadır (Bölüm 4: Tartışma ve Sonuç kısmına bakınız).

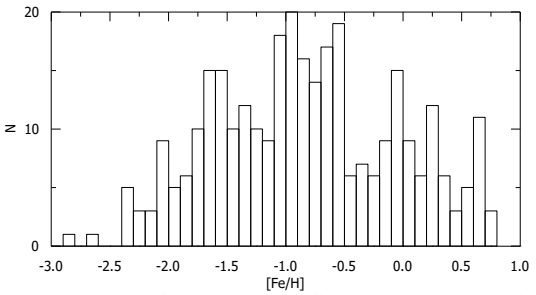
3.3. Metal Bolluğu Dağılımı

Cücelere ait metal bolluğu dağılımı, yoğunluk fonksiyonlarının Gilmore – Wyse (1985) modeli ile ve ışıma gücü fonksiyonunun da Gliese (1969) ve Gliese ve Jahreiss (1992)'ın ışıma gücü fonksiyonu ile en iyi uyuştuğu $4^m.90 < M(V) \leq 7^m.90$ mutlak kadir aralığındaki yıldızlar için tayin edilmiş olup sonuç Şek.5 te verilmiştir. Bu dağılımda, alanımızın konumuna uygun şekilde, [Fe/H] = +0.1 dex metal bolluğu civarında yüksek frekanslı bir mod görülüyor. Ortalama metal bolluğu [Fe/H] = –0.4 dex olan ve daha geniş bir metal bolluğu aralığını kapsayan ikinci bir grup yıldızın varlığından başka, kuyruk şeklinde [Fe/H] ~ –2.0 dex'e kadar uzanan ve [Fe/H] = –1.2 dex civarında ortalama bir değere sahip olan üçüncü bir grup yıldız da vardır. Yakın uzaklıklarda bulunan bu cüce yıldızların bir metal gradiyenti göstermesi beklenemez.

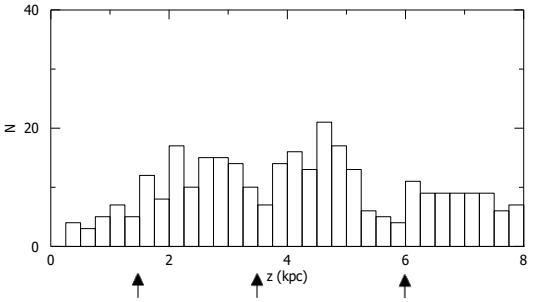
Geç tipten devlere ait metal bolluğu (Şek.6) çok modlu olup [Fe/H] ~ 0, –0.8 ve –1.5 dex



Şekil 5. Cücelere ait metal bolluğu dağılımı. [Fe/H] = +0.1, -0.4 ve –1.2 dex'teki modlar dikkat çekicidir.



Şekil 6. Geç tipten devlere ait metal bolluğu dağılımı. Dağılım çok modludur.

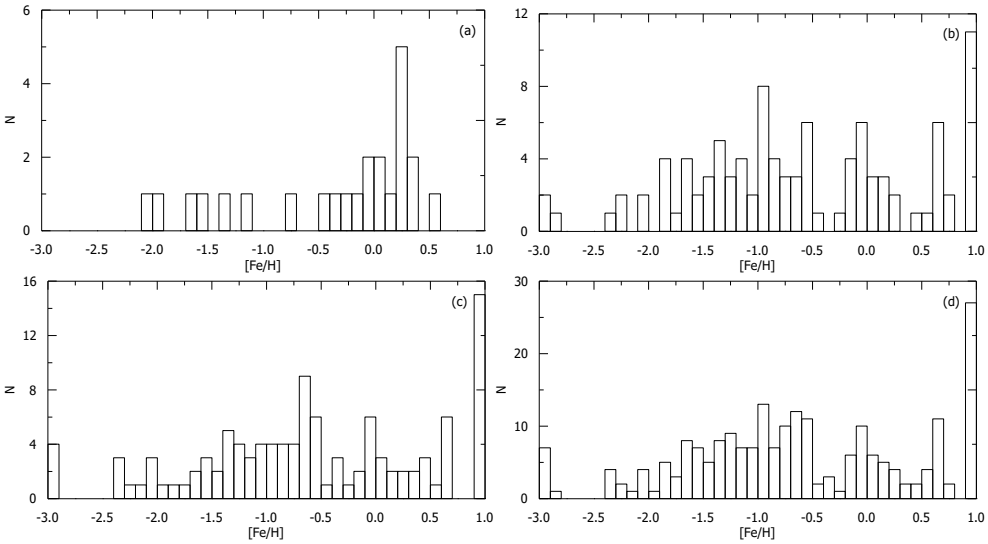


Şekil 7. Geç tipten devlerin uzay dağılımı. z = 1.5, 3.5 ve 6.0 kpc'teki minimumlar, devleri biçimsel olarak alt gruplara ayırıyor. z = 1.5 kpc sınırındaki ayırımın fiziksel anlamı da vardır (açıklama konu içinde yapılmıştır).

civarında bir yığışma görülüyor. Büyük uzaklıklara, dolayısıyle, galaksi düzlemine göre büyük z–yüksekliklerine yayılmış bulunan devlerin bir metal gradiyenti gösterip göstermediklerini araştırmak için, devler uzay dağılımlarına göre z–gruplarına ayrılmışlardır (Karaali, 1994). Şek.7 den, devlerin $z \leq 1.5$, $1.5 < z \leq 3.5$ ve $3.5 < z \leq 6$ kpc aralıklarında farklı dağılımlar gösterdiği anlaşıldığından metal gradiyenti için de bu aralıklardaki devlerin metal bolluğu dağılımları karşılaştırılmıştır (Şek.8). Bu amaç için, Cetvel 2 de görüldüğü gibi,

Cetvel 2. Farklı [Fe/H] metal bolluğu ve z yükseklik aralıklarına ait ağırlıklı metal bolluğu ortalamaları.

	z aralığı (kpc)			
[Fe/H] aralığı (dex)	**$z \leq 1.5$ $\langle z \rangle = 0.75$ $\langle$[Fe/H]$\rangle$**	**$1.5 < z \leq 3.5$ $\langle z \rangle = 2.5$ $\langle$[Fe/H]$\rangle$**	**$3.5 < z \leq 6.0$ $\langle z \rangle = 4.75$ $\langle$[Fe/H]$\rangle$**	**$1.5 < z \leq 6.0$ $\langle z \rangle = 3.75$ $\langle$[Fe/H]$\rangle$**
$-0.5 <$ [Fe/H] $\leq +0.5$	+0.06	0.00	0.01	0.00
$-1.0 <$ [Fe/H] ≤ -0.5	–	–0.77	–0.73	–0.75
$-1.5 <$ [Fe/H] ≤ -1.0	–	–1.27	–1.22	–1.24
$-2.0 <$ [Fe/H] ≤ -1.5	–	–1.71	–1.66	–1.69



Şekil 8a-d. Geç tipten devlerin, farklı z aralıkları için, metal bolluğu dağılımı. a) $0 < z \leq 1.5$ kpc, b) $1.5 < z \leq 3.5$ kpc, c) $3.5 < z \leq 6.0$ kpc ve d) $1.5 < z \leq 6.0$ kpc için.

$-0.5<[Fe/H]\leq+0.5$, $-1.0<[Fe/H]\leq-0.5$, $-1.5<z\leq-1.0$ ve $-2.0<[Fe/H]<-1.5$ dex metal bolluğu aralıkları için, yukarıda verilen z – aralıklarından başka, $1.5 < z \leq 6.0$ kpc aralığı için de ağırlıklı [Fe/H] metal bolluğu ortalamaları hesaplanmış ve bu z aralıklarının ortasına ait z değerlerine göre değişimleri incelenmiştir. $0 < z \leq 1.5$ kpc aralığı dışındaki aralıklara ait metal bolluğu ortalamalarının birbirine yakın olduğu görülüyor. $0 < z \leq 1.5$ kpc aralığında ise sadece metalce zengin yıldızlar bulunup ortalama metal bollukları $<[Fe/H]> = +0.06$ dex tir. $0<z\leq1.5$ve $1.5 < z \leq 3.5$ kpc aralıklarına ait ortalama metal bolluklarından,

$$\frac{0.00-0.06}{2.50-0.75}=-\frac{0.06}{1.75}=-0.03\ dex/kpc$$

değerinde küçük bir metal bolluğu gradiyenti elde edilir.

4. Tartışma ve Sonuç

Bu çalışmada geç tipten devlere ait güneş civarındaki logaritmik uzay yoğunluğunun ($D^* = 6.67$) Gliese (1969)'e ait olana çok yakın oluşu ($\odot = 6.64$), dev – altdev – cüce ayırımının iyi yapıldığını gösteriyor. $4^m.90 < M(V) \leq 7^m.90$ mutlak kadir aralığı için, ışıma gücü fonksiyonu da Gliese (1969)'ın ışıma gücü fonksiyonu ile uyum içindedir. Bununla beraber, altdevlerin de bulunduğu, $1^m.90 < M(V) \leq 4^m.90$ mutlak kadir aralığı için aynı uyumdan söz edilemez; alanımıza ait ışıma gücü fonksiyonu, Gliese (1969)'inkinin altında yer alıyor. Bu durum, iki – renk diyagramlarında saçılmış konumda bulunan yıldızların istatistik dışı bırakılması ile de açıklanamaz. Çünkü, Cetvel 3 ten de görüleceği gibi, belirtilen mutlak kadir aralığında, iki ışıma

Cetvel 3. $1^m.90 < M(V) \leq 2^m.90$, $2^m.90 < M(V) \leq 3^m.90$ ve $3^m.90 < M(V) \leq 4^m.90$ mutlak kadir aralıkları ve farklı $r_1 - r_2$ uzaklık aralıkları için, Gilmore – Wyse (1985) modeli yardımı ile hesaplanan yıldız sayıları (Karaali, 1997). Sütunların açıklanması şöyledir: (1) M(V) mutlak kadir aralıkları, (2) $r_1 - r_2$ uzaklık aralığı (parsek cinsinden), (3) r_1 ve r_2 limit uzaklıklarla belirlenen hacme ait kütle merkezinin uzaklığı, (4) Gilmore – Wyse (1985) modeli yardımı ile hesaplanan, r* uzaklığındaki $D^*(r^*)$ logaritmik uzay yoğunluğu, (5) $D^*(r^*)$ a karşılık gelen, hesaplanan N_{hes} yıldız sayısı, (6) bu çalışmada gözlenen $N_{göz}$ yıldız sayısı, (7) $\Delta N = N_{hes} - N_{göz}$.

(1) M(V)	(2) $r_1 - r_2$	(3) r*	(4) $D^*(r^*)$	(5) N_{hes}	(6) $N_{göz}$	(7) ΔN	
	0 – 1000	794	6.25	10	4	6	
	1000 – 1585	1355	5.96	15	3	12	
1.90 – 2.90	1585 – 2512	2148	5.57	24	10	14	
	2512 – 3981	3405	5.07	30	19	11	
	3981 – 6310	5396	4.81	66	19	47	
	6310 – 10000	8553	4.65	184	37	147	$\Sigma\ \Delta N = 237$
	0 – 1000	794	6.65	25	9	16	
	1000 – 1585	1355	6.35	37	11	26	
2.90 – 3.90	1585 – 2512	2148	5.97	61	36	25	
	2512 – 3981	3405	5.48	78	50	28	
	3981 – 6310	5396	5.21	167	98	69	$\Sigma\ \Delta N = 164$
	0 – 1000	794	6.89	43	7	36	
3.90 – 4.90	1000 – 1585	1355	6.59	63	11	52	
	1585 – 2512	2148	6.19	101	26	75	
	2512 – 3981	3405	5.72	136	73	63	$\Sigma\ \Delta N = 226$
						Toplam	627

gücü fonksiyonu arasındaki uyumsuzluğun giderilebilmesi için , $1^m.90 < M(V) \leq 2^m.90$, $2^m.90 < M(V) \leq 3^m.90$ ve $3^m.90 < M(V) \leq 4^m.90$ mutlak kadir aralıklarında sırası ile, 237, 164 ve 226 (toplam: 627) yıldıza gereksinme vardır (bu sayıların hesaplanma yöntemi için Karaali, 1997 ye başvurulabilir); halbuki, daha önce de belirtildiği gibi, saçılmış yıldız sayısı sadece 258 dir. Eksik yıldızlar ya başından beri bulunmuyorlardı veya Galaksinin merkez doğrultusunda bulunan alanımızda farklı bir evrim meydana gelmiştir.

Yine, Galaksinin merkez doğrultusunda bulunan SA 133 alanındaki (l=6°.5, b = +10°.3) devlerde d[Fe/H]/dz = –0.80 dex/kpc lik bir metal bolluğu gradiyenti varken alanımızdaki metal gradiyentinin sadece d[Fe/H] = –0.03 dex/kpc oluşu ise iki alandaki galaktik enlem farkından kaynaklanıyor. Gerçekten, SA 133 (l=6°.5, b = +10°.3) R = 3 kpc yarıçaplı "Galaksinin Şişkin Bölgesi" (galaktik bulge) içinde yer alırken, Plaut I alanı bu bölgenin hemen üstünde bulunuyor. Galaksinin Şişkin Bölgesinin dik metal bolluğu gradiyenti, bu ELS modeline göre oluştuğu şeklindeki görüşü doğrulamaktadır.

Kaynaklar

Güngör-Ak S., Karaali S., Buser R., 1998, *A&AS*, **131**, 345.

Bahcall J.N., 1986, *AnnRevA&A*, **24**, 577.

Becker W., Fenkart R., Boydağ S., Kandemir G., Karaali S., Spaenhauer A., Tammann G., Topaktaş L., 1989, *Photometric Catalogue for Stars in Selected Areas and Other Fields in the RGU Systems* (XII).

Binney J., Gerhard O., Spergel D., 1997, *MNRAS*, **288**, 365.

Buser R., Fenkart R., 1990, *A&AS*, **239**, 243

Buser R., Rong J., Karaali S., 1998, *A&AS*, **331**, 934.

del Rio G., Fenkart R., 1987, *A&AS*, **68**, 397.

Eggen O.J., Lynden – Bell D., Sandage A., 1962, *ApJ*, **136**, 748 (ELS).

Elson R.A.W., Santiago B.X., Gilmore G., 1996, *NewAstr*, **1**, 1.

Fenkart R., 1989a, *A&AS*, **78**, 217.

Fenkart R., 1989b, *A&AS*, **79**, 51.

Fenkart R., 1989c, *A&AS*, **80**, 89.

Fenkart R., 1989d, *A&AS*, **81**, 187.

Fenkart R., Karaali S., 1987, *A&AS*, **69**, 33.

Fenkart R., Karaali S., 1990, *A&AS*, **83**, 481.

Fenkart R., Karaali S., 1991, *A&AS*, **88**, 233.

Gilmore G., Wyse R.F.G., 1985, *AJ*, **90**, 2015.

Gilmore G., Wyse R.F.G., Kuijken K., 1989, *AnnRevA&A*, **27**, 555.

Gliese W., 1969, *Veröff. Astron. Rechen Inst. Heidelberg*, No:22.

Gliese W., Jahreiss H., 1992, *Third Catalogue of Nearby Stars (Preliminary Version)*, Astron. Rechen Inst. Heidelberg.

Gloud A., Flynn C., Bahcall J.N., 1998, *ApJ*, **503**, 798.

Karaali S., 1992, *VIII. Ulusal Astronomi Kongresi Tebliğleri*, (edl. Z.Aslan, O.Gölbaşı), Ankara, p.202.

Karaali S., 1994, *A&AS*, **106**, 107.

Karaali S., 1997, *Tr.Jour.Physics*, **21**. 1.

Karaali S., Karataş Y., Bilir S., Güngör-Ak S., 1997, *IAU-Abstract Book*, Kyoto, p.299.

Karaali S., Karataş Y., Bilir S., Güngör-Ak S., *(Bu toplantıda)*.

Laird J., Carney B., Latham D., 1988, *AJ*, **95**, 1843 (LCL).

Lejeune Th., Cuisinier F., Buser R., 1997, *A&AS*, **125**, 229.

Majewski S.R., 1993, *AnnRevA&A*, **31**, 575.

Sandage A., 1990, *JRASCan*, **84**, 70.

Searle L., Zinn R., 1978, *ApJ*, **225**, 357 (SZ).

Steinlin U., 1968, *ZfA*, **69**, 276.

Unavane M., Gilmore G., Epchtein N., Simon G., Tiphene D., de Batz B., 1998, *MNRAS*, **295**, 119.

Cüce Uydu Galaksilerin Galaksimiz ile Birleştiğine Dair Gözlemsel Bir Delil: Sa 82 Yıldız Alanında Genç Yıldızlar

Yüksel KARATAŞ, Selçuk BİLİR

İ.Ü.F.F., Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 34452 - Üniversite –İstanbul
e-mail: karatas@istanbul.edu.tr

ÖZET: Bu çalışmada, Basel Astronomi Enstitüsü'nün XIII. numaralı kataloğundan alınan, Galaktik koordinatları ($l = 6^o.3$, $b = +66^o.3$) ve 1.20 derece karelik SA 82 yıldız alanının V = 17.50 limit kadire kadar UBV fotometrisi yapıldı. Alanımızda ayırdığımız Galaksi v.b. nokta kaynakların sayısı 93 tanedir. Alanımızdaki anakol ve dev yıldızların sınıflaması, Karaali ve ark. (1997, 1998) nın çalışmalarındaki deneysel bir yöntem kullanılarak yıldız alanında, V = 17.00 görünen kadire kadar sınıflandırılan 82 tane geç tipten dev yıldızın logaritmik uzay yoğunluk fonksiyonu, Gilmore – Wyse (1985) e ait galaksi modeli ile uyuşmakta ve güneş civarında 6.66 değerinde logaritmik bir yoğunluk değeri vermektedir. Bu değer Gliese (1969) e ait 6.64 ve Hipparcos (1999) a ait 6.67 değeri ile uyum içerisindedir. Geriye kalan 413 tane anakol yıldızının mutlak kadirleri ve metal bollukları, Laird ve ark. (1988) nın formülleri ile hesaplanmış, morötesi artığı δ(U-B) > 0.25 değerlerindeki anakol yıldızlarının metal bolluğu ve mutlak kadirleri ise, log g = 4.5 a ait (U-B) – (B-V) iki renk diyagramının metal bolluğu - blanketing vektörleri ve mutlak kadirlere göre elde edilen kalibrasyonu ile belirlenmiştir.

Anakol yıldızlarının (B-V) – [Fe/H] diyagramı, düzeltilmiş Yale yaş eğrileri (Green ve ark. 1987) geçirilmek suretiyle kalibre edildi. Teorik model atmosfer enerji dağılımlarından itibaren elde edilen Basel Yıldız Kütüphanesi (Lejeune ve Buser, 1999), yeni fiziği içeren Demarque ve ark. (1996) na ait Yale yaş verileri ile birleştirildi. Bu şekilde yaşa göre ifade edilen Basel Yıldız Kütüphanesinden itibaren de (B-V) – [Fe/H] diyagramı kalibre edildi. Renk indeksi – Metal bolluğu diyagramında, özellikle (B-V) < 0.4 değerlerinde $-2 < [Fe/H] \leq -1.5$ ve $-1.5 < [Fe/H] \leq -1.0$ metal bolluğu aralığında 5 ila 10 Gyr. yaş değerlerine sahip metalce fakir mavi (BMP) yıldızların varlığı dikkatimizi çekti. Blanketing vektörleri boyunca mutlak kadirlere göre kalibre ettiğimiz (U-B) – (B-V) iki renk diyagramında, bu yıldızların M(V) mutlak kadirleri ve galaksi düzleminden itibaren uzaklıkları hesaplandığında, metalce fakir halo yıldızlarının bulunabileceği uzaklıklarda olduğu görüldü.

Örneğimizdeki bu BMP yıldızları, galaksimizin etrafında dolanan Carina cüce galaksisi gibi düşük yoğunluklu cüce uydu galaksilerin (bünyelerinde yıldız ve küresel küme taşımaktadırlar), Galaksimiz ile birleşmesi sürecinde, Galaksimizin gelgit alanı neticesinde, cüce galaksilerden koparılan kalıntılar olabilir (Zinn 1993, 1996 ; Preston ve ark. 1994; Unavane ve ark 1996; Carney 1996).

Galaksimizin halosu nasıl oluştu? Searle – Zinn (1978) tarafından önerilen ve bugünlerde rağbet gören senaryosunda olduğu gibi, gazca zengin parçalar etkileşerek birleşmiş ve evrim geçirmiştir. Bazı parçalar bu birleşmeden kaçmışlar ve Galaksimize bağlı, dolanan cüce uydu galaksileri oluşturmuşlardır. Bunların sayısı, Ibata ve ark. (1994) tarafından keşfedilen Sagittarius ile birlikte 9 tanedir. Bu cüce galaksiler, Sagittarius örneğinde olduğu gibi, Galaksimizin gelgit alanı içerisinde bozulmuş ve alanımızda tespit ettiğimiz genç – orta yaşta yıldızları Galaksimize bırakmış olabilirler.

1. Giriş ve Genel Bilgiler

Sagittarius cüce galaksisinin Ibata ve ark. (1994) tarafından keşfedilmesiyle birlikte, birleşme senaryosu ile galaksimizin halosunun oluşumu tartışmaları yeniden alevlendi.

Zinn (1993, 1996), Norris (1996) haloyu yaşlı ve genç olmak üzere iki alt bileşenle tarif ettiler. Her iki alt bileşende metalce fakir olup, genç halo kinematik olarak ~ -60 km/sn bir retrograt hız değerine, yaşlı halo ise ~ +60 km/sn değerinde prograde bir hız değerine sahiptir.

Halonun bu ikili yapısından , galaksimizin yaşlı halosu ELS (1962) tarafından dağınıma uğramış bir çökme ile, genç halosu ise Searle-Zinn (1978) tarafından ileri sürülen küçük sistemlerin (cüce galaksilerin) birleşmesinden ve evrim geçirmesinden itibaren oluştuğuna dair senaryolar ile açıklanmaya çalışılmaktadır.

Gerek dış haloda metal bolluğunda bir değişimin olmayışı gerekse küresel kümelerin yaş dağılımının olması, halonun ELS'nin ileri sürdüğü gibi 10^8 yıl gibi bir sürede oluşmadığı bunun yerine daha uzun sürede küçük sistemlerin bir araya gelip birleşmesinden itibaren oluştuğu ileri sürülmüştür (Serle-Zinn, 1978). Silk (1985), bu küçük sistemleri 10^6 - 10^8 $M_\odot$ kütlelerine sahip gaz bulutları olarak tarif etmekte ve bu yapıları galaksiler için doğal yapı taşları şeklinde yorumlamaktadır. Bu yapılar çekimsel olarak kümeleştiler ve bugünkü dış haloyu oluşturdular. Bunların bir kısmı ise bu kümeleşmeden kaçarak

galaksiye bağlı cüce uydu galaksileri oluşturdular. Bunların sayısı 9 dur (Bak. Bölüm 3.3).

Bu cüce galaksilerin galaksimiz ile birleşmesi sonucunda galaksimize yaptığı katkılar şu şekilde olabilmektedir:

1) Cüce galaksiler Galaksiye gaz aktararak veya gaz ile etkileşerek yıldız oluşturabilirler.
2) Cüce galaksiler birleşme sürecinde Galaksimize kalıntı bırakabilirler.

Mighell (1997), -1.95 dex ortalama metal bolluğuna sahip Carina cüce galaksisinin Hubble Uzay Teleskobu'ndaki WFPC 2 kamerası ile elde edilen renk – kadir diyagramından yaş eğrileri geçirdiğinde, bu galakside 2 ila 10 Gyr. a kadar uzanan yaşta yıldızlar olduğunu gösterdi ve ortalama yıldız yaşını 6.5 Gyr. olarak verdi. Bu cüce galaksiler galaksimizle etkileştiğinde yapılarındaki bu yıldızları galaksimize bırakarak yıldızlar halosuna bir katkıda bulunabilirler. Bu da, yaş eğrilerine göre kalibre edilmiş renk indeksi – metal bolluğu diyagramında, (B-V) < 0.4 renk indeksi değerlerinde (Gilmore, 1987; Unavane ve ark., 1996) kendini gösterir.

Bu çalışmamızın amacı da, Basel Sentetik Yıldız Kütüphanesinden ve küresel kümelerin gözlemlerinden itibaren oluşturduğumuz kalibrasyonlar ile, yüksek galaksi enlemindeki SA 82 yıldız alanında metalce fakir mavi genç yıldızların olup olmadığına bakmak ve Galaksimizin genç halosu için açıklanmaya çalışılan akresyon senaryosunu desteklemektir.

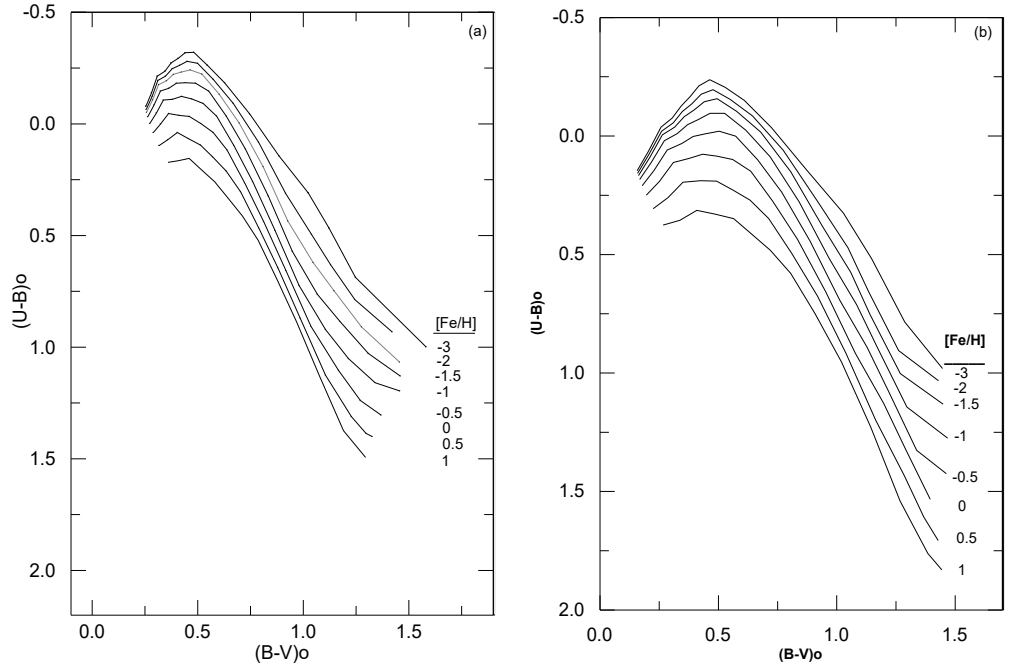
2. Materyal ve Metot

2.1. İki Renk Diyagramları ve Cüce Yıldızların Ayırımı

Teorik model atmosfer spektrumlarından oluşturulan Basel Yıldız Kütüphanesi, Galaksimizdeki yıldızların gözlenen metal bollukları, etkin sıcaklıkları ve yüzey çekim ivmesini kapsayacak şekilde Kurucz (1995), Bessell ve ark. (1989, 1991) ve Fluks ve ark. (1994) e ait model spektrumlarının birleştirilmesinden itibaren elde edildi (Lejeune-Cuisinier-Buser (LCB), 1997). LCB (1997) verilerinden itibaren log g = 3.0 (dev) ve log g = 4.5 (anakol) için (U-B) - (B-V) iki renk diyagramı, [Fe/H] = -3.0, -2.0, -1.5, -1.0, -0.5, 0.0, +0.5, +1.0 değerlerine göre kalibre edildi (Karaali ve ark., 1998) (Şekil 2.1a ve b). Metal bolluğuna göre kalibre edilen (U-B) - (B-V) iki renk diyagramlarında Basel alanlarındaki yıldızların anakol, altdev ve dev tiplerine ayırımı Karaali ve ark. (1997,1998) tarafından deneysel olarak uygulanmasından iyi sonuç alınan ve bu toplantıda Plaut I, SA 54 ve SA 133 yıldız alanlarına ait çalışmalarda verilen kaynaklarda açıklandığı gibi yapılmıştır.

2.2. Metal Bolluğu ve Mutlak Kadir Tayini

Metal bolluğu ve mutlak kadir tayininde iki farklı yöntem izlenmiştir:



Şekil 2.1. a ve b Lejeune ve ark. (1997) nın sentetik (U-B), (B-V) verilerinden itibaren log g = 4.5 (anakol) ve log g = 3.0 (dev) için metal bolluğuna göre kalibre edilen (U-B), (B-V) iki renk diyagramları.

a) Hyades anakoluna göre δ(U-B) morötesi artığı, $\delta \leq 0.25$ ([Fe/H] ≥ -1.75 dex) olan anakol yıldızlarının metal bolluğu ve M(V) mutlak kadiri, Laird, Carney, Latham (1988) (bundan sonra LCL) tarafından kullanılan ve birçok araştırıcı tarafından uygulanan (örneğin GWJ) formüller ile hesaplanmıştır:

$$[Fe/H] = 0.11 - 2.90\delta - 18.68\delta^2 \qquad (1)$$

$$\Delta M_V^H = \left[\frac{2.31 - 1.04(B-V)}{1.594}\right]\left[-0.6888\delta + 53.14\delta^2 - 97.004\delta^3\right] \qquad (2)$$

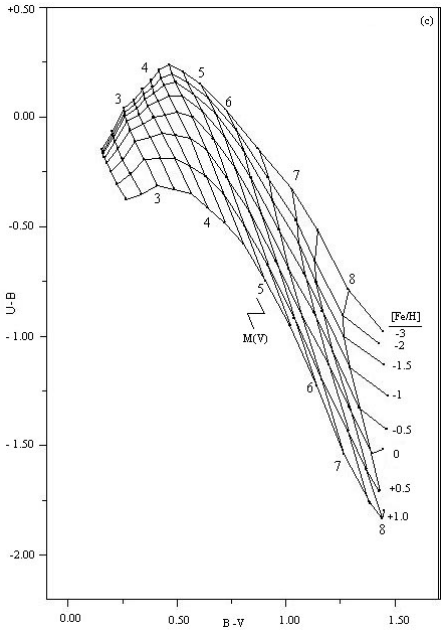
(1) formülü Carney (1979) tarafından elde edilmiştir. Burada δ, B-V= $0^m.60$ renk indeksine dönüştürülmüş morötesi artığı, ΔM_v^H ise mutlak kadiri hesaplanmak istenen yıldızın mutlak kadiri ile aynı (B-V) renk indeksine karşılık gelen Hyades anakoluna ait M(V) mutlak kadiri arasındaki farktır. Hyades anakolu için mutlak kadir ile (B-V) renk indeksi arasındaki bağıntı,

$$M_V \text{ (Hyades)} = 5.64\ (B\text{-}V) + 1.11 \qquad (3)$$

dır (LCL).

b) Metal bolluğu, $\delta > 0.25$ [Fe/H] < -1.75 dex olan anakol yıldızlarının metal bollukları (1) nolu bağıntı ile hesaplanamadığı için, LCB (1997) nin verilerinden itibaren metal bolluğuna göre kalibre edilmiş Şekil 2.1a ve b deki iki renk diyagramı ile (gerektiği hallerde interpolasyon yapılarak) belirlenmiştir. Mutlak kadirleri tayin etmek için Şekil 2.1 c deki kalibrasyon elde edildi. Bunun için, Schmidt – Kaler (1982) in [Fe/H] = 0.0 ait mutlak kadirlere göre çizilen anakolu, Şekil 2.1a daki (U-B) - (B-V) iki renk diyagramı ile birleştirilmek suretiyle mutlak kadirlere ve blanketing vektörlerine göre kalibre edildi.

c) Dev yıldızların mutlak kadirleri, Şekil 2.2 de verilen farklı metal bolluklarındaki M67, 47 Tuc., M5 ve M92 küresel kümelere ait gözlemsel verilerden itibaren kalibre edilmiş renk – kadir diyagramları ile tayin edilmiştir.



Şekil 2.1.c. Lejeune ve ark. (1997) nın sentetik (U-B), (B-V) verilerinden itibaren log g=4.5 için mutlak kadir ve blanketing vektörlerine göre kalibre edilen iki renk diyagramları

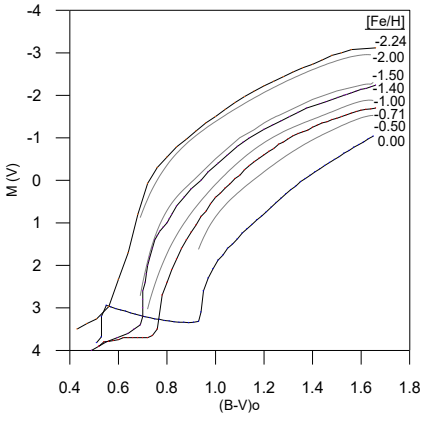
2.3. Galaksi - Yıldız Ayırımı

SA 82 yıldız alanındaki galaksi v.b. gibi nokta kaynakların ayırımı, bu toplantıda "Basel Katoloklarındaki Galaksi Dışı Cisimler" adlı çalışmada bahsedildiği gibi yapılmıştır. SA 82 de 93 tane galaksi v.b. gibi cisim tespit edilmiştir.

2.4. (B-V) - [Fe/H] Diyagramının Yale Yaş Eğrileri ile Kalibrasyonu

"Bölüm 3.3. Bulgular" kısmında alanımızdaki anakol yıldızları için oluşturduğumuz renk indeksi - metal bolluğu ((B-V) - [Fe/H]) diyagramı üzerinde yaş eğrilerini çizebilmek amacı ile Yale yaş eğrilerinin elde edilmesi için şu şekilde bir yol izlendi: Aynı ağır element (Z) ve farklı helyum bolluklarına (Y=0.20 ve Y=0.30) karşılık gelen Green, Demarque ve King (1987) in teorik yaş verileri, internet vasıtası ile Astronomi Veri Merkezinden (ADC) alındı. Bu veriler içerisinde yaş, helyum bolluğu, ağır element bolluğu, kütle, sıcaklık, V, U-B, B-V, V-R, R-I parametreleri bulunmaktadır.

5, 10, 12, 14, 15, 16 ve 17 Gyr. yaş değerleri



Şekil 2.2. Farklı metal bolluğundaki M67, 47 Tuc., M5 ve M92 küresel kümelerin (B-V) - M(V) renk-kadir diyagramının metal bolluğuna göre kalibrasyonu. Çizgili eğriler, metal bolluğuna göre interpole edilmiş kalibrasyonları göstermektedir.

Çizelge 2.1. 5, 10, 12, 14, 15, 16 ve 17 Gyr. yaş değerleri için helyum bolluklarına (Y=0.20 ve Y=0.30) karşılık gelen Z (ağır element bolluğu), [Fe/H] ve en küçük $(B-V)_o$ değerleri. Yale yaş verilerine ait ağır element bollukları, [Fe/H] = log $(Z/Z_\odot)$ formülü ile metal bolluklarına ([Fe/H]) dönüştürüldü. Burada Güneş'in ağır element bolluğu $Z_\odot$= 0.0169 dur. Cetvelde, her yaş eğrisi için Y=0.24 (Güneşin helyum bolluğu) değerine interpole edilmiş Z, [Fe/H], $(B-V)_o$ değerleri de verilmiştir.

5 Gyr	**Z**	**[Fe/H]**	**$(B-V)_o$**	**Z**	**[Fe/H]**	**$(B-V)_o$**	**Z**	**[Fe/H]**	**$(B-V)_o$**	**Z**	**[Fe/H]**	**$(B-V)_o$**	**Z**	**[Fe/H]**	**$(B-V)_o$**
Y=0.20	4x10^(-3)	-0.63	0.370	1x10^(-3)	-1.23	0.251	4x10^(-4)	-1.63	0.197	1x10^(-4)	-2.23	0.134	1x10^(-5)	-3.23	0.06
Y=0.24	4x10^(-3)	-0.63	0.369	1x10^(-3)	-1.23	0.249	4x10^(-4)	-1.63	0.193	1x10^(-4)	-2.23	0.128	1x10^(-5)	-3.23	0.05
Y=0.30	4x10^(-3)	-0.63	0.367	1x10^(-3)	-1.23	0.246	4x10^(-4)	-1.63	0.188	1x10^(-4)	-2.23	0.119	1x10^(-5)	-3.23	0.04
10 Gyr	**Z**	**[Fe/H]**	**$(B-V)_o$**	**Z**	**[Fe/H]**	**$(B-V)_o$**	**Z**	**[Fe/H]**	**$(B-V)_o$**	**Z**	**[Fe/H]**	**$(B-V)_o$**	**Z**	**[Fe/H]**	**$(B-V)_o$**
Y=0.20	4x10^(-3)	-0.63	0.507	1x10^(-3)	-1.23	0.396	4x10^(-4)	-1.63	0.343	1x10^(-4)	-2.23	0.293	1x10^(-5)	-3.23	0.247
Y=0.24	4x10^(-3)	-0.63	0.499	1x10^(-3)	-1.23	0.388	4x10^(-4)	-1.63	0.337	1x10^(-4)	-2.23	0.288	1x10^(-5)	-3.23	0.239
Y=0.30	4x10^(-3)	-0.63	0.488	1x10^(-3)	-1.23	0.375	4x10^(-4)	-1.63	0.329	1x10^(-4)	-2.23	0.280	1x10^(-5)	-3.23	0.227
12 Gyr	**Z**	**[Fe/H]**	**$(B-V)_o$**	**Z**	**[Fe/H]**	**$(B-V)_o$**	**Z**	**[Fe/H]**	**$(B-V)_o$**	**Z**	**[Fe/H]**	**$(B-V)_o$**	**Z**	**[Fe/H]**	**$(B-V)_o$**
Y=0.20	4x10^(-3)	-0.63	0.533	1x10^(-3)	-1.23	0.432	4x10^(-4)	-1.63	0.377	1x10^(-4)	-2.23	0.327	1x10^(-5)	-3.23	0.287
Y=0.24	4x10^(-3)	-0.63	0.523	1x10^(-3)	-1.23	0.427	4x10^(-4)	-1.63	0.372	1x10^(-4)	-2.23	0.323	1x10^(-5)	-3.23	0.281
Y=0.30	4x10^(-3)	-0.63	0.509	1x10^(-3)	-1.23	0.419	4x10^(-4)	-1.63	0.365	1x10^(-4)	-2.23	0.318	1x10^(-5)	-3.23	0.272
14 Gyr	**Z**	**[Fe/H]**	**$(B-V)_o$**	**Z**	**[Fe/H]**	**$(B-V)_o$**	**Z**	**[Fe/H]**	**$(B-V)_o$**	**Z**	**[Fe/H]**	**$(B-V)_o$**	**Z**	**[Fe/H]**	**$(B-V)_o$**
Y=0.20	4x10^(-3)	-0.63	0.552	1x10^(-3)	-1.23	0.456	4x10^(-4)	-1.63	0.404	1x10^(-4)	-2.23	0.353	1x10^(-5)	-3.23	0.316
Y=0.24	4x10^(-3)	-0.63	0.542	1x10^(-3)	-1.23	0.450	4x10^(-4)	-1.63	0.398	1x10^(-4)	-2.23	0.350	1x10^(-5)	-3.23	0.311
Y=0.30	4x10^(-3)	-0.63	0.526	1x10^(-3)	-1.23	0.441	4x10^(-4)	-1.63	0.396	1x10^(-4)	-2.23	0.346	1x10^(-5)	-3.23	0.303
15 Gyr	**Z**	**[Fe/H]**	**$(B-V)_o$**	**Z**	**[Fe/H]**	**$(B-V)_o$**	**Z**	**[Fe/H]**	**$(B-V)_o$**	**Z**	**[Fe/H]**	**$(B-V)_o$**	**Z**	**[Fe/H]**	**$(B-V)_o$**
Y=0.20	4x10^(-3)	-0.63	0.562	1x10^(-3)	-1.23	0.468	4x10^(-4)	-1.63	0.414	1x10^(-4)	-2.23	0.366	1x10^(-5)	-3.23	0.330
Y=0.24	4x10^(-3)	-0.63	0.551	1x10^(-3)	-1.23	0.462	4x10^(-4)	-1.63	0.411	1x10^(-4)	-2.23	0.364	1x10^(-5)	-3.23	0.326
Y=0.30	4x10^(-3)	-0.63	0.535	1x10^(-3)	-1.23	0.452	4x10^(-4)	-1.63	0.407	1x10^(-4)	-2.23	0.360	1x10^(-5)	-3.23	0.319
16 Gyr	**Z**	**[Fe/H]**	**$(B-V)_o$**	**Z**	**[Fe/H]**	**$(B-V)_o$**	**Z**	**[Fe/H]**	**$(B-V)_o$**	**Z**	**[Fe/H]**	**$(B-V)_o$**	**Z**	**[Fe/H]**	**$(B-V)_o$**
Y=0.20	4x10^(-3)	-0.63	0.569	1x10^(-3)	-1.23	0.477	4x10^(-4)	-1.63	0.424	1x10^(-4)	-2.23	0.377	1x10^(-5)	-3.23	0.342
Y=0.24	4x10^(-3)	-0.63	0.559	1x10^(-3)	-1.23	0.471	4x10^(-4)	-1.63	0.421	1x10^(-4)	-2.23	0.375	1x10^(-5)	-3.23	0.338
Y=0.30	4x10^(-3)	-0.63	0.543	1x10^(-3)	-1.23	0.461	4x10^(-4)	-1.63	0.417	1x10^(-4)	-2.23	0.371	1x10^(-5)	-3.23	0.331
17 Gyr	**Z**	**[Fe/H]**	**$(B-V)_o$**	**Z**	**[Fe/H]**	**$(B-V)_o$**	**Z**	**[Fe/H]**	**$(B-V)_o$**	**Z**	**[Fe/H]**	**$(B-V)_o$**	**Z**	**[Fe/H]**	**$(B-V)_o$**
Y=0.20	4x10^(-3)	-0.63	0.577	1x10^(-3)	-1.23	0.484	4x10^(-4)	-1.63	0.433	1x10^(-4)	-2.23	0.387	1x10^(-5)	-3.23	0.354
Y=0.24	4x10^(-3)	-0.63	0.566	1x10^(-3)	-1.23	0.478	4x10^(-4)	-1.63	0.430	1x10^(-4)	-2.23	0.384	1x10^(-5)	-3.23	0.349
Y=0.30	4x10^(-3)	-0.63	0.550	1x10^(-3)	-1.23	0.469	4x10^(-4)	-1.63	0.426	1x10^(-4)	-2.23	0.380	1x10^(-5)	-3.23	0.342

ve farklı helyum bollukları (Y=0.20 ve Y=0.30) için metal bollukları,

$$[Fe/H] = \log (Z/Z_\odot) \qquad (4)$$

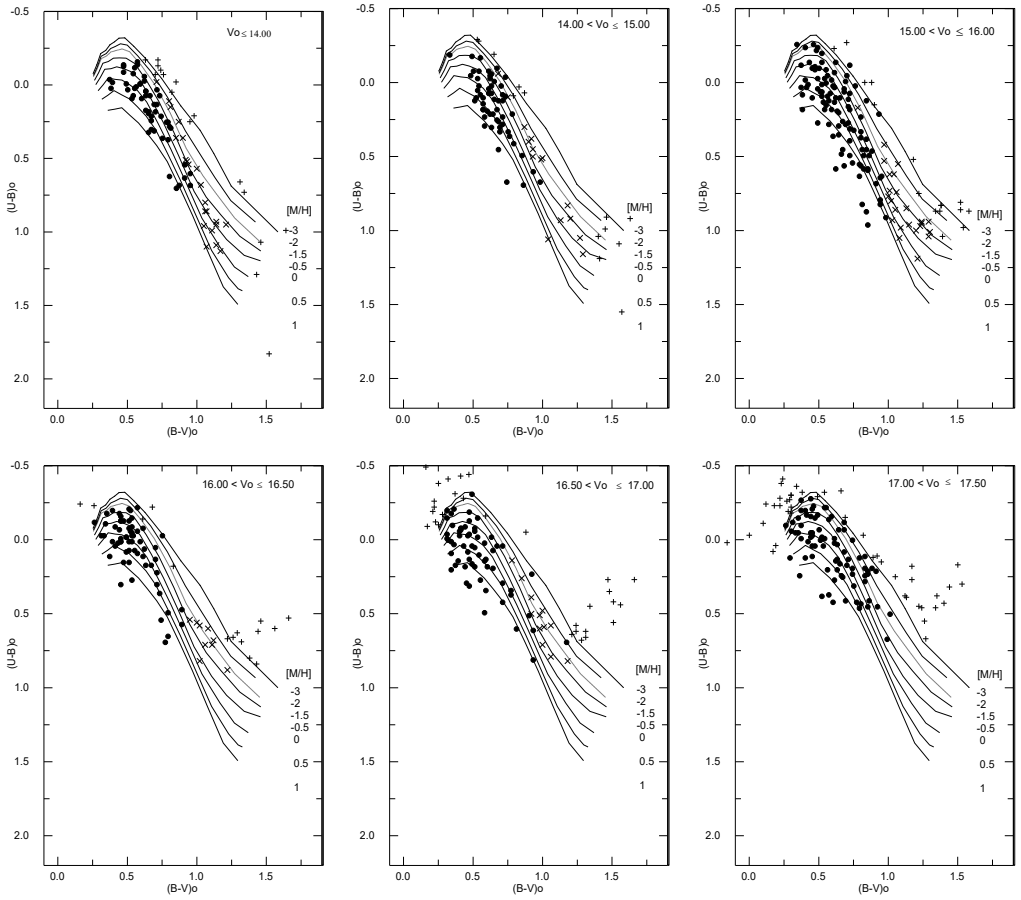
bağıntısından hesaplandı. (4) nolu bağıntıdaki ağır element bolluğu için Green ve ark. (1987) nın veri setindeki Z = 4.10^{-3}, 1.10^{-3}, 4.10^{-4}, 1.10^{-4}, 1.10^{-5} değerleri alındı.

Güneş'in ağır element bolluğu $Z_\odot$ = 0.0169 dur. (4) nolu bağıntı ile hesaplanan metal bollukları ([Fe/H]) sırası ile -0.63, -1.23, -1.63, -2.23 ve -3.23 dex dir.

Bir küresel kümenin anakolunun en küçük (B-V) renk indeksi değeri, kümenin dönüm noktası olarak bilinmektedir. Bu parametrenin aynı zamanda yaşın bir fonksiyonu olduğu durumu gözönüne alınarak, Green ve ark. (1987) nın verilerindeki renk indekslerinin seçimi şu şekilde yapıldı: Her yaş değeri için, ağır element ve helyum bolluğuna karşılık gelen (B-V) renk indeksi verisinin en küçük değeri alındı. Bu şekilde seçilen (B-V) renk indeksleri ve hesaplanan metal bollukları 5, 10, 12, 14, 15, 16, 17 Gyr. yaş değerleri, farklı helyum bollukları (Y = 0.20 ve Y = 0.30) ile birlikte Çizelge 2.1 de verildi. Cetvelde, her yaş değeri için Y = 0.24 e (Güneş'in helyum bolluğu değeri) interpole edilmiş metal bolluğu ve renk indeksi değerleri de verilmiştir

Çizelge 2.1 deki Y = 0.24 e interpole edilmiş 12 Gyr. ve 14 Gyr. yaş değerlerine karşılık gelen [Fe/H] metal bollukları ve (B-V) renk indeksi değerleri, "Bölüm 3.3. Bulgular" kısmında anakol yıldızları için oluşturduğumuz renk indeksi - metal bolluğu ((B-V) - [Fe/H]) diyagramına işaretlenerek yaş eğrileri çizilmiştir.

Basel Astronomi Enstitüsü'nde, Lejeune ve Buser (1999) tarafından yeni fiziği içeren Demarque ve ark. (1996) a ait Yale yaş verileri, Basel sentetik renk kütüphenesi ile birleştirildi. Bu şekilde yaşa göre ifade edilen Basel verileri içinden 5, 10, 14, 16 Gyr. verilerine ait dönüm



Şekil 3.1. SA 82 alanına ait iki renk diyagramları.

noktasına ait (B-V) renk indeksi değerleri alınarak, Şekil 3.4 deki renk indeksi – metal bolluğu diyagramında kalibre edildi.

3. Bulgular

3.1. Gözlemler

SA 82 yıldız alanının koordinatları,

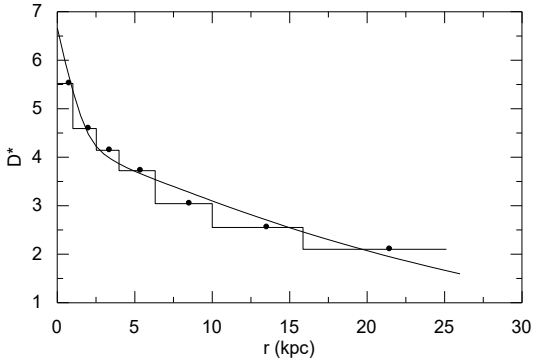
$\alpha = 14^h\,16^m$ $\quad \delta = +15^0\,06'$
$l = 6^o.3$ $\quad b = +66^o.3$ (1950) dir.

1.20 derece^2 lik alanımızda bulunan V = $17^m.50$ limit kadirine kadar 720 tane yıldızın U, B ve V verileri Basel Astronomi Enstitüsü'nde yayınlanan XIII. katologdan alınmıştır. SA 82 yıldız alanı yüksek galaksi enleminde bulunduğundan bu doğrultuda yıldızlararası kızarma ihmal edilmiştir.

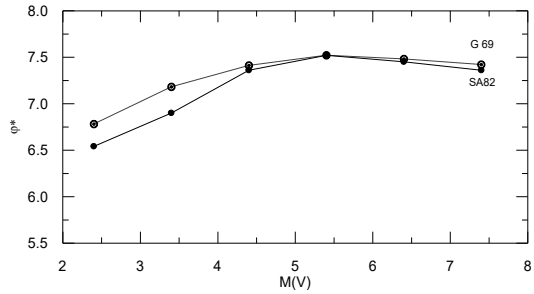
3. 2. Alandaki Dev – Cüce Yıldızların Ayırımı.

Alanımızdaki 720 yıldız içerisinde "Bölüm 2.3. Materyal ve Metot" kısmında anlatılan yöntem ile 93 tane galaksi v.b. cisimlerin ayırımı yapılmış ve istatistiğe katılmamıştır. Geriye kalan 627 yıldızın U, B ve V verileri, $V_o \leq 14^m.00$, $14^m.00 < V_o \leq 15^m.00$, $15^m.00 < V_o \leq 15^m.50$, $15^m.50 < V_o \leq 16^m.00$, $16^m.50 < V_o \leq 17^m.00$, $17^m.00 < V_o \leq 17^m.50$ görünen kadir aralıklarına ayrılarak ve LCB (1997) nin sentetik verileri kullanılarak metal bolluğuna göre kalibre edilen $(U-B)_o$ - $(B-V)_o$ iki renk diyagramlarına yerleştirildi (Şekil 3.1). İki renk diyagramlarında kullanılan sembollerin anlamları şu şekildedir: •: Anakol Yıldızı, x: Geç Tipten Dev Yıldız, +: İstatistik Dışı Bırakılan Yıldız

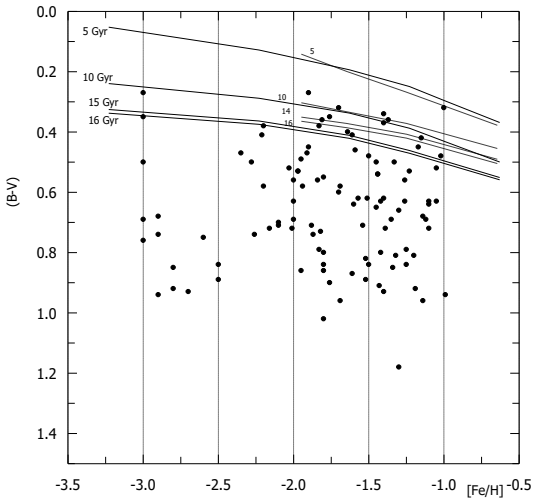
[Fe/H] < -3.0 dex e sahip yıldızlar gözlemsel olarak henüz tespit edilmiş değildir. Bu nedenden dolayı, bu yıldızlar istatistik dışı bırakılmıştır. [Fe/H] = +1.0 dex değerinin altındaki eğriye yakın olan yıldızların büyük bir çoğunluğu anakol ve dev yıldızı olarak istatistiğe katılmış olup, çok uzakta kalanlar ise istatistik dışı bırakılmıştır. İki renk diyagramlarında renk indeksleri $(B-V)_o <$ 0.15 ve $(U-B)_o < 0.25$ olan kısımdaki yıldızlardan eğriye yakın olup mutlak kadir ve metal bolluğu tayinine uygun olan yıldızlar istatistiğe katılmış, uzakta olanlar ise istatistik dışı bırakılmıştır. Böylelikle, $17^m.50$ limit kadirine kadar 132 tane



Şekil 3.2. Alanımızdaki dev yıldızlara ait yoğunluk fonksiyonu.



Şekil 3.3. SA 82 alanındaki anakol yıldızları için ışıma gücü fonksiyonu.



Şekil 3.4. SA 82 alanındaki anakol yıldızlarının (B-V) - [Fe/H] diyagramı. Diyagram üzerindeki düz çizgiler, Green ve ark. (1987) na ait düzeltilmiş Yale yaş eğrilerini göstermektedir. Çizgili eğriler ise, Basel Yıldız Kütüphanesinin yeni fiziği içeren Demarque ve ark. (1996) na ait Yale yaş eğrileri ile birleştirilmesinden itibaren çizilen 5, 10, 14 ve 16 Gyr. eğrileri göstermektedir. Özellikle yeni fiziği içeren 14 ve 16 Gyr. yaş eğrilerinin, daha önceki yaş eğrilerinden genç oldukları dikkati çekmektedir.

yıldız istatistik dışı bırakılmış oldu. İstatistik dışı bırakılan yıldızlar saçılmış yıldızlar olup bu saçılma birkaç sebepten kaynaklanabilir: Bu yıldızlar iyi ölçülmemiş, karışım yıldızı, çift yıldız, çoklu sistem v.b. olabilir.

Dev yıldızlar için $V_o \leq 17^m.00$ kadirine kadar oluşturulan model ile karşılaştırılmasından elde edilen güneş civarındaki $D^* = 6.66$ değeri, Gliese (1969) e ait $D^* = 6.64$ ve Hipparcos (1999) a ait $D^* = 6.67$ değerleri ile uyum içerisinde olmasından dolayı (Şekil 3.2), bu kadirden daha sönük kadirlerde dev ayırımına gidilmemiş ve $V_o \leq 17^m.00$ görünen kadirine kadar 82 tane dev yıldız sınıflandırılmıştır. Bu şekilde dev yıldız ayırımı yapıldıktan sonra geriye kalan yıldızların 413 tanesi anakol yıldızı olarak alınmıştır. Anakol yıldızları ile dev yıldızlar arasındaki sayı dengesi, bunlara ait yoğunluk fonksiyonlarının GW Galaksi modeli ile uyumu gözönüne alınarak yapılmıştır. Anakol yıldızları için oluşturduğumuz ışıma gücü fonksiyonu Gliese (1969) e ait ışıma gücü fonksiyonu ile uyum içindedir (Şekil 3.3).

3.3. SA 82 Yıldız Alanındaki Halo Yıldızlarına ait (B-V) - [Fe/H] Diyagramı ve Sonuç.

SA 82 yıldız alanında sınıflandırılan anakol yıldızları, yaş eğrilerine göre kalibre edilmiş Şekil 3.4 deki (B-V) – [Fe/H] diyagramına yerleştirildi. ≥ 15 Gyr. yaş eğrileri, (B-V) ≥ 0.4 değerlerindeki metalce fakir yıldızların yaşlarını ifade etmektedir. Şekil 3.4 deki diyagramda, (B-V) < 0.4 renk indeksi değerinde, 5 Gyr. ile 10 Gyr. yaş değerleri arasında, $-2 < [Fe/H] \leq -1.0$ metal bolluğu aralığında genç ve orta yaş değerlerine sahip yıldızların varlığı dikkatimizi çekmiştir. (B-V) < 0.4 renk indeksi değerlerindeki, genç – orta yaştaki yıldızların verileri, Çizelge 3.1 de verilmiştir.

Çizelge 3.1. SA 82 yıldız alanındaki, yaşları 5 ila 10 Gyr. arasında olan metalce fakir mavi (BMP) yıldızlar.

No	V	B-V	U-B	M(V)	[Fe/H]	z (pc)
1065	17.31	0.27	-0.09	2.70	-1.90	7651
846	16.69	0.32	-0.19	3.10	-1.70	4783
648	14.82	0.34	-0.18	3.30	-1.40	1844
568	17.20	0.36	-0.14	4.77	-1.37	2804
60	16.74	0.37	-0.14	3.00	-1.00	5126

Örneğimizdeki bu 5 yıldızdan 568 nolu yıldız dışında, 4 yıldızın $\delta(U-B) > 0.25$ olduğu için bu yıldızların metal bollukları ve mutlak kadirleri, Bölüm 2.2 de Materyal ve Metot kısmında bahsedilen Şekil 2.1a ve Şekil 2.1c deki kalibrasyonlar üzerinde interpolasyon yapılarak tayin edilmiştir. Mutlak kadirleri belirlenen bu yıldızların, galaksi düzleminden itibaren uzaklıkları ise $z = r \sin b$ bağıntısı yardımı ile hesaplandı.

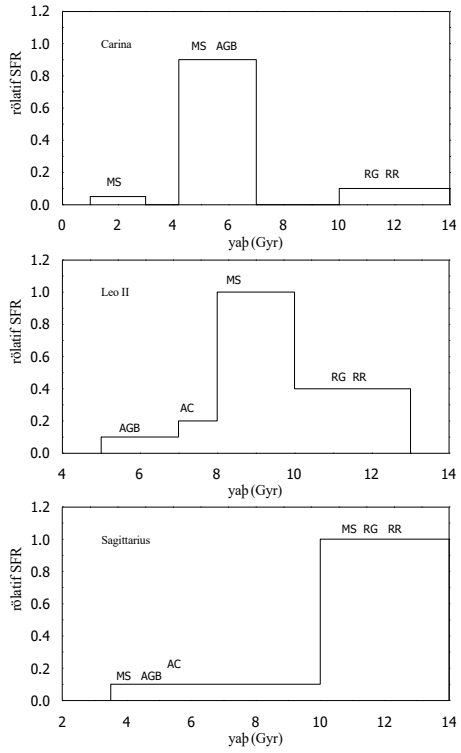
Çizelge 3.1 de galaksi düzleminden olan z uzaklıklarına bakıldığında, bu yıldızların metalce fakir halo yıldızlarının etkin olduğu uzaklıklarda bulunduğu görülmektedir. Örneğimizdeki 5 ila 10 Gyr. yaş değerlerine sahip 5 yıldız, ortalama metal bolluğu -1.6 dex ve ≥15 Gyr. yaş değeri ile tanımlanan metalce fakir halodan farklı bir yapı

gösterdiği görülmektedir. Böyle yapıların varlığı, Preston (1994), Unavane ve ark. (1996) tarafından yapılan araştırmalarda da tespit edilmiştir.

Örneğimizdeki metalce fakir mavi (BMP) yıldızları nereden orijinlendiler ?

Preston (1994), metalce fakir genç BMP yıldızlarının, Carina gibi orta yaşta metalce fakir yıldız içeren cüce uydu galaksilerin galaksimiz ile etkileşme sürecinde galaksimizin gelgit alanı ile bu galaksiden çözülen yıldızlar olabileceğini ifade etti. Unavane ve ark. (1996), renk indeksi – metal bolluğu diyagramında [Fe/H] ≤ -1.0 dex değerlerinde ve genç - orta yaşlardaki (<10 Gyr) yıldızların, Carina ve Fornax benzeri cüce galaksilerin galaksimiz ile etkileşmesi süresince bu galaksiden aktarılan yıldızlar olabileceğini bildirdiler.

Bir cüce galaksi, bünyesinde farklı yaşlarda yıldızlar içeririr. Buna delil olarak Carina cüce galaksisi gösterilebilir. Mighell (1997), -1.95 dex ortalama metal bolluğuna sahip Carina cüce galaksisinin Hubble Uzay Teleskobu verilerinden oluşturduğu renk-kadir diyagramından yaş eğrileri geçirdiğinde, bu galakside 2 ila 10 Gyr. a kadar uzanan yaşta yıldızlar olduğunu gösterdi ve ortalama yıldız yaşını 6.5 Gyr. olarak verdi. Örneğimizdeki metalce fakir mavi genç yıldızları, cüce galaksilerdeki yıldızlar ile karşılaştırmak için cüce galaksilerin ortalama metal bollukları ve yıldız oluşum tarihleri Çizelge 3.2 ve Şekil 3.5 de verilmiştir (Mateo, 1998).



Şekil 3.5. Galaksimizin uyduları olan Carina, Leo II ve Sagittarius cüce galaksilerindeki farklı yaşlardaki yıldızlar.

Çizelge 3.2. Galaksimize bağlı cüce galaksiler ve ortalama metal bollukları.

Cüce galaksi	<[Fe/H]> (dex)	Cüce galaksi	<[Fe/H]> (dex)
1) Sculptor	-1.8	6) Draco	-2.0
2) Fornax	-1.3	7) Carina	-2.0
3) Leo I	-1.5	8) Sextans	-1.7
4) Leo II	-1.9	9) Sagittarius	-1.0
5) Ursa Minör	-2.2		

Çizelge 3.2 den de görüleceği gibi, galaksimize bağlı 9 cüce galaksinin ortalama metal bollukları, örneğimizdeki genç - orta yaştaki BMP yıldızlarının metal bolluğu aralığı ile benzerlik göstermektedir.

Çizelge 3.1 ve Şekil 3.5 in karşılaştırılmasından şunlar belirtilebilir;

1) Şekil 3.4 deki [Fe/H] = -1.90 dex ve <10 Gyr. yaş değerine sahip (1065 nolu) yıldız, Şekil 3.5 de ortalama metal bolluğu -2.0 dex olan Carina cüce galaksisinde, yaklaşık olarak 4 - 7 Gyr. yaşlarında metalce fakir anakol yıldızları ile karşılaştırılabilir metal bolluk ve yaş değerine sahiptir
2) [Fe/H] = -1.7 dex metal bolluğu ve <10 Gyr. yaş değerine sahip (846 nolu) yıldız, ortalama metal bolluğu -1.9 dex olan Leo II cüce galaksisindeki 8 – 9 Gyr. yaş değerleri ile benzerlikler göstermektedir.
3) Şekil 3.4 de, [Fe/H] = -1.40 ve -1.37 dex metal bolluklarındaki (648 ve 568 nolu) yıldızlar, Leo II ve Sagittarius cüce galaksisindeki anakol yıldızları ile karşılaştırılabilir bolluk ve yaş değerlerine sahiptir.
4) [Fe/H] = -1.0 dex değerindeki (60 nolu) yıldız, Sagittarius cüce galaksisindeki anakol yıldızlarının bulunduğu yaş değerleri ile karşılaştırılabilir.

Mateo (1998) nun verdiği şekillerden de görülebileceği gibi, Carina v.b. düşük yoğunluklu cüce galaksiler, galaksimiz ile etkileştiğinde, yapılarındaki bu yıldızları galaksimizin gelgit alanı etkisi ile ayrışmak suretiyle Galaksimize bırakmış olabilirler.

Sonuç olarak, Şekil 3.4 deki renk indeksi – metal bolluğu diyagramında (B-V) < 0.4 ve -2 < [Fe/H] ≤ -1.0 aralığındaki 5 yıldızın yaşları 5 ila 10 Gyr. değerlerindedir. Bu genç – orta yaşta yıldızlar, Zinn (1993;1996), Norris (1996) tarafından ifade edilen genç halo tanımlaması ile de uyuşmakta olup, cüce galaksilerin Galaksimiz ile birleşmesi sürecinde, Galaksimizin gelgit alanı etkisi ile bu galaksilerden çözülen yıldızlar olabilir.

Kaynaklar

Becker W., Fenkart R.P., Del Rio G., Esin-Yılmaz F., Gülseçen H., Karaali S., Topaktaş L., 1991, *Photometric Catalogue for Stars in Selected Areas and Other Fields in the RGU-(and UBV-) System XIII*, Pub. Basel Astronomical Institut.

Carney B.W., Latham D., Laird J., 1989, *AJ*, **97**, 423

Carney B.W., 1996, in "Formation of the Galactic Halo-Inside and Out", *ASP Conf.Ser.*, **Vol.92**, p.103

Demarque P., Chaboyer B., Guenther D., Pinsonneault M., Pinsonneault L., Li S., 1996, Yale Isochrones, in S. Yi's www.homepage

Eggen O.J., Lynden-Bell D., Sandage A.R., 1962, *ApJ*, **136**, 748.

Gilmore G., Wyse R.F.G., 1987. in *The Galaxy*, (eds. R. Carswell, G. Gilmore), Reidel, Dordrecht, p.247

Gilmore G., Wyse R.F.G., Jones J.B., 1995, *AJ*, **109**, 125

Green E.M., Demarque P., King C.R., 1987, *The Revised Yale Isochrones*, Yale Univ.Obs.Press.

Ibata R., Gilmore G., Irwin M., 1994, *Nature*, **370**, 194.

Karaali S., Karataş Y., Bilir S., Güngör-Ak S., 1997, *IAU 23 Abstract Book*, p.299.

Karaali S., Karataş Y., Bilir S., Güngör-Ak S., 1998, *İ.Ü.Araştırma fonu*, Proje No: 896/061296.

Lejeune T., C uisinier F., Buser R., 1997, *A&AS*, **125**, 229.

Majewski S., 1993, in "Galaxy Evolution. The Milky Way Perspective" (ed. S. Majewski), *ASP. Conf. Ser.*, **49**, p.5

Mateo M., 1998, *AnnRevA&A*, **36**, pp.435-506.

Mighell K., 1997, *AJ*, **114**, 1458.

Norris J.E., Ryan S.G., 1991, *ApJ*, **380**, 403

Preston G., Beers T.C., Shectman S.A., 1994, *AJ*, **108**, 538.

Quinn P.J., Hernquist L., Fullaqar D.P., 1993, *ApJ*, **403**, 74

Searle L., Zinn R., 1978, *ApJ*, **225**, 357.

Unavane M., Wyse R.F.G., Gilmore G., 1996, *MNRAS*, **278**, 727.

Zinn R, 1993, in "The Globular Cluster - Galaxy Connection", (eds. G.H. Smith, J.P. Brodie), *ASP Conf.Ser.*, **48**, p.38

Zinn R., 1996, in "Formation of the Galactic Halo-Inside and Out", *ASP Conf.Ser.*, **Vol.92**, p.211

SA 133 Yıldız Alanının UBV Fotometrisi

Yüksel KARATAŞ, Selçuk BİLİR, Salih KARAALİ

İ.Ü.F.F., Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 34452 – Üniversite – İstanbul
e-mail: karatas@istanbul.edu.tr

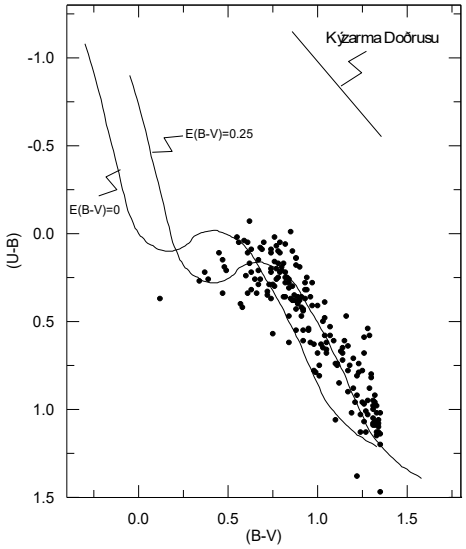
ÖZET: Basel Astronomi Enstitüsü'nün VIII numaralı kataloğundan alınan UBV verileri, SA 133 (l = 6º.5, b = +10º.3) alanına ait ışıma gücü fonksiyonu ile metal bolluğu dağılımının elde edilmesinde kullanılmıştır. Alana ait parlak (V ≤ 15.0 kadir) yıldızlarla Mermilliod ve Mermilliod (1994) ten alınan 15 yıldızın UBV fotoelektrik verileri yardımı ile alana ait renk artığının E(B-V) = 0.25 kadir, toplam absorpsiyon miktarının ise A(V) = 0.75 kadir olduğu belirlenmiştir. Uygulanabilirliği, son yıllarda yayınlanan bazı makalelerde (Karaali, 1992; Karaali ve ark. 1997 ve Ak ve ark. 1998) kanıtlanan deneysel bir yöntem kullanılarak V = 15.5 kadirden daha parlak 271 altdev ve 555 geç tipten dev, cücelerden ayrılabilmiştir. [Fe/H] ≥ –1.75 dex metal bolluğundaki cücelerin metal bolluğu ve mutlak kadirleri Laird ve ark. (1988) na ait bir yöntemle tayin edilmişken, metalce daha fakir cücelerle evrimleşmiş (altdev ve dev) yıldızların metal bolluğu ve mutlak kadirleri, sırası ile, Lejeune ve ark. (1997) na ait eş metallilik eğrileri ve M67, 47 Tuc., M5 ve M92 kümelerinin renk – kadir diyagramları yardımı ile tayin edilmiştir. En büyük uzaklık aralığı olan 25.12 – 39.81 kpc. te 35 tane fazla geç tipten dev olduğu tespit edilmiştir. Bunlar çıkarıldıktan sonra, geç tipten devlere ait logaritmik uzay yoğunluk fonksiyonu Gilmore ve Wyse (1985)'a ait galaksi modeli ile uyuşmakta ve güneş civarında $\odot$ = 6.40 değerinde logaritmik bir uzay yoğunluğu vermektedir. Bu değer, Gliese (1969)'in $\odot$ = 6.64 değerinin altında fakat Fenkart (1989c)'ın bulduğu $\odot$ = 6.29 değerinin üstündedir. Işıma gücü fonksiyonu, Gliese (1969) ve Gliese ve Jahreiss (1992)'e ait ışıma gücü fonksiyonu ile uyum içindedir. Cüce yıldızlara ait metal bolluğu dağılımının, V = 16.5 kadir değerindeki parlak görünen kadir limiti sebebi ile, [Fe/H] = +0.15 dex te ince bir tek maksimumu varken galaksi düzleminden z ~ 4.5 kpc. uzaklıklara kadar uzanan bölgede yer alan geç tipten devlerin metal bolluğu dağılımı çok modludur. Dört z uzaklığı aralığına, yani <z> = 1.00, 1.75, 2.25 ve 3.50 kpc. e ait <[Fe/H]> = –0.2, –0.8, –1.2 ve –1.7 dex ortalama metal bollukları, İnce Disk ve Kalın Disk'in etkin olduğu bölgede d[Fe/H]/dz = –0.8 dex/kpc. lik dik bir metal bolluğu gradiyentinin olduğunu gösteriyor. Halonun etkin olduğu bölgeye ait metal bolluğu gradiyenti ise d[Fe/H]/dz = –0.5 dex/kpc. tir. Metal bolluğu gradiyenti, alanımızın yer aldığı Galaksimizin şişkin bölgesinin çökerek oluştuğuna dair önemli bir kanıttır.

1. Giriş

Galaksimizin temel yapısı ve yıldız popülasyonları, yıldız sayımı incelemelerinden sağlanmıştır (Bahcall, 1986; Gilmore ve ark., 1989; Majewski, 1993). Galaksimizin sistemli fotometrik incelenmesi ile ilgili en büyük program Basel Halo Programı (BHP) olup bununla ilgili örnek kaynaklar Fenkart (1989a, b, c, d), del Rio ve Fenkart (1987), Fenkart ve Karaali (1987), Fenkart ve Karaali (1990), Fenkart ve Karaali (1991) olarak verilebilir. Bu program, RGU fotometrik sisteminin geliştirilmesi ile, yenilenmiş ve uygulama alanına konulmuştur (Buser ve Fenkart, 1990; Buser ve ark., 1998; Ak ve ark., 1998). Samanyolunun fotometrik incelenmesi ile ilgili yeni çalışmalardan geriye kalanların çoğu, HST tan sağlanan çok sönük verilere (Elson ve ark., 1996; Gould ve ark., 1998) ve Galaksimizin merkez bölgesinin incelenmesinde kullanılan kırmızı ötesi verilere (Binney ve ark., 1997; Unavane ve ark., 1998) dayanmaktadır.

Basel RGU ve UBV fotoğrafik sistemlerinin, metal bolluğuna duyarlı U bandını içermesi yıldız popülasyonlarının, yani genç ve yaşlı İnce Disk, Kalın Disk ve Halonun, metal dağılımını inceleme üstünlüğünü sağlar. Ayrıca, Galaksimizde metal gradiyentinin olup olmadığı da yine U bandı sayesinde incelenebilir. Norris (1996) tarafından, metalce fakir bir Kalın Diskin var olduğunun bulunması, bir yıldız popülasyonunun ortalama bir tek metal bolluğu ile temsil edilemiyeceği sorusunu gündeme getirmiştir (Karaali ve ark., 1999). Ayrıca, BHP na ait büyük örnekler, yıldızların uzay dağılımları aracılığı ile, popülasyon tiplerine ayrılmasını sağlar (Karaali, 1994).

Bu çalışmamızda, UBV fotometrisinin Galaksimizin merkez doğrultusunda düşük galaktik enlemli bir alana uygulaması yapılmıştır. Cüce, altdev ve dev ayırımı yapıldığı gibi, metal bolluğu ve mutlak kadir tayini de yapılmış, yıldızlar farklı popülasyonlara ayrılmış, uzay yoğunluk fonksiyonları ve ışıma gücü fonksiyonu tayin edilmiş ve devlerin metal bolluğu dağılımında dik bir metal gradiyenti tespit edilerek Galaksimizin merkeze yakın bölgesinin oluşumu ve evrimi hakkında yorum yapılmıştır.



Şekil 1. SA 133 alanına ait renk artığı.

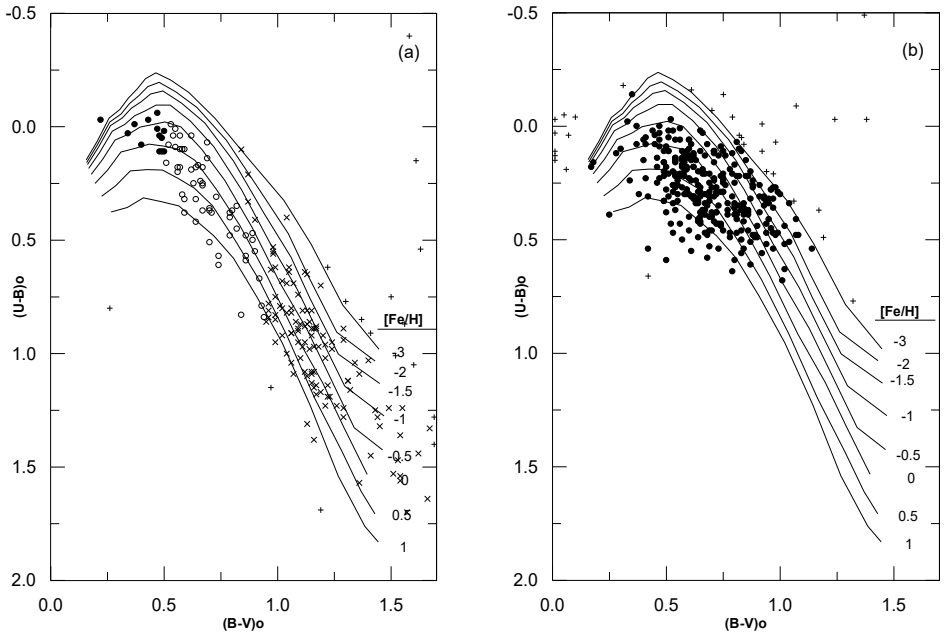
2. Materyel ve Metot

Materyel, VIII numaralı Basel Kataloğunda (Becker ve ark., 1982) yayınlanan SA 133 (l=6º.5, b = +10º.3) alanına ait UBV verileridir. Büyüklüğü 0.19 derece^2 olan bu alanda V = 16^m.5 limit kadire kadar 1729 yıldız ölçülmüştür.

Parlak (V ≤ 15^m.0) yıldızların UBV verileri ile Mermilliod ve Mermilliod (1994)'tan alınan 15 yıldızın fotoelektrik UBV verileri yardımı ile alan doğrultusundaki renk artığının E (B-V) = 0.25 kadir olduğu tespit edilmiştir (Şek. 1). Kızarmadan bağımsız UBV verileri, parlaktan sönüğe doğru sıralanmış V_o aralıkları halinde iki – renk diyagramlarında verilmiştir: $V_o \leq 13^m.0$, $13^m.0 < V_o \leq 14^m.0$, $14^m.0 < V_o \leq 14^m.5$, $14^m.5 < V_o \leq 15^m.0$, $15^m.0 < V_o \leq 15^m.5$, $15^m.5 < V_o \leq 16^m.0$, $16^m.0 < V_o \leq 16^m.5$. Burada (fazla yer tutmaması için), sadece $14^m.0 < V_o \leq 14^m.5$ ve $15^m.5 < V_o \leq 16^m.0$ aralıklarına ait iki – renk diyagramları Şek. 2a ve b de verilmiştir. Şekillerdeki eş metallilik eğrileri, Lejeune ve ark. (1997) dan alınmış olup devlere aittir (log g= 3.0).

Yıldızların cüce, altdev ve dev ayırımı, bu toplantıda SA 54 alanına ait çalışmada verilen kaynaklarda açıklandığı gibi yapılmıştır. Metal bolluğu ve mutlak kadir tayininde ise iki farklı yol izlenmiştir. Metal bolluğu [Fe/H] ≥ –1.75 dex olan cüce (anakol) yıldızları için Laird ve ark. (1988) na ait yöntem kullanılmış (bu yöntemin kullanışına ait ayrıntılar yukarıda anılan çalışmamızda verilmiştir), metal bolluğu –3.0 < [Fe/H] < –1.75 dex olan cücelerle evrimleşmiş (altdev ve dev) yıldızların metal bolluğu Lejeune ve ark. (1997) na ait eş metallilik eğrileri yardımı ile, mutlak kadirleri ise M67, 47 Tuc., M5 ve M92 kümelerine ait renk – kadir diyagramları yardımı ile tayin edilmiştir (yukarıda verilen kaynakta Şek. 3a-d). Cüce ve altdevlerin popülasyon tiplerine ayırımı, bunların uzay dağılımları yardımı ile yapılmış, devlerde ise popülasyon ayırımına gidilmemiştir.

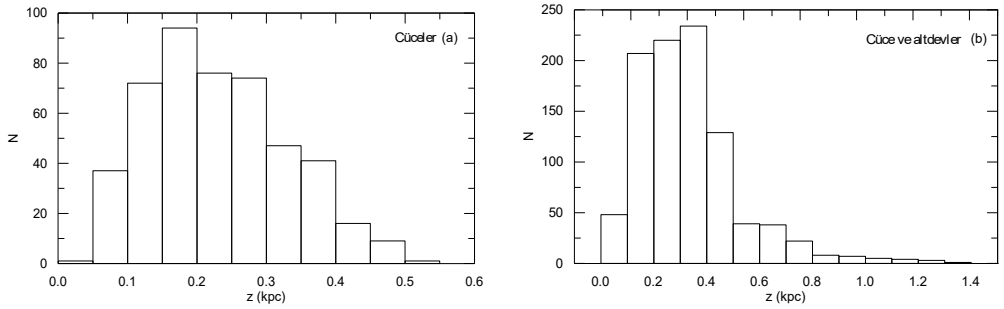
Yıldızların D* = log D + 10 logaritmik uzay yoğunluklarının hesabı, yoğunluk fonksiyonlarının modellerle karşılaştırılması ve ışıma gücü tayini, yine kaynak olarak verilen çalışmamızda açıklandığı gibi yapılmıştır (daha fazla bilgi için del Rio ve Fenkart, 1987; Fenkart ve Karaali, 1987ye bakınız).



Şekil 2. a ve b Örnek iki – renk diyagramları. (a) $14^m.0 < V_o \leq 14^m.5$, (b) $15^m.5 < V_o \leq 16^m.0$ için. Semboller: ● : cüce, o: altdev, x: dev, +: istatistik dışı.

Cetvel 1. Cüce, altdev, dev ve istatistik dışı bırakılan yıldızların görünen kadir aralıklarına göre dağılımı.

V_o	$<13^m.0$	$13^m.0$-$14^m.0$	$14^m.0$-$14^m.5$	$14^m.5$-$15^m.0$	$15^m.0$-$15^m.5$	$15^m.5$-$16^m.0$	$16^m.0$-$16^m.5$
Cüce	21	11	13	16	206	296	185
Altdev	16	51	53	151	-	-	-
Dev	54	116	108	154	119	-	-
İstatistik dışı	11	9	16	21	40	31	31
Toplam	102	187	190	342	365	327	216



Şekil 3. a ve b SA 133 alanına ait yıldızların uzay dağılımı. (a) cüceler, (b) cüce ve altdevler için.

Cetvel 2. Cüce ve altdevlerin, sekiz ardışık mutlak kadir aralıkları için, logaritmik uzay yoğunluk fonksiyonları. Semboller: D* = log D + 10, $D = N/\Delta V_{1,2}$, N: $\Delta V_{1,2}$ hacmindeki yıldız sayısı, $\Delta V_{1,2} = (\pi/180)^2$ (□/3) $(r_2^3 - r_1^3)$, r_1, r_2: parsek cinsinden, $\Delta V_{1,2}$ nin limit uzaklıkları, □: 0.19 derece^2: alanın görünen alanı, $r^* = [r_1^3 + r_2^3)/2]^{1/3}$: $\Delta V_{1,2}$ hacmine ait kütle merkezinin uzaklığı, yatay siyah çizgiler: tamlık sınırları.

		M(V) →		0-1		1-2		2-3		3-4		4-5		5-6		6-7		7-8	
r_1	r_2	ΔV1,2	r*	N	D*	N	D*	N	D*	N	D*	N	D*	N	D*	N	D*	N	D*
0	398	1.22E+03	316														7.69	2	7.22
398	631	3.63E+03	540						6.62		7.26		7.03		7.45	24		30	7.92
631	1000	1.44E+04	855		4.52		5.29	8		35				55		60	7.62		
1000	1585	5.75E+04	1355					15	6.42	46	6.90	83		74	7.11	7	6.09		
1585	2512	2.29E+05	2148			6		52	6.36	176	6.89	114	6.70	9	5.59				
2512	3981	9.12E+05	3405	4		3	4.52	39	5.63	76	5.92	10	5.04						
3981	6310	3.63E+06	5396		3.22	20	4.74	40	5.04	4	4.04								
6310	10000	1.44E+07	8553	3		12	3.92	3	3.32										
10000	15849	5.75E+07	13555	7	3.09	2	2.54												
15849	25119	2.29E+08	21483																
25119	39811	9.12E+08	34048																

3. Bulgular

3.1. Cüce, Altdev ve Dev Ayırımı

Cüce, altdev ve devlerin ayırımı, yukarıda anlatıldığı gibi yapılmış olup sonuçlar Cetvel 1de verilmiştir. Aynı cetvelde, iki-renk diyagramlarında kalibre edilen bölgenin dışında bulunduğu için istatistiğe katılmayan, toplam 159 tane, kaynak da verilmiştir. V = $15^m.0$ ve V = $15^m.5$ görünen limit kadire kadar belirlenen altdev ve dev sayısı, sırası ile, 271 ve 551, cücelerin sayısı ise 748 dir.

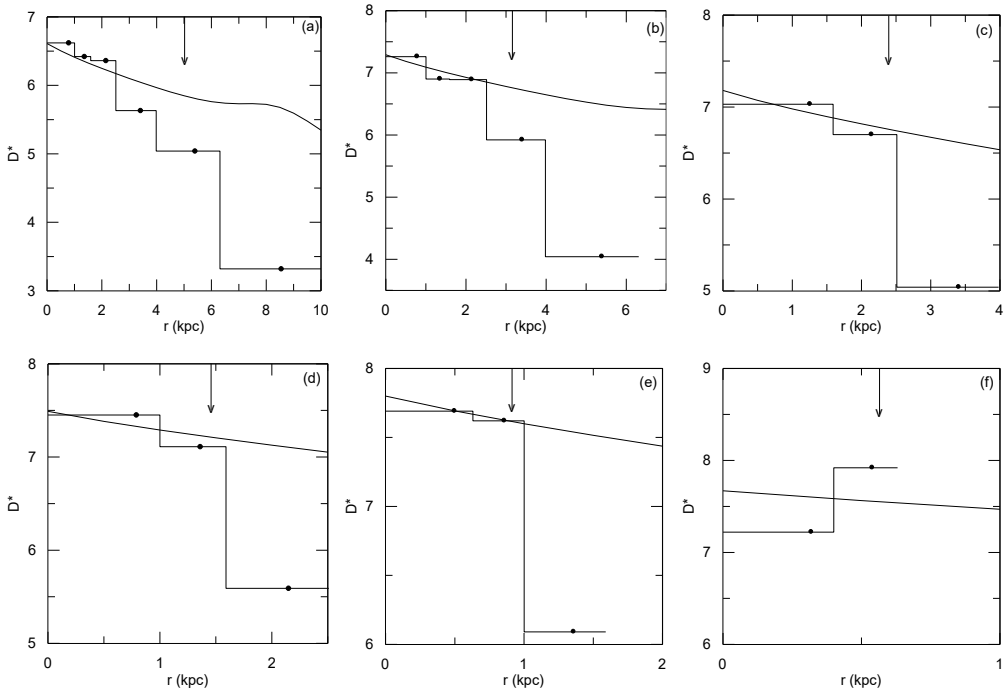
3.2. Yıldızların Popülasyon Tiplerine Ayırımı

Cüce, cüce ve altdev yıldızlarının uzay dağılımları, sırası ile, Şek. 3a ve b de verilmiştir. Şek. 3a daki yıldızların mutlak kadir aralığı 4 < M(V) ≤ 8, Şek. 3b dekilerin ise 2 < M(V) ≤ 8 kadirdir. Şekillerin tek modlu oluşundan, istatistik olarak, Galaksi düzleminden 1 kpc ten daha yakın olan bu yıldızların bir tek popülasyona ait oldukları anlaşılıyor.

3.3. Yoğunluk Fonksiyonları

Cüce ve altdevlere ait yoğunluk fonksiyonları ardışık, 0 < M(V) ≤ 1, 1 < M(V) ≤ 2, 2 < M(V) ≤ 3,…., 7 < M(V) ≤ 8 mutlak kadir aralıkları için yapılmış ve Cetvel 2 de ve (en parlak ilk iki aralık dışındakiler) Şek. 4a-f de verilmiştir. Bu fonksiyonların Gilmore – Wyse (1985) modeli ile karşılaştırılmasından, bunların nitel bakımdan uyuştukları görülüyor, nicel bakımdan uyumları ise 3.4 te açıklanmıştır.

Geç tipten devlere ait yoğunluk fonksiyonu Cetvel 3 ve Şek. 5 te verilmiştir. Bu fonksiyona ait son uzaklık aralığında, yani 25119 < r ≤ 39811 pc te, bir miktar fazla dev olduğu görülüyor. Gilmore – Wyse (1985) modeli ile uyuşması için, bu aralıktaki yıldızların 40 tan 5 e azaltılması gerekir. Bu durumda, devlere ait güneş civarındaki logaritmik uzay yoğunluğu D* = 6.40

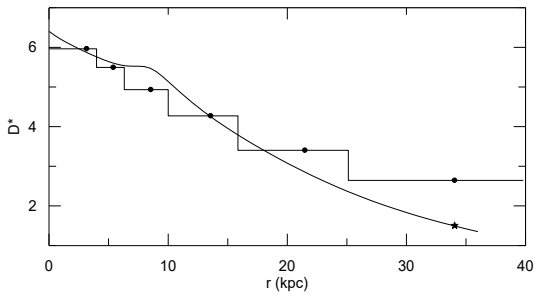


Şekil 4. a-f Altı mutlak kadir aralığı için cüce ve altdevlere ait logaritmik uzay yoğunluk fonksiyonları. Eğri, Gilmore – Wyse (1985) modeline ait yoğunluk gradiyentini, düşey oklar tamlık sınırını, noktalar ise kütle merkezinin uzaklığını gösteriyor.

olur. Bu değer, Gliese (1969)'e ait ⊙ = 6.64 değeri ile Fenkart (1989c)'ın D* = 6.29 değeri arasındadır.

Cetvel 3. Geç tipten devlere ait logaritmik uzay yoğunluk fonksiyonu (semboller Cetvel 2 deki gibidir).

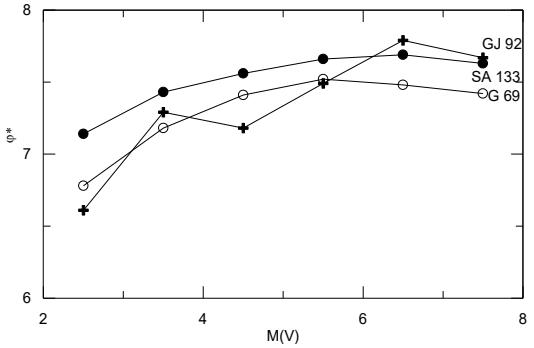
r_1	r_2	$\Delta V_{1,2}$	r*	N	D*
0	3981	1.22E+06	3160	111	5.96
3981	6310	3.63E+06	5396	112	5.49
6310	10000	1.44E+07	8553	122	4.93
10000	15849	5.75E+07	13555	108	4.27
15849	25119	2.29E+08	21483	58	3.40
25119	39811	9.12E+08	34048	40	2.64



Şekil 5. Geç tipten devlere ait logaritmik uzay yoğunluk fonksiyonu ve Gilmor-Wyse (1985) galaksi modeli ile karşılaştırılması. Son uzaklık aralığında 35 tane fazla dev bulunuyor. * işareti, 5 yıldız için çizilen yoğunluk değerini temsil ediyor.

3.4. Işıma Gücü Fonksiyonları

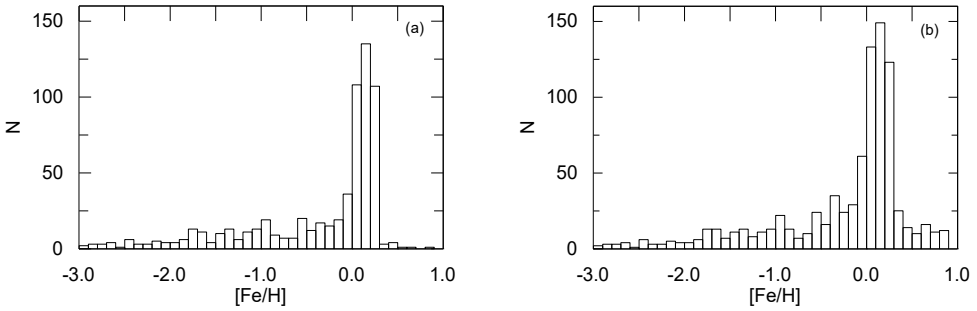
Güneş civarındaki logaritmik uzay yoğunluk değerleri, yani model eğrisinin r = 0 daki D* = log D + 10 değerleri ışıma gücü fonksiyonunu verir. Alanımıza ait yoğunluk fonksiyonu Cetvel 4 ve Şek. 6 da, Gliese (1969) ve Gliese ve Jahreiss (1992)'in ışıma gücü fonksiyonları ile birlikte verilmiştir. Üçüncü satırda verilen standart sapmaların küçük oluşu, (3.3) te verilen, yoğunluk fonksiyonları ile modellerin nitel uyumunu doğrulamaktadır. Bu çalışmada elde edilen ışıma



Şekil 6. SA 133 alanına ait ışıma gücü fonksiyonu ve Gliese (1969) ve Gliese-Jahreiss (1992)'e ait ışıma gücü fonksiyonları ile karşılaştırılması.

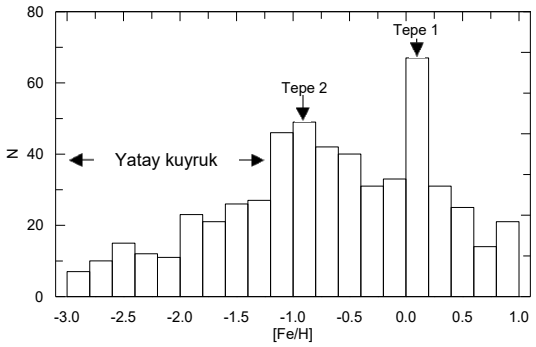
Cetvel 4. SA 133 alanına ait ışıma gücü fonksiyonu ve Gliese (1969) ve Gliese – Jahreiss (1992)'e ait ışıma gücü fonksiyonları ile karşılaştırılması. s: standart sapma.

M(V)	2 – 3	3 – 4	4 - 5	5 - 6	6 - 7	7 – 8	Devler
Bütün popülasyonlar	6.61	7.29	7.18	7.49	7.79	7.67	6.40
s	± 0.05	± 0.02	± 0.02	± 0.02	± 0.00	± 0.07	± 0.18
Gliese (1969)	6.78	7.18	7.41	7.52	7.48	7.42	6.64
Gliese ve Jahreiss (1992)	7.14	7.43	7.56	7.66	7.69	7.63	6.92



Şekil 7. a ve b SA 133 alanına ait cüce ve altdevlere ait metal bolluğu dağılımı. (a) sadece cüceler için, (b) cüce ve altdevlerin tümü için.

gücü fonksiyonu, Gliese (1969) veya Gliese ve Jahreiss (1992) nin ışıma gücü fonksiyonu ile uyum içinde olup bu durum yoğunluk fonksiyonlarının modellerle nicel olarak da uyuştuğunu gösteriyor. Diğer mutlak kadir aralıklarına göre, bir miktar farklı değerde olan 4 < M(V) ≤ 5 aralığındaki değerin açıklanması Fenkart ve Karaali (1987) tarafından yapılmış olup bu aralıkta renk – kadir diyagramının dik oluşundan ve mutlak kadirlerin tayinindeki hatanın büyük oluşundan kaynaklanıyor.



Şekil 8. Geç tipten devlere ait çok modlu metal bolluğu dağılımı

3.5. Metal Bolluğu Dağılımı

3.5.1. Cüce ve Altdevlere Ait Metal Bolluğu Dağılımı

Sadece cücelere ait metal bolluğu dağılımı Şek. 7a, cüce ve altdevlere ait olanı ise Şek. 7b de verilmiştir. Alanımızın bulunduğu bir doğrultu için beklendiği gibi, her iki şekil [Fe/H] = +0.15 dex te bir ve sadece bir mod gösteriyor. [Fe/H]= -3.0 dex lik metal bolluğuna kadar uzanan kuyruk ise, bu doğrultuda bir miktar metalce fakir cüce ve biraz daha fazla altdev olduğunun göstergesidir.

3.5.2. Devlere Ait Metal Bolluğu Dağılımı: Galaksimizin Merkez Bölgesinde Dik Metal Gradiyenti

Şek. 8 de verilen, geç tipten devlere ait metal bolluğu dağılımı, [Fe/H] = +0.1 ve –0.8 dex te iki mod, ayrıca metalce daha fakir aralıkta etkin bir kuyruk gösteriyor. Cüce ve altdevlerin tersine, büyük uzaklıklarda, dolayısıyle galaksi düzlemine göre büyük z yüksekliklerinde bulunan devlerin farklı metal bolluğu değerlerinde yığılma göstermeleri beklenen bir şeydir. Çok modluluk, bu toplantıda sunulan SA 54 alanına ait çalışmamızın sonuçları da doğruluyor.

Metal gradiyentinin varlığını araştırmak için aşağıda verilen dört ayrı z aralığına ait metal bolluğu dağılımı elde edilmiş ve Şek. 9a-d de gösterilmiştir. Çok ilginçtir, İnce Disk ve Kalın Diskin etkin oldukları z ≤ 2.5 kpc aralığında, No. 1, 2 ve 3 aralıklarının ikişer ikişer karşılaştırılması, sabit ve çok dik bir metal gradiyenti verir, yani,

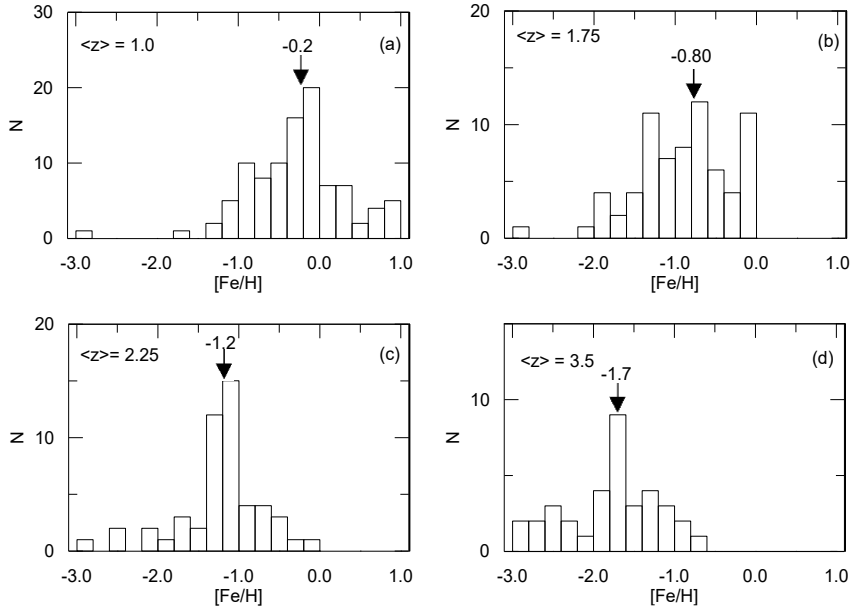
$$\frac{d\left[Fe/H\right]}{dz} = -0.8\ dex/kpc.$$

No	z-aralığı (kpc)	<z> (kpc)	<[Fe/H]> (dex)
1	0.8 < z ≤ 1.2	1.00	-0.2
2	1.5 < z ≤ 2.0	1.75	-0.8
3	2.0 < z ≤ 2.5	2.25	-1.2
4	3.0 < z ≤ 4.0	3.50	-1.7

Burada d[Fe/H], karşılaştırılan aralıklardaki ortalama metal bolluklarının farkı, dz ise dz = z_i – z_j (i, j = 1, 2 ,3, i ≠ j), bu aralıklara ait ortalama z değerlerinin farkıdır. İlk üç aralık ile No. 4 aralığının karşılaştırılması ise, aşağıda gösterildiği gibi, birbirine çok yakın fakat yukarıda verilenden mutlak değerce daha küçük üç metal gradiyenti veriyor:

Karşılaştırılan Aralık	dz (kpc)	d[Fe/H] (dex)	d[Fe/H]/dz (dex/kpc)
No.1 ve 4	3.50-1.00=2.50	-1.7-(-0.2)=-1.5	-0.6
No.2 ve 4	3.50-1.75=1.75	-1.7-(-0.8)=-0.9	-0.5
No.3 ve 4	3.50-2.25=1.25	-1.7-(-1.2)=-0.5	-0.4

Güneşin galaksi merkezine olan uzaklığı R_o = 8 kpc alınırsa, SA 133 alanının b = +10°.3 galaktik enlemi, galaksi merkezinin üzerinde ve galaksi düzleminden z =1.4 kpc uzaklıkta bir bölgeyi tanımlamış olur. *O halde, bulunan metal gradiyenti, Galaksinin bu bölgesinin çökerek oluştuğunu kanıtlayan önemli bir delildir.*



Şekil 9. a-d SA 133 alanındaki geç tipten devlerin dört z – aralığına ait metal bolluğu dağılımı. (a) 0.8 < z ≤ 1.2, (b) 1.5 < z ≤ 2.0, (c) 2.0 < z ≤ 2.5 ve (d) 3.0 < z ≤ 4.0 kpc için. Şekillerin karşılaştırılmasından, dik bir metal bolluğu gradiyentinin var olduğu anlaşılıyor.

4. Tartışma ve Sonuç

SA 133 alanındaki cüce ve altdevlere ait metal bolluğu dağılımında [Fe/H] = +0.15 dex te ince ve yüksek bir maksimum ve [Fe/H] = –3.0 dex'e kadar uzunan uzun bir kuyruk bulunur. Bu durum, galaksi merkezi doğrultusunda, V = 16.5 kadirlik oldukça parlak bir limit kadire kadar incelenen bir alan için beklenen bir sonuçtur. Büyük uzaklıklara, dolayısıyle galaksi düzlemine göre büyük yüksekliklere kadar yayılan devlerin metal bolluğu dağılımı ise farklı olup ayrıntılar aşağıda verilmiştir.

<[Fe/H]> = –0.70 dex'lik ağırlıklı ortalama metal bolluğu, Morrison ve Harding (1993) tarafından incelenen ve galaksi düzlemine göre alanımızın hemen hemen simetriğinde olan, l = 350º, b = –10º galaktik koordinatlı, alan için bulunan <[Fe/H]> = –0.80 dex lik değere çok yakındır. Morrison ve Harding (1993)'ün örneği çok büyük (~ 250 000 yıldız, ~ 5 000 dev) olup sadece K spektrel tipindeki devleri içerirken bu çalışmamızdaki örnekte bütün geç spektrel tipteki devler bulunuyor. Bu araştırıcıların çalışmasında, devlere ait metal bolluğu dağılımındaki metalce fakir kuyruk (makalalerindeki Şek. 2), bizim çalışmamızdaki kadar belirgin değil. Ayrıca bu çalışmamızda, Morrison ve Harding (1993)'ün çalışmasından farklı olarak, [Fe/H] = 0.0 dex ten daha büyük metal bolluğunda devler bulunmakta ve dağılımın iki modlu olduğu görüntüsünü vermektedir.

İnce disk ve Kalın Disk'in etkin olduğu z – uzaklıklarında d[Fe/H] / dz = –0.80 dex/kpc lik dik bir metal bolluğu gradiyenti varken, Halonun etkinlik bölgesindeki bu gradiyent daha az olup d[Fe/H] / dz = –0.50 dex tir. Bu sonuç, Galaksinin merkez bölgesinin çökerek oluştuğunu gösteren önemli bir kanıttır.

Kaynaklar

Güngör-Ak S., Karaali S., Buser R., 1998, *A&AS*, **131**, 345.

Bahcall J.N. 1986, *AnnRevA&A*, **24**, 577.

Becker W., Morales-Duran C., Ebner E., Esin-Yılmaz F., Fenkart R., Hartl H., Spaenhauer A., 1982, *Photometric Catalogue for Stars in Selected Areas and other Fields in the RGU – UBV Systems (VIII)*.

Binney J., Gerhard O., Spergel D., 1997, *MNRAS*, **288**, 365.

Buser R., Rong J., Karaali S., 1998, *A&AS*, **331**, 934.

del Rio G., Fenkart R., 1987, *A&AS*, **68**, 397.

Elson R.A.W., Santiago B.X., Gilmore G., 1996, *NewAstr*, **1**, 1.

Fenkart R., 1989a, *A&AS*, **78**, 217.

Fenkart R., 1989b, *A&AS*, **79**, 51.

Fenkart R., 1989c, *A&AS*, **80**, 89.

Fenkart R., 1989d, *A&AS*, **81**, 187.

Fenkart R., Karaali, S., 1987, *A&AS*, **69**, 33.

Fenkart R., Karaali, S., 1990, *A&AS*, **83**, 481.

Fenkart R., Karaali, S., 1991, *A&AS*, **88**, 233.

Gilmore G., 1984, MNRAS, 207, 223.

Gilmore G., Wyse, R.F.G., 1985, *AJ*, **90**, 2015.

Gilmore G., Wyse, R.F.G., Kuijken K., 1989, *AnnRevA&A*, **27**, 555.
Gliese W., 1969, *Veröff. Astron. Rechen Inst. Heidelberg*, No:22.
Gliese W., Jahreiss H., 1992, *Third Catalogue of Nearby Stars (Preliminary Version)*, Astron. Rechen Inst. Heidelberg.
Gloud A., Flynn C. Bahcall J.N., 1998, *ApJ*, **503**, 798.
Karaali S., 1992, VIII. *Ulusal Astron. Kongresi*, (edl. O.Gölbaşı , Z.Aslan), Antalya, s.202.
Karaali S., 1994, *A&AS*, **106**, 107.
Karaali S., Karataş Y., Bilir S., Güngör-Ak S., 1997, *IAU Abstract Book*, Kyoto, p.299.
Karaali S., Karataş Y., Bilir S., Güngör-Ak, S., *(Bu toplantıda)*.
Laird J., Carney B., Latham D., 1988, *AJ*, **95**, 1843 (LCL).
Lejeune Th., Cuisinier F., Buser R., 1997, *A&AS*, **125**, 229.
Majewski S.R., 1993, *AnnRevA&A*, **31**, 575.
Mermilliod J.C., Mermilliod M., 1994, *Catalogue of Mean UBV Data on Stars*.
Morrison H.L., Harding P., 1993, *PASP*, **105**, 977.
Norris J.E., 1996, *ASP Conf. Ser.*, **Vol. 92**, p.14.
Unavane M., Gilmore G., Epchtein N., Simon G.,
Tiphene D., de Batz B., 1998, *MNRAS*, **295**, 119.

Doğası Belirlenemeyen Egret Gama Işın Kaynaklarının Karakteristiği

Aysun AKYÜZ[1], **M. Emin ÖZEL**[2]

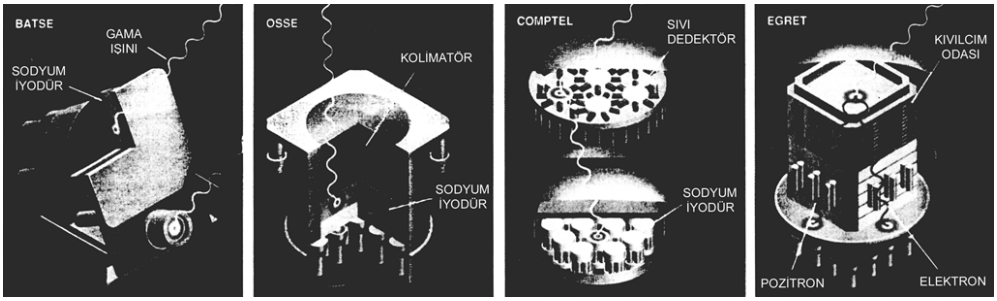
[1]Çukurova Üniversitesi, Fen -Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, ADANA
[2]Marmara Araştırma Merkezi, Gebze-KOCAELİ
e-mail: aakyuz@pamuk.cu.edu.tr

ÖZET: Yüksek enerjili (>100) MeV gama ışın kaynaklarını algılayan EGRET teleskopu dünya çevresinde yakın bir yörüngede dolanan Compton Gama Işın Gözlemevi üzerinde bulunmaktadır. Nisan 1991-Ekim 1995 tarihleri arasındaki verilerle oluşturulan 3. EGRET Gama Işın Kaynakları (GIK) kataloğu 1. ve 2. ERGET katalogundan çok daha fazla nokta kaynak içermektedir. Bunların bir bölümü bilinen gök cisimleri olarak belirlenmiş olmakla birlikte, yarıdan fazlası (170 tanesi) "doğası belirlenemeyen kaynaklar" sınıfını oluşturmaktadır. Bu çalışmada, galaktik düzlemde veya ona yakın enlemlerde (|b|<l0°) ve daha yüksek enlemlerde (|b|>10°) bulunan bu sınıf kaynakların genel karakteristik özelliklerinin tanımlanması ve böylelikle doğasının belirlenmesi yolunda katkılarda bulunulması amaçlanmaktadır.

1. Giriş

Yüksek enerjili gama ışınlarını elektron/pozitron çiftlerine çevirerek algılayan Enerjetik Gama Işın Deneyi Teleskopu (Energetic Gamma Ray Experiment Telescope, EGRET) Compton Gama Işını Gözlemevi, (Compton Gamma Ray Obervatory, CGRO) üzerindeki dört algılayıcıdan biridir. 5 Nisan 1991 tarihinde uzaya gönderilen CGRO, elektromagnetik ışınımın en yüksek enerji bölümü olan gama ışınları hakkında geniş kapsamlı gözlemler yapmak üzere planlanmıştır. Gözlemevi dünya yüzeyinden yaklaşık 400 km. yükseklikten, bütün gökyüzünü gama ışınları bölgesinde sürekli taramakta ve sekiz yılı aşkın süredir gözlemlerini sürdürmektedir.

Görünür ışıktan farklı olarak, gama ışınları yansıtılamaz ve odaklanamaz; bu nedenle klasik teleskopların ayna, çanak veya mercekleri gama ışınları için kullanılamaz. CGRO gözlemevi üzerinde bulunan farklı enerji bandlarında etkin dört teleskop Şekil 1'de verilmektedir. Bu teleskopların işleyişi doğrudan doğruya yüksek enerjili parçacık fiziğinden alınmış teknolojilere dayanmaktadır. Örneği (OSSE / Oriented Scintillation Spectrometer Experiment / Yönlendirilmiş Parıltı Spektrometresi Deneyi) göreli olarak düşük enerjili (100 keV-10 MeV) fotonlardan oluşan gama ışını patlamaları ve güneş parlamaları gibi kısa süre olguları inceler. Patlama ve Geçici Kaynak Deneyi (BATSE / Burst and Transient Source Experiment), 20 KeV-30 MeV enerji aralığında fotonlar yayan çeşitli gök cisimlerinin gama ışını spektrumunu ölçmek için planlanmıştır.3. algılayıcı olan Compton



Şekil 1. Gama ışın dedektörleri, çoğunlukla, gama ışınına maruz kaldığında bir ışık flaşı veren sodyum iyodür kristalleri içerir; ışığa duyarlı foto çoğaltıcı tüpler bu ışığı yakalar ve gama ışınlarının varlığını bir sinyalle haber verir. COMPTON'un BATSE aygıtı gökyüzünün her tarafından gelen gama ışınlarını toplayan sekiz dedektörden oluşur. OSSE aygıtı, gökyüzünün yalnızca küçük bir parçasının görülmesini sağlayan bir tungsten kolimatör (yalnızca o yönden gelenleri seçici aygıt) ile yön daraltıcı sodyum iyodür kalkanı içerir. COMPTEL aygıtı gama ışınlarını kayıt için iki dedektör takımı kullanır. Gelen gama ışını üstteki sıvı dedektörde bir elektron açığa çıkarır ve sonra alt kattaki sodyum iyodür bloğu içine dalarak emilir. Her iki dedektörde de, gama ışınları, kaydedilebilir bir ışık flaşı oluşturur. EGRET aygıtında, çok yüksek enerjili gama ışınları, elektron ve pozitron çiftleri yaratır. Bu parçacıklar seri elektriklenmiş bir pozisyon belirleyici teller ağı olan kıvılcım odalarında kısa devreler oluşturarak kaydedilirler ve daha sonra kalan enerjilerini sodyum iyodür kristallerine boşaltırlar.

Görüntüleme Teleskopu (COMPTEL, Imaging Compton Telescope) (1-30 MeV), gama ışınları yayan kaynakların görüntülerini oluşturur ve spektrumlarını belirler. Bu çalışmada ele alınan EGRET ise gama ışınlarının en yüksek (30 MeV-20 GeV) fotonlarını kaydeder. Bu deneylerin her birinde kullanılan algılama teknolojisi değişiktir. (Bu konuda daha fazla bilgi için bkz. Fichtel & Trombka (1997))

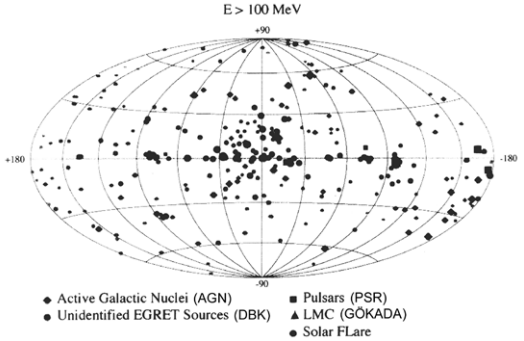
CGRO üzerindeki teleskopların verdiği bilgilerle gama ışın astronomisinde çok önemli gelişmeler yaşanmış ve halen de yaşanmaktadır. Bunlar arasında,

- Gama ışınlarında tüm-uzay taraması ile ilk kez elde edilen tüm gökyüzü haritası (all-sky survey) (COMPTEL ve EGRET)
- Yeni Gama Işın Atarcaları (EGRET, COMPTEL)
- Fazla sayıda Aktif Gökadalar (AGN) sınıfı (EGRET,COMPTEL)
- Yüksek sayıda yeni Gama Işın Patlamaları (BATSE, EGRET, COMPTEL)
- Gama ışın çizgi spektroskopisi alanında önemli olan çok sayıda nükleer etkileşme ve nükleosentez çizgilerinin algılanması (OSSE, EGRET, COMPTEL)
- Fazla sayıda doğası belirlenemeyen yeni tür gama ışın kaynakları (EGRET)

sayılabilir.

2. EGRET Teleskopu

EGRET, yüksek enerjili gama ışınlarını algılamak için diğer aygıtlardan farklı bir teknoloji ve mekanizma kullanır. EGRET kıvılcım odacıkları olarak bilinen, çok sayıda elektrikli, ince metal ağ tabakalarından oluşan bir yapıya sahiptir. Uzaydan gelen gama ışınları, odacıklar arasına yerleştirilmiş ince tungsten plakalara çarparak e^-/e^+ çiftine dönüşürler. Bu çiftler, yükleri nedeni ile teller arasındaki gazi iyonize ederler ve teller arasında kısa devrelere neden olurlar. Bu sırada oluşan kıvılcımlar elektron ve pozitronun teleskop içinde izlediği yolu gösterir ve gama ışın kaynağının konumunu ve enerjisini belirlemede bu izlerden yararlanılır. Aygıtın tabanında bulunan sodyum iyodür dedektörü elektron ve pozitronları toplar, enerjilerini belirlemede gereklidir (EGRET teleskopu hakkında daha fazla bilgi için bkz. Hughes ve ark. (1980) ve Kanbach ve ark (1988)).



Şekil 2. 3.EGRET kataloğundaki kaynakların galaktik dağılımı

3. EGRET Kataloğu ve Veri Analizi

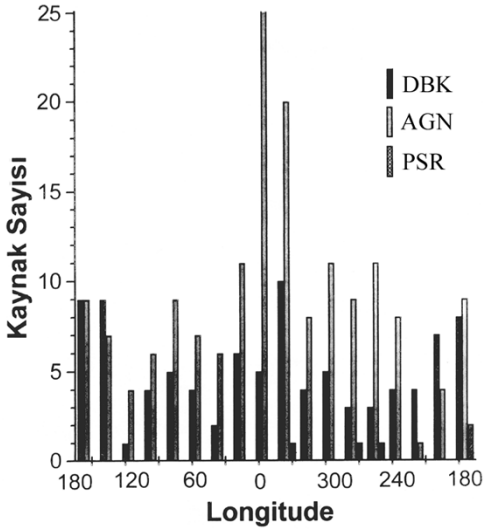
Şimdiye kadar literatürde EGRET verileri ile belirlenen (E>100 MeV) nokta gama ışın kaynaklarını içeren üç katalog yayınlanmıştır. 1.EGRET katalogu Nisan 1991-Kasım 1992 dönemi, 2.EGRET katalogu Nisan 1991-Eylül 1993 dönemi, 3.EGRET katalogu Nisan 1991-Ekim 1995 dönemi verileriyle oluşturulmuştur. 3.EGRET (3EG) kataloğundaki kaynakların özeti istatistiksel olarak Tablo 1.'de verilmektedir. Kaynakların tüm uzaydaki dağılımları, galaktik koordinatlarda Şekil 2'de gösterilmektedir.

Tablo 1. III. EGRET kataloğundaki kaynakların özeti

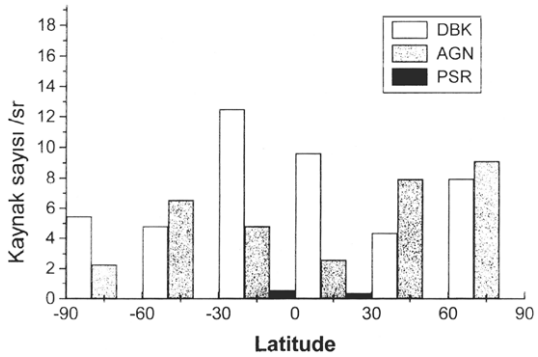
Kaynak Tipi	Kaynak Sayısı	Bilgi
Doğası belirlenemeyen kaynaklar (DBK)	170	75 adedi |b|<10° 95 adedi |b|>10°
Aktif Gökadalar (AGN)	93	66 adedi yüksek güvenilirlikle 27 adedi düşük güvenilirlikle eşleşmiş durumdadır
Atarcalar (PSR)	5	Crab, Vela, Geminga, PSR 1706-44, PSR 1055-52
Güneş Parlaması	1	11 Haziran 1991 deki parlama
Normal Gökada	1	Büyük Macellan Bulutsusu
Radyo Gökada	1	Cen A
Toplam Kaynak Sayısı	**271**	
II. EGRET kataloğunda ise 129 kaynak vardı. Bunlar; 51 AGN, 72 DBK, 5 PSR, 1 Gökada (LMC) ve 1 Güneş parlaması olarak katalogda yer almaktaydı.		

3EG katalogundaki yüksek enerjili gama ışın kaynaklarının yaklaşık %62'si doğası belirlenemeyen kaynaklar (DBK) olarak tanımlanmaktadır. Şimdiye kadar bu kaynaklardan hiçbirisi diğer dalga boylarında bilinen astronomik cisimlerle tam olarak özdeşleştirilememiş yada eşleştirilememiştir. EGRET verileriyle ortaya çıkarılan gizemli konulardan biri olarak bu sorun çözüm beklemektedir. EGRET'in diğer önemli başarılarından biri ise sayıları 50'yi aşan Aktif Galaksiler sınıfında Blazarlar ve BL Lac cisimleri olarak adlandırılan yüksek enerjili kaynakları algılamış olmasıdır.

Bu çalışmada DBK'ın galaktik enlem ve boylamlardaki dağılımlarına bakılarak ve Aktif gökadalar sınıfındaki gök cisimlerinin dağılımları



Şekil 3. 3.EGRET kataloğundaki nokta kaynakların galaktik boylama göre dağılımları



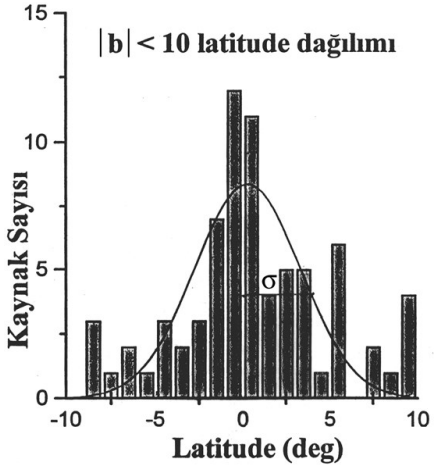
Şekil 4. 3.EGRET kataloğundaki nokta kaynakların galaktik enleme göre dağılımları

ile karşılaştırarak onların yeni bir gama ışın kaynak grubu olarak karakteristik özelliklerinin tanımlanması amaçlanmıştır.

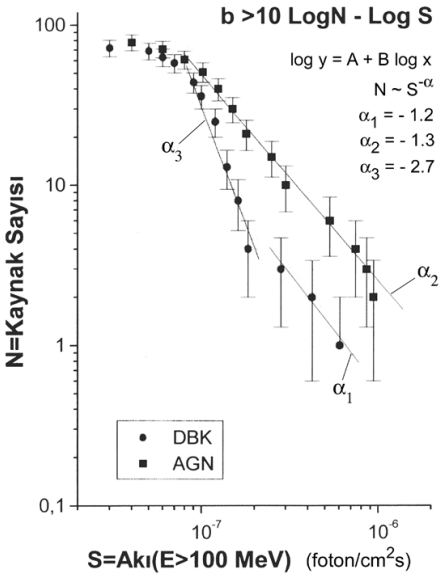
3EG kataloğundaki nokta kaynakların galaktik boylama göre dağılımları Şekil 3'de verilmektedir. Görüldüğü gibi kaynakların galaktik boylamda dağılımları homojen değildir. Samanyolu merkezi yönünde ise DBK'larda görülür bir artış vardır. Şekil 4'de, yine aynı kaynakların galaktik enlem dağılımları gösterilmektedir. Farklı gama ışın kaynaklarının dağılımlarını kıyaslayabilmek için y ekseni katı açı ile normalize edilmiştir. Bu şekilde Galaktik düzlemdeki DBK'ların fazlalığı dikkate değerdir.

Şekil 5'de ise 75 tane DBK'ın 10° lık aralıklarda (|b|<10°) galaktik enlemdeki dağılımı verilmektedir. Bu dağılım kaynakların uzaklıkları hakkında tahmini değerler hesaplayabilmek için kullanılabilir.

Diğer taraftan bu dağılımda |b|<2° aralığında görülen tepe noktası bölgesi, bu kaynakların galaktik kökenli olabileceği varsayımını güçlendirmektedir. Şekildeki normal (Gaussian)



Şekil 5. 75 tane DBK'ın 10° lik aralıklarla (|b|<10°) galaktik enleme göre dağılımı.



Şekil 6. Yüksek enlemlerde (|b|>10°) DBK ve AGN'lerin logN-logS dağılımları.

dağılımda 1σ genişliği yaklaşık 3.1° dir. Galaktik düzlem üzerinde kaynakların dikey dağılımından da minumun ölçek yüksekliği (minimum scale height) 40 pc olursa kaynakların tipik olarak bizden ortalama uzaklığının 700 pc'den daha az olmayacağı gibi bir alt limit uzaklık değeri hesaplanabilir. Tek tek DBK 'nın uzaklıkları bilinmediğinden kaynakların gama ışın ışıma gücü L_γ (luminosity) hesaplamak mümkün değildir. Bununla beraber, bulunan uzaklık değeri kullanılarak, ışıma gücü için bir alt limit değeri, $L_\gamma=4\pi D^2 \langle E\rangle F$ bağıntısıyla ~50 10^{33} erg/s olarak hesaplanabilir. Burada, ortalama akı F=6 10^{-7} foton/cm^2 s, ve ortalama foton enerjisi $\langle E\rangle$ =100 MeV alınmıştır. Bu tahmini uzaklık ve ışıma gücü değerleri daha çok galaktik populasyonlar için uygun rakamlardır. O nedenle |b|<2°

kaynaklarının galaktik kökenli olduğu varsayımı yinelenebilir.

Şekil 6' da yüksek enlemlerde (|b|>10°) DBK ve AGN'lerin logN-logS dağılımları elde edilmiş ve karşılaştırılmıştır. AGN'lerin akılarının ortalama DBK'lardan daha yüksek olduğu görülmektedir. AGN'lerin logN-logS dağılımları $N \sim S^{-1.3}$ formunda görülmesine karşın DBK iki grupta dağılım göstermektedir; düşük akı değerleri ($S<2x10^{-7}$)$N \sim S^{-2.7}$ ve yüksek akı değerleri ise $N \sim S^{-1.2}$ formundadır. Bilindiği gibi teorik olarak aynı tür -ışıma güçleri aynı olan- kaynaklar için logN-logS çizimi, uzayda tekdüze (uniform) dağılımlar için $S^{-3/2}$ değerini vermektedir. (Özel & Thompson 1996). Bu durumda yüksek akı değerlerine sahip DBK'ların büyük bölümünün veya hepsinin AGN'ler gibi ekstragalaktik kökenli, düşük akılı DBK'ların ise galaktik kökenli olma olasılıkları yüksektir.

4. Sonuçlar

3EG katalogunda bulunan toplam 170 DBK'ın 75'i düşük enlemlerde (|b|<10°) ve 96'sı yüksek enlemlerde (|b|>10°) olup bu kaynakların bilinen diğer kaynaklarla tam olarak eşleştirilmesi henüz yapılamamıştır.

Nokta kaynakların LogN-LogS dağılımı yüksek enlemlerdeki DBK'lardan yüksek akıya sahip olanlar daha çok samanyolu dışı kaynaklar olabileceğini gösteriyor. Bunlar EGRET tarafından şimdiye kadar gözlenemeyen tipte AGN'ler olabilir. Düşük akılıların ise önemli bir miktar galaktik katkı içermeleri mümkündür.

Düşük enlemlerde DBK'ın tahmin edilen ışıma gücü değeri EGRET tarafından gözlenen pulsarların (Geminga hariç) ışıma gücü değerleri aralığındadır ($0.2\ 10^{34}$ - $4\ 10^{34}$ erg/s). Bu durumda genç pulsarlar DBK'lar için iyi birer aday olabilirler. Şekil 3'de görülen Samanyolu merkezi yönündeki göreli artış da bunların önemli bir kısmının samanyolu içi kaynak olduğuna işaret etmektedir. Yapılan diğer çalışmalar ise OB yıldızlarının ve süpernova kalıntılarının DBK'ların bilinen kaynaklarla özdeşleştirilmesinde olası adaylar olduklarına işaret etmektedir (Espesito ve ark. 1996, Mukherjee ve ark. 1995, Özel & Thompson 1996, Kaaret & Cottam 1996).

CGRO'nin gözlemleri devam ettikçe sonraki kataloglarda daha fazla sayıda DBK yer alacaktır. Belki de DBK'larının belirlenmesinde 2005 yılında uzaya gönderilecek olan yüksek enerjili yeni gama ışın teleskopu GLAST, belirleyici olacaktır.

Kaynaklar

Esposito J.A. ve ark.,1996, *ApJ*, **461**, 820

Fichtel, Trombka, 1997, *NASA Ref. Pub.*, "Gama-Ray Astrophysics"

Hartman R.C., 1999, *ApJS*, (baskıda)

Hughes E.B., ve ark.,1980, *IEEE Trans. Nucl. Sci*., **NS-27**, 364

Kaaret P., Cottam J., 1996, *ApJ*, **462**, L35

Kanbach G., ve ark., 1996, *A&AS*, **120**, 461

Kanbach G., 1988, *SpSciRev*, **49**, 69

Mukherjee R., et al., 1995, *ApJ*, **441**, L61

Özel M.E., Thompson D.J., 1996, *ApJ*, **463**, 105

(Çağrılı Tebliğ)

Beyaz Cüce Sismolojisi

M. Can AKAN

Ege Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100 Bornova-İzmir
e-mail: cakan@astronomy.sci.ege.edu.tr

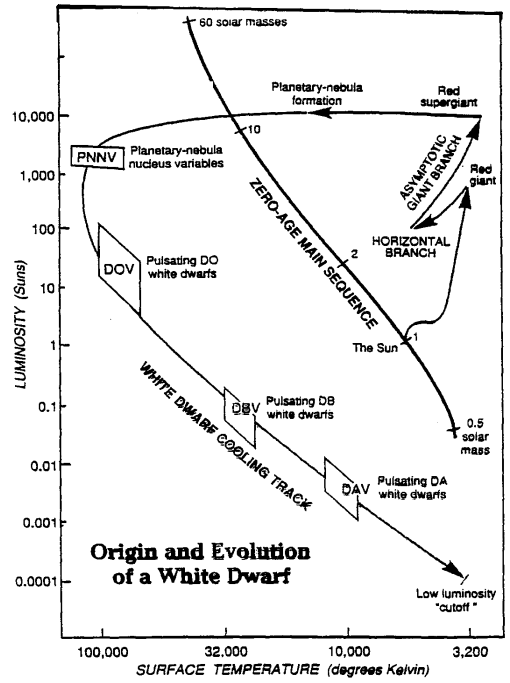
ÖZET: Genellikle ~8-10$M_{\odot}$ den daha küçük kütleli yıldızların evrimlerinin son aşaması olan beyaz cüceler (Romanishin & Angel 1980; Weidemann & Koester 1983; Iben 1991) merkezlerinde çekirdek tepkimeleri yoluyla erke üretmezler ve evrimleri esas olarak zamanla soğuma biçiminde gerçekleşir. Daha önceki evrimlerinin ve çok yüksek değerde çekim ivmelerine sahip olmalarının bir sonucu olarak C ve O gibi ağır elementler merkezde yer alırken H ve He gibi hafif elementler daha dış bölgelerde toplanmıştır. Böylesi bir *çekimsel katmanlaşma* (=gravitational settling) bu yıldızlarda gözlenen hemen hemen saf yüzey bileşiminden doğrudan sorumludur. Beyaz cüce evriminde bugün için en az anlaşılan noktalardan birisi de farklı yüzey bileşimine sahip türlerin oluşum sürecidir. Beyaz cüce evriminin erken aşamaları yüksek ışıtma, giderek artan yüzey çekim ivmesi, yüksek etkin sıcaklık ve o nedenle göreli olarak hızlı soğuma ile karakterize edilir ki bu da onların özelliklerinin geleneksel anlamdaki tayfsal gözlemlerle duyarlı olarak belirlenebilmesini güçleştirir. Ancak belirli etkin sıcaklık değerlerine sahip birçok beyaz cücenin *nonradyal çekim modlarıyla* (= nonradial *g*-modes) zonkluyor olması onların fiziksel yapılarının günümüzde *yıldız sismolojisi* (=asteroseismology) yoluyla duyarlı olarak belirlenebilmesini olası kılmaktadır. Gözlenen zonklama frekanslarının uygun modellere ilişkin kuramsal frekanslarla karşılaştırılması bize bu yıldızların iç yapıları üzerine ayrıntılı bilgiler sunmaktadır. Ayrıca gözlenen frekansların zamanla değişimi bize yıldızın evrimi üzerine de bilgiler verir. Beyaz cüceler içlerinde yıldız oluşum ve evriminin arkeolojik kayıtlarını taşıdıkları için tüm bunlara ek olarak yıldızın geçmiş yaşamı ve oluşumu üzerine bilgi sahibi olabildiğimiz gibi en soğuk (en yaşlı) beyaz cücelerin yaşlarının duyarlı bir biçimde belirlenmesi bize gökada diskinin yaşına ilişkin bir fikir verecektir.

1. Giriş

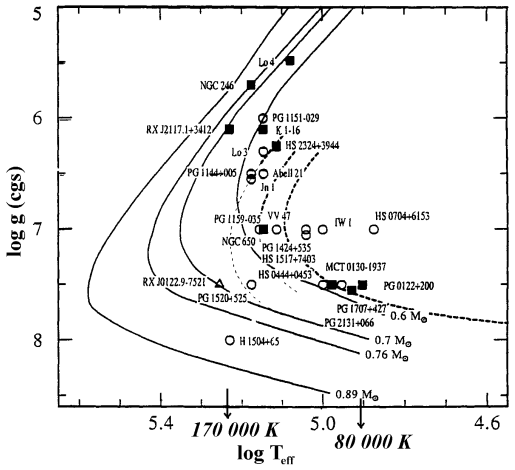
Farklı bazı yaklaşımların da varlığına karşın günümüzde beyaz cücelerin H-R (=Hertzsprung-Russell) diagramında *asimptotik dev kolundaki* (=Asymptotic Giant Branch=AGB) evrimlerini tamamlayarak daha ileri evrim aşamasına ulaşmış yıldızlar olduğu görüşü ağırlık kazanmıştır. AGB aşamasında önemli miktarda kütle kaybeden yıldız hemen hemen sabit bir ışıtmada ve hızla (~10^4 yıl) daha yüksek etkin sıcaklıklara doğru evrimleşir ve daha sonra bir beyaz cüce olarak yaşamına devam eder. Bu aşamada kütle kaybı sonucu ortaya çıkmış olan sıcak merkez bölgesi (~170000K) uzaya dağılmakta olan yıldız maddesini aydınlatarak gezegenimsi bulutsu olarak bilinen cisimlerin oluşmasına neden olur. Yüzeyine yakın bölgelerde devam etmekte olan son çekirdek tepkimelerinin de bitmesiyle yeni doğmuş olan beyaz cüce, bir yıldız olarak evriminin en son bölümüne adım atmış olur.

Tek bir zonklayan beyaz cücenin sahip olduğu zonklama modlarının sayısı diğer tür yıldızların sahip olduklarından oldukça fazla olduğu için beyaz cüce sismolojisi bu yıldızların iç yapıları ve evrimleri üzerine oldukça güvenilir bilgiler vermektedir. Zonklayan beyaz cücelerin üç grubu H-R diagramında oldukça geniş bir ışıtma ve sıcaklık aralığını kapladığı için (Şekil 1) böylesi yozlaşmış yıldızların beyaz cüce öncesi dönemlerinden başlayarak yaşamlarının sonuna değin evrimlerini büyük bir duyarlıkla belirleyebiliriz. Şekil 1'de görüldüğü gibi zonklayan beyaz cüceleri içeren bu üç ana grup PWD (= Pre-White Dwarf; PNNV ve GW Vir ya da DOV) yıldızları, DBV (helyum zarf) yıldızları ve DAV (hidrojen zarf) yıldızlarını içerir. Beyaz cüce evriminin en hızlı olduğu PWD aşaması (başlıca soğuma ve büzülme) ayrıntılı bir biçimde Şekil 2' de görülmektedir. Bu evrim aşaması o denli hızlıdır ki yıldız ~170000K sıcaklıktan ~80000K sıcaklığa, log$g$=6 yüzey çekim ivmesinden log$g$=8 yüzey çekim ivmesine ve L_*~$10^3 L_{\odot}$ ışıtma değerinden L_*~$1L_{\odot}$ ışıtma değerine ~5x10^5 yılda ulaşmaktadır. Yıldızın bu aşamadan sonraki evrimi ise göreli olarak çok daha yavaştır.

Yüzey bileşimleri gözönüne alındığında beyaz cücelerin oldukça yalın bir sınıf oluşturduğu görülür (Çizelge 1). Bunun ana nedeni beyaz cüce oluncaya kadar geçirdikleri evrim ve sahip oldukları güçlü çekim alanlarıdır.



Şekil 1. Zonklayan beyaz cücelerin H-R diagramındaki yerleri (Nather & Winget 1992).



Şekil 2. PWD yıldızlarının logg-logT_e diagramındaki yerleri (Dreizler 1998). Sürekli çizgiler ile verilen evrim yolları Wood & Faulkner (1986)'den, kesikli çizgilerle verilenler ise Gautschy (1997)'den alınmıştır.

Çizelge 1. Beyaz cüce tayf sınıflaması (Dehner 1996).

Tür	T_e	Özellik
DA	<80000	H çizgileri
DB	<30000	HeI çizgileri
DO	>47000	HeII çizgileri
DC	<5000	Çizgisiz
DQ	<10000	Karbon
DZ	tüm sıcaklıklar	Metal
DAV (ZZ Ceti)	10000-13000K	Zonklama
DBV (GD 358)	24000-27000K	Zonklama
DOV (GW Vir)	>80000	Zonklama

PWD yıldızlarının sınıflandırılmasında sözedilmesi gereken başka bir nokta da PG 1159 adlandırmasıdır. PG 1159 adlandırması eskiden tüm PWD yıldızlarına (zonklayan+zonklamayan) ilişkin tayfsal bir sınıf adı olarak kullanılıyordu. Ancak günümüzde PG 1159 adlandırması zonklamayan PWD (PNN+DO) yıldızlarına ilişkin tayf sınıflamasını belirtirken, bu sınıfın zonklayan üyeleri GW Vir yıldızları olarak anılmaktadır. Ayrıca gezegenimsi bulutsu çekirdeği olmayan PG 1159 yıldızları ise *çıplak* PG 1159 *yıldızları* (= naked PG 1159 stars) olarak adlandırılırlar.

Beyaz cücelerin iç yapılarını sismolojik yoldan çalışmak bugün için astrofiziğin henüz çözemediği bazı önemli sorunlara ışık tutacaktır. Örneğin eğer beyaz cücenin merkezindeki C/O oranını belirleyebilirsek yıldızın daha önceki evrim aşamasında gerçekleştirdiği $^{12}C(\alpha,\gamma)^{16}O$ tepkime miktarını belirleyebiliriz (Caughlan & Fowler 1988). Ayrıca yüzeydeki helyum ve hidrojen miktarının belirlenmesi yıldızın AGB'den hangi aşamada ayrıldığını (herhangi bir termal puls sırasında; ona çok yakın; ya da iki termal puls arasındaki sakin kabuk hidrojen yanması sırasında) anlamamıza ek olarak bu evrim aşamasında ne miktarda kütle kaybettiğini belirleyebilmemize de olanak sağlar (Iben 1989; D'Antona & Mazzitelli 1991). Bu da beyaz cüce oluşumu öncesinde yıldızların bu son evrim basamaklarını nasıl yaşadıklarını daha iyi anlamamızı ve modelleyebilmemizi olası kılacaktır.

Yüzeydeki helyum ve hidrojen miktarının sismolojik yoldan belirlenmesi ayrıca beyaz cüce soğuma kuramının önemli bir girdisi üzerine açıklık getirecek ve böylece *beyaz cüce ışıtma fonksiyonu* (=white dwarf luminosity function) yoluyla gökada diskinin yaşının belirlenmesindeki belirsizlik azalacaktır (Winget et al. 1987; D'Antona & Mazzitelli 1991). Beyaz cüce sismolojisi yoluyla ayrıca yıldıza ilişkin elde edebileceğimiz bilgiler şunlardır: beyaz cücenin kütlesi, sahip olduğu katmanların kalınlıkları ve bu katmanlar arasındaki geçiş bölgelerinin yerleri ve kalınlıkları, yıldızın dönme dönemi, manyetik alanı, zonklama simetri ekseninin bakış doğrultumuzla yaptığı açı ve uzaklık.

Beyaz cücelerin daha iyi anlaşılmasına yardımcı olması bakımından bundan sonraki bölümde ilk olarak küçük ve orta kütleli yıldızların evrimlerinin ileri aşamaları ve beyaz cüce oluşumu kısaca ve nitel olarak ele alınacak ve daha sonra zonklayan beyaz cücelerin yıldız sismolojisi yoluyla incelenmesiyle yukarıda kısaca değinilen çeşitli bilgilerin nasıl elde edilebileceği sunulacaktır.

2. Küçük ve Orta Kütleli Yıldızların Evrimlerinin İleri Aşamaları

Merkezinde hidrojen yanması sona eren bir yıldız çekim gücüne karşı koyacak basınç gradiyentine sahip olamayacaktır. Yıldızın merkez bölgeleri göreli olarak hızlı bir biçimde çökmeye başlayacak ve açığa çıkan çekim potansiyel erkesi de iç sıcaklığın artmasına yol açacaktır. Merkez bölgesini çevreleyen ince bir kabuk içerisinde hidrojen yanmasının gerçekleştiği bu durumda yıldız H-R diagramında anakoldan ayrılmış olacak ve hemen hemen sabit bir ışıtma ile daha düşük sıcaklıklara doğru evrimleşecektir. Daha sonra zarfta konveksiyonun giderek daha önemli duruma gelmesi ve iç bölgelere doğru derinleşmesiyle erke yüzeye daha kolay taşınmaya başlanacak ve sıcaklıktaki düşüş sona erecektir. Derin iç bölgelere kadar ulaşabilen konveksiyonla ayrıca "birinci" *dredge-up* başlayacak ve yıldız maddesi bu yolla karıştırılmaya başlanacaktır (Becker & Iben 1979; Iben 1991). Bu noktadan itibaren yıldız hemen hemen sabit bir sıcaklıkta daha yüksek ışıtmalara doğru ilerleyecektir. Yüzey sıcaklığı anakolda olduğundan daha düşük ve yarıçapı daha büyük olan yıldız evriminin bu aşamasında *kırmızı dev koluna* (Red Giant Branch=RGB) girmiş olur ve kırmızı dev olarak adlandırılır. Bu aşamadan sonraki evrim yıldızın kütlesine bağlı olarak değişik olacaktır. ~8-10$M_{\odot}$ den daha büyük başlangıç kütlesine sahip yıldızlarda merkez koşulları sırasıyla demire kadar olan elementleri üretebilecek yetenektedir ve sonuçta yıldız TipII süpernovası olarak patlar.

Başlangıç kütlesi ~8-10$M_{\odot}$ den daha küçük kütleli yıldızlarda evrimin nasıl gelişeceği ise yıldızın bu aşamada çekim gücüne karşı ne biçimde karşı koymakta olduğuna bağlıdır. ~2.2-2.3$M_{\odot}$ den daha büyük kütleye sahip yıldızlar helyum yanması başlangıcında çekim gücüne karşı *ideal gaz basıncı* ile karşı koymaktadırlar (Iben & Renzini 1983). Sakin bir biçimde helyum yanmasının başlamasıyla yeni bir erke kaynağına kavuşan yıldızda çökme duracak ve yıldız hidrojen yakmakta olduğu anakoldakine benzeyen, göreli olarak sakin bir evrim aşamasına ulaşacaktır.

~2.2-2.3$M_{\odot}$ den daha küçük kütleli yıldızlarda ise helyum, RGB'nin üst ucunda, çekim gücüne karşı *ideal gaz basıncı* ile değil *yozlaşmış elektron basıncı* ile karşı koymakta olan bir merkez bölgesinde yanmaya başlar ve bu olay *helium flash* olarak adlandırılır. Böylesi bir ortamda başlayan helyum yanması sonucu açığa çıkan erke yozlaşmış maddeden kaynaklanan basıncın sıcaklıktan çok yoğunluğa bağlı olması nedeniyle, en azından başlangıçta, merkez bölgesinin genişlemesine yol açmayacaktır. Ancak artan sıcaklık erke üretim miktarını arttıracak ve bu da sıcaklığın daha da yükselmesine yol açacaktır. Bu koşullar altında sıcaklık ve erke üretim miktarı artışı arasındaki tırmanma süreci yeterince yükselen sıcaklığa bağlı olarak yozlaşmanın ortadan kalkmasına kadar sürecektir. Hesaplamaların gösterdiği gibi böylesi koşullar altında ve dakikalar mertebesinde gerçekleşen *helium flash* olayı (Cole & Deupree 1980, 1981) sonucu yıldızların parçalanmaktan nasıl kurtulabildiği merak konusudur. Ancak küresel kümelerde de gözlediğimiz gibi *helium flash* aşamasını yaşamış böylesi küçük kütleli *yatay kol* (Horizontal Branch=HB) yıldızlarının varlığı yıldızların bu aşamadan emniyetli bir biçimde geçebildiklerine işaret etmektedir. Merkezde helyum yanmasının başlaması sonucu yeterince yükselen sıcaklıkla birlikte *normal gaz basıncının* tekrar sözkonusu olması merkez bölgesini yeterince genişletecek ve yıldız yeniden bir dengeye ulaşacaktır. Bu aşamada helyum yanması yukarıda tartışılan daha büyük kütleli yıldızlardakine benzer biçimde sürecek ve merkez bölgesiyle zarf arasındaki geçiş bölgesinde yer alan kabuk hidrojen yanması da ek bir erke sağlayacaktır. Bu aşamada yıldız H-R diagramında HB'deki yerini almıştır. Helyum yanmasının göreli olarak fakir erke üretimi ve yıldızın sahip olduğu yüksek ışıtma nedeniyle HB ömrü anakol ömründen oldukça kısadır. Örneğin tipik bir 1$M_{\odot}$ kütleli yıldız anakolda yaklaşık olarak 10^{10} yıl (toplam çekirdek tepkime yaşantısının ~%90'ı) kalırken HB üzerinde yalnızca ~10^{8} yıl kalabilmektedir.

Merkezinde helyumu da tüketen yıldız artık AGB evrim aşamasına doğru yola çıkacaktır. Bu aşamada merkezde helyum, çekirdek tepkimeleri sonucu karbon ve oksijene dönüştükten sonra merkez bölgesi tekrar büzülmeye başlayacak, zarf genişleyecek, kabuk hidrojen yanmasının başladığı daha önceki duruma benzer olarak C/O merkez bölgesinin etrafında kabuk helyum yanması yer alacak ve yıldız AGB olarak adlandırılan evrim aşamasına ulaşacaktır. Yıldız AGB'ye tırmandıkça zarftaki konveksiyon tekrar iç bölgelere doğru derinleşmeye başlayacak ve bunun sonucu olarak "ikinci" *dredge-up* başlayacaktır. Merkez sıcaklığı karbon ve oksijeni yakabilecek kadar yükselemediği için merkez sıkışması RGB'dekinden daha fazla olacak ve ayrıca yarıçap ve ışıtma da daha önceki evrim aşamalarında ulaşılmamış değerlere yükselecektir.

AGB evrim aşaması yıldızın evriminin sonlarının yaklaştığına işaret etmektedir. AGB evriminin en önemli süreçlerinden birisi büyük

miktarlardaki kütle kaybıdır. Başlangıç kütleleri ~8-10$M_{\odot}$ e kadar olan yıldızların beyaz cüce oluşturdukları ve beyaz cücelerin büyük çoğunluğunun kütlelerinin ~0.6$M_{\odot}$ yöresinde dağıldığı gözönüne alındığında AGB evrimi sırasındaki kütle kaybının hangi boyutlarda olduğu görülebilir. Yapılan çalışmalar yıldızların AGB evrim aşamasında ~$10^{-5}M_{\odot}$/yıl değerlerine ulaşan kütle kayıpları gerçekleştirebildiklerini göstermektedir (Loup et al. 1993). Öte yandan Bowen ve Wilson (1991) tarafından yapılan modellerde AGB evrimi sırasında büyük genlikli zonklamalar ile başlatılan kütle kaybının kaçınılmaz olarak nasıl bir *süper rüzgara* (=superwind) dönüştüğü görülmektedir. Bu araştırmacıların modelleri *süper rüzgarın* giderek ne denli büyük boyutlara ulaşabileceğini ve AGB evrimini sona erdirebileceğini de göstermektedir.

AGB evrimi iki ana aşamaya ayrılır (Iben & Renzini 1983; Iben 1991): "*erken* AGB" (E-AGB) ve "*termal puls* AGB" (TP-AGB). E-AGB sırasında yıldızın ışıtmasının büyük bölümü kabuk hidrojen yanmasından sağlanır. Hidrojen yandıkça oluşan helyum alttaki katmanda depolanır ve bir süre sonra yoğunluğu yeterince artan ve bir ölçüde yozlaşmış olan helyum katmanının tabanında yanma başlar. Bu yanma *termal puls* olarak bilinir. Termal puls sırasında açığa çıkan erke helyum katmanın genişlemesine neden olur ve üstteki hidrojen kabuk da dışarıya doğru genişlemeye zorlanarak bir süre için hidrojen yanması sona erdirilir. Helyum yanması sonucu oluşan karbon, alttaki giderek yozlaşan merkez bölgesinde depolanır. Genişleme sonucu yeterince soğuyan helyum katmanındaki yanma sona erer ve hidrojen kabukta yanma tekrar başlar. Böylesi termal pulslar sırasında C/O merkez bölgesinin kütlesi arttırılmış olur ve yukarıda sözedilen miktarlardaki kütle kayıpları gerçekleşir.

Yozlaşmış bir C/O merkez bölgesine ve kabuk hidrojen yanmasına sahip bir yıldızın (AGB evrim aşaması) ışıtması ile merkez bölgesi kütlesi arasında;

$$\frac{L_*}{L_\odot} \approx 6x10^4\left(\frac{M_c}{M_\odot} - 0.5\right) \qquad (1)$$

ilişkisi vardır (Paczynski 1970). Burada M_c merkez bölgesinin kütlesidir. Bu *merkez bölgesi kütlesi – ışıtma* ilişkisi çok büyük ışıtmalı AGB yıldızları dışında geçerlidir (Blöcker & Schönberner 1991). Bu nedenle bir yıldızın AGB üzerindeki yeri toplam kütleye değil, merkez bölgesi kütlesine bağlıdır ve merkez bölgesi ile zarfın evrimleri büyük ölçüde birbirinden bağımsızdır. Yeterli miktarda kütle kaybeden yıldız sıcak merkez bölgesinin giderek ortaya çıkmasıyla AGB'den ayrılarak H-R diagramında daha sıcak bölgelere doğru yol alır. Birçok beyaz cücenin bu yolla oluştuğu görüşü günümüzde kabul görmektedir. Paczynski (1970), Iben & Tutukov (1984) ve Schönberner (1983) tarafından yapılan modeller AGB sonrası evrim sonucu beyaz cücelerin nasıl oluştuğunu göstermektedir.

Ancak daha önce de belirtildiği gibi beyaz cüce oluşumunda bir başka kanalın daha varlığı tartışılmıştır. Buna göre zarfı yeterince kütleye sahip olmayan bazı yıldızlar AGB'ye tırmanamamakta ve *altcüce* (sub-dwarf=sd) evresinden geçerek beyaz cüce oluşturmaktadırlar (Vauclair & Liebert 1987). Bundan başka Dorman, Rood & O'Connell (1993) ve diğer bazı araştırmacılar bu sürece ilişkin evrim yollarını da vermişlerdir. Bu biçimde oluşan beyaz cüceler küçük kütleli (0.50-0.55$M_{\odot}$) grubu oluştururlar ve bu oluşum biçiminin toplam beyaz cüce popülasyonuna katkısının önemli olmadığı düşünülmektedir.

Bir PWD yıldızının görünüşü onun AGB'den termal puls sürecinin hangi aşamasında ayrıldığına bağlıdır. Eğer yıldız AGB'den termal pulslar arasındaki sakin kabuk hidrojen yanması aşamasında ayrılmışsa bu yanma gezegenimsi bulutsu aşamasında da bir süre devam edecek ve kabuk yeterince incelip soğuyunca hidrojen yanması sona erecek ve yıldız hidrojen zarfa sahip bir DA beyaz cücesi olacaktır.

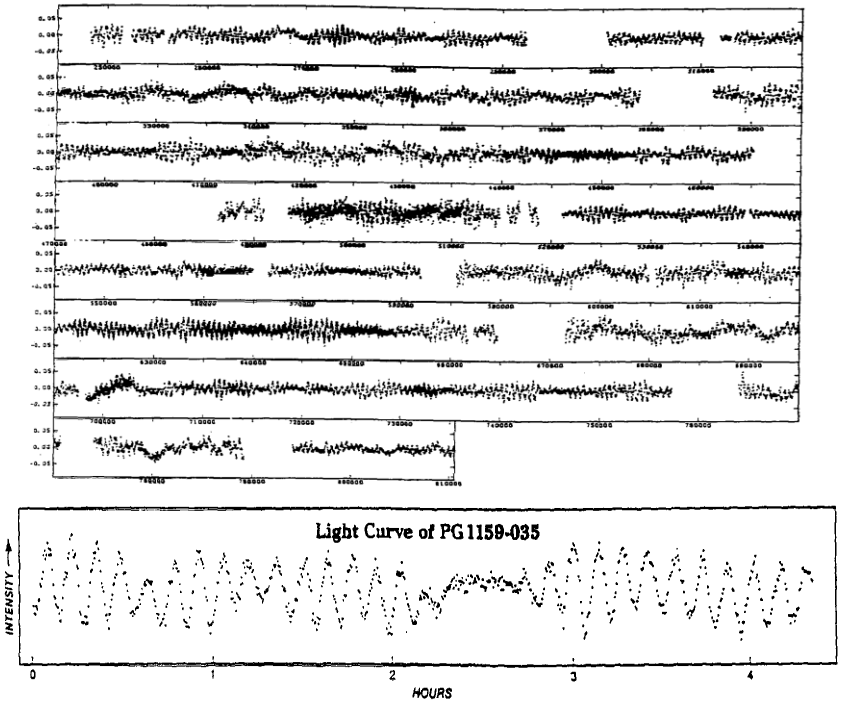
Eğer yıldız AGB'den kabuk hidrojen yanmasının durduğu termal puls sırasında ayrılmışsa hidrojence zengin tüm zarfını kaybedebilir ve helyum katman ortaya çıkabilir. Bu durumda yıldız helyumca zengin bir DB beyaz cücesi olacaktır.

Ancak eğer yıldız AGB'den termal puls evresine yeterince yakın bir anda ayrılmışsa son bir kabuk helyum flaşı gezegenimsi bulutsu aşamasında ya da ondan sonra gerçekleşebilir ve yıldız bu durumda kısa bir süre için tekrar AGB'ye geri dönebilir. Bu sırada meydana gelebilecek son bir kütle fırlatımı tüm hidrojen zarfı ve bir miktar da helyumu uzaya atabilir. Bu durumda oluşan beyaz cüce karbon ve oksijen bakımından zengin olacaktır.

Iben (1984)'e göre bir AGB yıldız modeli yaşamının ~%80'ini sakin kabuk hidrojen yanması ile geçirmektedir. O nedenle DA beyaz cüceleri toplam beyaz cüce popülasyonunun ~%80'ini oluşturmalıdır ki bu oran gözlemlerle uyum sağlamaktadır.

3. Zonklayan Beyaz Cüce Türleri

Zonklayan beyaz cüceler zonklamaları dışında diğer beyaz cücelerden temelde farksızdırlar.



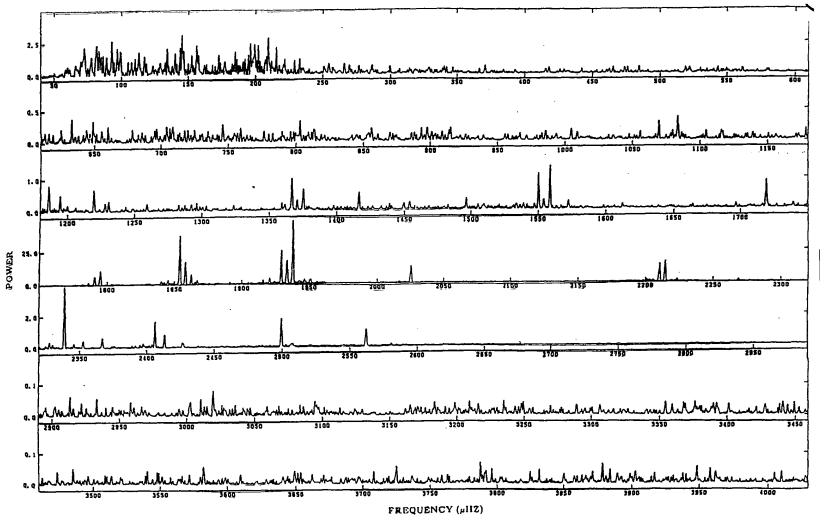
Şekil 3. PWD türü zonklayan PG 1159-035 (GW Vir) yıldızının WET tarafından elde edilen ışık eğrisinin merkezi altı günlük bölümü (üstte). Yatay eksen saniye biriminde zamanı, düşey eksen ise kesirsel yeğinliği göstermektedir (Winget et al. 1991). PG 1159-035 yıldızının ışık eğrisinin 4.5 saatlik bir bölümü (altta). Burada görülen karmaşık yapı farklı dönemlerdeki birçok zonklama modunun üstüste binmesinden kaynaklanmaktadır (Nather & Winget 1992).

Zonklama, sahip olunan sıcaklıkla doğrudan ilişkili olduğu için hemen hemen tüm beyaz cüceler evrimleri boyunca belli sıcaklık aralıklarına geldiklerinde zonklayacaklardır. O nedenle zonklayanlar üzerine öğreneceğimiz bilgiler tüm beyaz cüce popülasyonu için geçerli olmalıdır. Şekil 3'te PWD türü zonklayan beyaz cüce GW Vir (= PG 1159-035)'in ışık eğrisi ve Şekil 4'te ise bu ışık eğrisine ilişkin *"power spectrum"* görülmektedir.

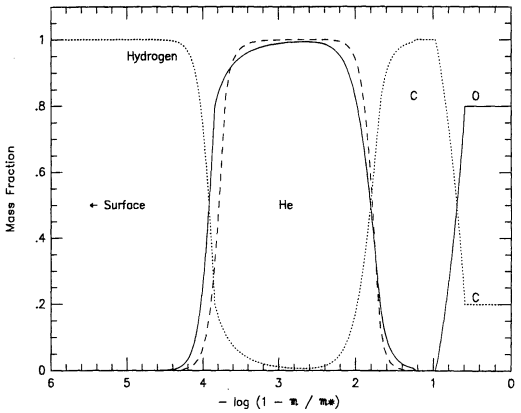
Şimdi zonklayan beyaz cücelerin üç grubunun temel özelliklerine değinelim.

3.1. DAV Yıldızları

DAV yıldızları yüzeylerinde ince bir hidrojen katmana sahiptirler. Hidrojen katmanın altında helyum bir katman ve onun da altında karbon ve oksijenden oluşmuş çekirdek bölgesi yer almaktadır (Şekil 5). ZZ Ceti yıldızları olarak da bilinen DAV yıldızlarının ilk üyesi (HL Tau 76) Landolt (1968) tarafından keşfedilmiştir. Landolt bu yıldızın parlaklığının birkaç dakika içerisinde dönemli bir değişim gösterdiğini bulmuştur. Daha sonra yapılan analizler bu değişimlerin nedeninin



Şekil 4. PG 1159-035 yıldızının ışık eğrisine ilişkin "power spektrum" (Winget et al. 1991).



Şekil 5. DAV yıldızlarına ilişkin modellerde kullanılan kompozisyon profili. Sürekli çizgi normal modellerde kullanılan helyum bolluğu profilini, kesikli çizgi ise ince H/He ve/veya ince He/C kompozisyon geçiş bölgelerine sahip modellerdeki helyum bolluğu profilini göstermektedir. Bu model $0.75M_*$ dışarıya kadar tümüyle oksijen olup $0.90M_*$ yöresinde tümüyle karbona dönüşmektedir (Bradley 1996).

g-mod zonklamalar olduğunu ortaya koymuştur (Chanmugam 1972; Warner & Robinson 1972; Osaki & Hansen 1973). DAV yıldızları yaklaşık olarak 11000-13000*K* derece sıcaklık aralığında yer alırlar (Greenstein 1984; Weidemann & Koester 1984; Bergeron, Wesemael & Fontaine 1992). Bugün için sayıları yirminin üstündedir. Tayfsal yolla ölçülen logg (~8) ve T_e değerlerinden elde edilen kütleleri $0.56M_\odot$ yöresinde kümeleşmektedir. Işıtmaları ise $0.01L_\odot$ değerinden küçüktür.

DAV yıldızlarının zonklama dönemleri 100-1200s aralığındadır ve azalan etkin sıcaklıkla birlikte dönemler uzama ve genlikler de büyüme eğilimindedir (Clemens 1994). Bunun nedeni yıldızların soğumasıyla birlikte *zonklamaları sürdüren bölgenin* (=driving zone) daha uzun zaman ölçeklerine doğru, yani yıldız içerisinde daha derinlere doğru çökmesidir (bkz.. Bölüm 4.2). Bu durumda (3) denklemine göre dönemlerin uzaması gerekmektedir (m_{dz} niceliği büyüdüğü için). Zonklamaları sürdüren bölge derinlere doğru indikçe bu bölge üzerindeki m_{dz} madde miktarının artması ayrıca *işe* çevrilmesi gereken ısı erkesinin de büyümesini gerektirmektedir. Bu da daha soğuk üyelere gidildikçe büyüyen zonklama genliklerini açıklamaktadır (Robinson 1979; McGraw 1980; Winget & Fontaine 1982).

DAV yıldızlarının zonklamalarından konveksiyon bölgesinin tabanında yer alan hidrojen iyonlaşması sorumlu tutulmaktadır (McGraw 1977; Dolez & Vauclair 1981; Winget 1981). Bu mekanizma gözlenen dönemleri üretebilmekle birlikte DAV kararsızlık kuşağının gözlenen soğuk kenarını üretmekte başarılı görülmemektedir. Bir başka deyişle bu mekanizma bir DAV yıldızının yaşamının hangi aşamasında zonklamaları sona erdireceğini önermede yetersiz kalmaktadır.

İlk olarak Brickhill (1983) tarafından önerilen bir kuramsal çalışmaya dayanarak Wu (1998), DAV yıldızlarında zonklamaların uyartılmasını konveksiyon bölgesinin tabanındaki hidrojen iyonlaşması yerine doğrudan konveksiyon bölgesine bağlamaya çalışmıştır. Wu, DAV yıldızları ile ilişkili olarak geleneksel κ-γ mekanizmasının bazı sorunlarına dikkat çekmiştir. Buna göre zonklamaları sürdüren bölgedeki termal zaman ölçeği gözlenen dönemlerden oldukça kısadır. Bu bölge iç bölgelerden kaynaklanan radyatif sönümlendirme etkisinin üstesinden gelemeyecek denli incedir. κ-γ mekanizması ile ilgili çoğu yaklaşımlar zonklama sırasında konvektif akının sabit tutulmasını gerektirmektedir ki bu varsayım Brickhill (1983, 1991a,b) tarafından gösterildiği gibi doğru değildir. Wu, Brickhill tarafından öne sürülen *konveksiyon bölgesinin geri kalan kısmının, tabanındaki uyartma nedeniyle akıdaki değişime anında yanıt verdiği* varsayımına dayanarak zonklamalardan konveksiyon bölgesinin tabanının sorumlu olduğunu göstermiştir. Bu yaklaşımın en önemli yanlarından biri DAV kararsızlık kuşağının gözlenen mavi ve kırmızı kenarlarını oldukça iyi belirleyebilmesidir. Ancak bugün için bu yıldızların zonklamalarından başlıca hidrojen iyonlaşmasının sorumlu olduğu düşünülmektedir.

Brickhill ve Wu tarafından geliştirilen zonklamaların konveksiyona bağlı olarak uyartılması yaklaşımını PWD yıldızlarına uygulamak olanaksız görünmektedir. Bunun ana nedeni PWD yıldızlarının çok önemsiz konveksiyon bölgelerine sahip olmaları ya da hiç sahip olmamalarıdır.

3.2. DBV Yıldızları

DAV yıldızlarında zonklamaların uyartılmasından büyük ölçüde hidrojen iyonlaşmasının sorumlu olduğu fikrinden sonra Winget (1981) DB beyaz cücelerinde helyum iyonlaşmasının benzeri bir uyartmaya yol açabileceğini gösteren modeller üretmiştir. Helyum, hidrojene göre daha yüksek iyonlaşma erkesi gerektirdiğinden benzer dönemlerde zonklamaların uyartılabilmesi için daha sıcak atmosferler sözkonusu olmalıdır. Buna göre Winget, değişen DB yıldızlarının 20000-30000*K* derece sıcaklık aralığında aranması gerektiğini önermiştir.

Çok geçmeden Winget et al. (1982) etkin sıcaklığı 24000*K* derece yöresinde olan DB beyaz cücesi GD 358 yıldızında zonklamaların varlığını bulmuştur. Bilinen DBV yıldızlarının sayısı

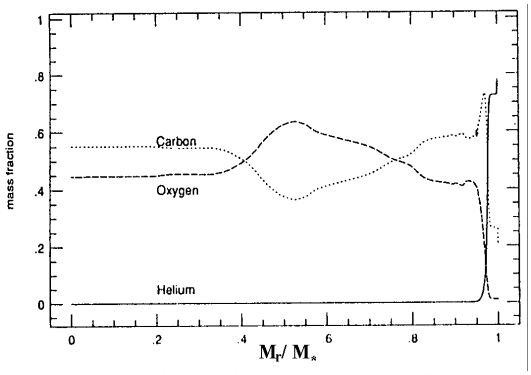
günümüzde on yöresindedir ve 24000-27000K derece sıcaklık aralığında yer alırlar. DBV yıldızları DAV yıldızlarından daha büyük ışıtmalara (~0.1-0.03$L_{\odot}$) sahiptirler. Yüzeyleri tümüyle helyum kaplı olan bu yıldızlarda hidrojen çizgilerine rastlanmamaktadır. Sayıları görece az olduğu için grup özellikleri DAV türü zonklayan beyaz cücelerde olduğu güvenilirlikte belirlenebilmiş değildir. Ancak grubun ilk bulunan ve en iyi çalışılmış üyesi olan GD 358 zonklama modu sayısı bakımından oldukça zengindir ve bu yıldızın bulunuş biçimine ek olarak yapılan analizi asterosismolojinin en büyük başarılarından biri olarak kabul edilmektedir (Winget et al. 1994).

3.3. PWD Yıldızları

20 yıl öncesine kadar yıldızların *gezegenimsi bulutsu çekirdeği* aşaması ile *beyaz cüce soğuma evrim yolunun* üst kısmı arasındaki (170000K>T_e>80000K) yerlerinin belirlenmesi önemli bir sorun oluşturmaktaydı. Bu sorun yalnızca yıldızların bu evrim aşamasını çok hızlı yaşadıklarından değil, buna ek olarak bu cisimler için log$g$ ve T_e değerlerinin belirlenmesindeki güçlüklerden de kaynaklanıyordu. Bu niceliklerin tayflardan belirlenmesi bu yıldızların atmosferlerinin iyi bir biçimde modellenebilmiş olmasını gerektirmektedir. Bu ise 50000K dereceden daha sıcak böylesi sıkışık cisimler için oldukça zordur. Soğuk yıldızların tayflarını modellemede çok yararlı olan *bölgesel ısı dengesi* (=Local Thermal Equilibrium=LTE) varsayımı böylesi yüksek sıcaklık ve çekim değerlerinde yarayışlı olmamaktadır. H-R diagramının bu bölgesindeki zonklayan beyaz cüce öncesi yıldızların iç yapıları ve yerleri günümüzde zonklama özellikleri sayesinde artık daha güvenilir olarak belirlenebilmektedir.

İç yapıları Şekil 6'da verilen PWD yıldızlarının sayısı günümüzde yirmiyi aşmıştır ve bunların yaklaşık yarısı zonklayan yıldızdır. Ayrıca PWD yıldızlarının yine yaklaşık olarak yarısı gezegenimsi bulutsu çekirdeği yıldızlarıdır. PWD kararsızlık kuşağı DBV ve DAV kararsızlık kuşakları ile karşılaştırıldığında sıcaklık bakımından gözlemsel olarak en duyarsız biçimde belirlenen kuşaktır. Bunun olası nedenleri şöyle sıralanabilir:

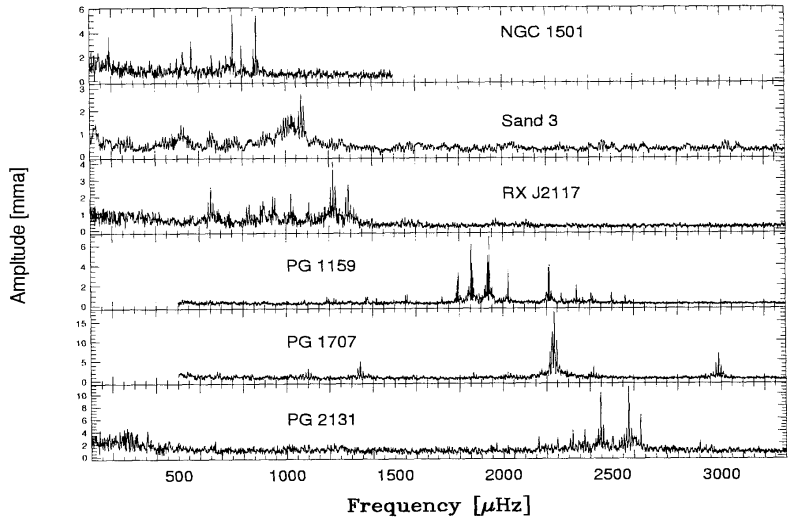
a) PWD evrimi oldukça hızlı olduğu için örnek yıldız sayısının göreli olarak azlığı,
b) 80000K dereceden fazla yüzey sıcaklığına sahip bu yıldızlarda T_e ve log$g$ niceliklerinin belirlenmesindeki güçlük,



Şekil 6. GW Vir yıldızlarına ilişkin kompozisyon profili (Kawaler & Bradley 1994).

c) Bunlara ek olarak kuşak içerisindeki bazı yıldızların AGB'den gelerek en yüksek sıcaklıklara doğru yaklaşması ve diğerlerinin beyaz cüce soğuma yollarına doğru ilerliyor olması nedeniyle gerçek evrim durumunun gözlemsel olarak belirlenmesindeki güçlük.

PWD zonklayanları arasında GW Vir değişenleri daha yüksek log$g$ (≥7) değerlerine sahiptir ve tanım gereği etraflarında bulutsu yoktur. O nedenle GW Vir değişenleri PNNV değişenlerinden daha ileri evrim aşamasındadırlar. Öte yandan PNNV değişenlerinin zonklama dönemleri (1000s<Π<3000s), GW Vir değişenlerinin zonklama dönemlerinden (Π<1000s) daha uzundur. En yüksek ışıtmalı PNNV değişenlerinden en soğuk GW Vir değişenlerine doğru gidildikçe zonklama dönemleri kısalma eğilimi göstermektedir. Bu durum Şekil 7'de açıkça görülmektedir. Şekil 7 bazı PWD yıldızlarının *genlik spektrumlarını* (= amplitude spectra) göstermektedir. Burada sıcaklık yukarıdan aşağıya doğru azalmaktadır. Zonklama dönemlerinde görülen bu eğilim DAV yıldızlarında karşılaşılan durumun tersidir. Bölüm 4.2'den anlaşılacağı gibi eğer evrimsel soğuma sonucu dönem uzaması *zonklamaları sürdüren bölgenin* daha derin bölgelere çökmesinden kaynaklanıyorsa PWD yıldızlarında da evrim sonucu dönemlerin uzaması gerekmektedir. Buna göre PWD yıldızlarının zonklamalarında, *zonklamaları sürdüren bölgenin* derinlere çökmesinden başka bir mekanizmanın etkili olması sözkonusu olmalıdır. Bu mekanizma, PWD evrim aşamasında henüz sona ermemiş olan çekimsel büzülme olabilir. Bir başka deyişle PWD değişenlerinde devam etmekte olan çekimsel büzülme, soğuma sonucu ortaya çıkması gereken dönem uzamasına baskın geliyor olabilir. Ancak bugün için tayfsal ölçümlerde ulaştığımız duyarlık bu yıldızlarda log$g$ yoluyla yarıçap belirlenmesinde istenilen



Şekil 7. Bazı PNNV ve GW Vir yıldızlarının genlik spektrumları (Kawaler 1996). Zonklama dönemlerinin yukarıdan aşağıya azalan sıcaklıkla birlikte küçüldüğü (frekansların büyüdüğü) açıkça görülmektedir.

duyarlığı sağlamamaktdır. Bu sorun sismoloji yoluyla aşılmaya çalışılmaktadır.

Ayrıca, sismoloji yoluyla PWD kararsızlık kuşağının sınırlarının duyarlı olarak belirlenmesi bu yıldızların hangi koşullar altında zonkladıklarını ortaya koymamıza da yardımcı olacaktır. Bugün için bu kuşak içerisinde yer alan yaklaşık on tane yıldız zonklamamaktadır. Eğer PWD kararsızlık kuşağının sınırları kesin bir biçimde belirlenebilirse belki de bu yıldızların kuşağın dışında oldukları görülecektir.

Hidrojen bakımından oldukça fakir ve helyumca daha zengin oldukları için PWD yıldızlarının, daha soğuk olan DB ve DA türü beyaz cücelerin ataları olabileceği düşüncesi başlangıçta olası görülmemekle birlikte son zamanlarda tüm türden beyaz cüceler üzerine yapılan sismolojik çalışmalar bunun olası olabileceğine işaret etmektedir. Bir DBV yıldızı olan GD 358 üzerine yapılan çalışmalar bu yıldızda <u>tümüyle helyumdan</u> oluşan dış katman kütlesini $\sim 10^{-6} M_{\odot}$ olarak verirken benzeri çalışmalar bir PWD yıldızı olan PG 1159-035 yıldızı için <u>helyumca zengin</u> olan dış katmanın kütlesini $\sim 10^{-3} M_{\odot}$ olarak vermiştir (Winget et al. 1994; Bradley & Winget 1994). İlk bakışta dış katman <u>kalınlıkları ve bollukları</u> bu denli farklı olan bu iki yıldızın evrim bakımından birbirleri ile ilişkileri olduğuna inanmak gerçekten kolay değildir. Ancak Dehner & Kawaler (1995) ve Dehner (1996) helyum katmanının tabanında oluşacak bir difüzyonun bu tabanın yerini yıldız 140000K dereceden 23000K dereceye evrimleşinceye/soğuyuncaya değin geçecek süre içerisinde değiştirebileceğini göstermişlerdir. Yapılan hesaplamalara göre model evrimleştikçe (soğudukça) difüzyon sonucu yüzeyde yalnızca helyum bir katman oluşmakta ve bu katman giderek aşağıya doğru kalınlaşmaktadır. Model 25000K dereceye kadar soğuduğu zaman bu saf helyum katmanın kalınlığı $10^{-6} M_{\odot}$ değerine ulaşmaktadır ki bu da GD 358 yıldızında gözlenen değer ile uyum sağlamaktadır. Dehner & Kawaler (1995) ayrıca böylesi *zamana bağlı difüzyonu* (=time-dependent diffusion) da hesaba katarak ürettikleri bu modelin zonklama frekanslarının GD 358 yıldızında gözlenenlerle oldukça iyi bir uyum sağladığını da göstermişlerdir.

PWD yıldızlarını DBV yıldızları ile ilişkilendirmede en önemli sorun 45000-30000K derece sıcaklık aralığında hiç bir DB beyaz cücesinin gözlenememiş olmasıdır. Bir başka deyişle bu sıcaklık aralığındaki tüm beyaz cüceler hidrojen kabukludur. DB *boşluğu* (=DB gap) olarak adlandırılan bu bölge PG 1159-035 yıldızı ile GD 358 yıldızı arasındaki evrim yolu üzerinde yer almaktadır. Fontaine & Wesemael (1987)'e göre tüm DB yıldızları bir miktar hidrojen içermektedir ve bu hidrojen yıldız 45000K dereceye kadar soğuduğunda yüzeye kadar tırmanmakta ve yıldızın tayfında helyum görülmemektedir. Öte yandan yıldız 30000K dereceye kadar soğuduğunda ortaya çıkan konveksiyon hidrojeni tekrar yüzey altı bölgelere indirmekte ve DB beyaz cüceleri yeniden ortaya çıkmaktadır. Ancak Dehner (1996) bu iş için gereken hidrojenin yüzeye çok kısa bir sürede (~100 yıl) tırmanacağını ve o nedenle PWD yıldızlarında bu hidrojenin görülmesi gerektiğini ortaya koymuşlardır. Ancak, bilindiği gibi PWD yıldızları genel olarak hidrojence çok fakirdirler. Ayrıca, yüzeyde böylesi kısa sürelerdeki ve miktarlardaki hidrojen artışının getireceği karbon ve oksijen miktarındaki azalma PWD yıldızlarının

yüzeylerinde gözlenen miktarlardan çok daha az karbon ve oksijen bolluklarına yol açacaktır.

PWD yıldızlarına ilişkin bugün için elimizde oldukça fazla gözlemsel zonklama verisi olmasına karşın bu yıldızların grup özelliklerinin genelleştirilebilmesi henüz tam olarak başarılamamıştır. Bunun sağlanması bu yıldızların zonklamalarından hangi element ya da elementlerin sorumlu olduğunun ve gözlenen dönem dağılımının açıklanabilmesi için zorunludur. Günümüzde bu yıldızların elde edilmiş kütle, ışıtma ve etkin sıcaklıklarına ilişkin yanılgı miktarları PWD kararsızlık kuşağının önemli bir bölümünü kaplamaktadır. Ancak tayfsal olarak belirlenmiş kısıtlı log$g$ ve T_e bilgilerine karşın bu yıldızlardaki zonklamaların nedenleri üzerine oldukça fazla çalışma yapılmıştır. Starrfield et al. (1984) bu yıldızların zonklamasını karbon ve oksijen iyonlaşmasına bağlamaktadırlar. Ancak burada kritik olan nokta, zonklamaları sürdüren bölgede kütlece %10-20 lik bir helyum varlığının zonklamaları sönümlendirici yönde etkili olacağıdır. Ayrıca çözülmesi gereken bir diğer konu da yukarıda sözedildiği gibi PWD kararsızlık kuşağı içerisinde bazı zonklamayan yıldızların da varlığıdır ki bu yıldızlar da zonklayanlarla hemen hemen aynı tayfı göstermektedirler (Werner 1995). Yapılacak daha duyarlı gözlemler zonklayanlar ile zonklamayanlar arasında önemli farklar ortaya çıkarabilir. Örneğin Dreizler (1998) tüm zonklayanların tayflarında NV olduğunu göstermiştir. Oysa yine bu çalışmaya göre NV zonklamayanların yalnızca bazılarının tayflarında yer almaktadır. Böylesi farkların önem derecesi ileride yapılacak çalışmalarla ortaya konabilecektir.

Öte yandan Kawaler (1986) kuramsal olarak PWD yıldızlarında zonklamaların zarftaki son çekirdek tepkimelerinden kaynaklanabileceğini göstermiştir. Bu mekanizma *ε-mekanizması* olarak bilinmektedir. Ancak bu mekanizma yalnızca en küçük radyal mertebeli çekim modlarını uyartabilmektedir ki sözkonusu modlar bu yıldızlarda gözlenememiştir.

Son zamanlarda Saio (1996) ve Gautschy (1997) PWD yıldızlarında zonklamaların uyartılmasını *metallicity bump* olayına bağlamaktadırlar ki bu zarfta örneğin demir gibi metallerin varlığından kaynaklanan opasite türevindeki işaret değişmesine dayandırılmaktadır. Bu da aslında *κ-mekanizması* olarak bilinen mekanizmadır. Ancak bu araştırmacıların göreli olarak basit modelleri, sözkonusu yıldızların evrim durumlarına uymaktan uzaktır ve bu modeller PWD yıldızlarının WET (Whole Earth Telescope) gözlemleri ile elde edilmiş dönemlerini üretememektedir.

PWD evrimi boyunca yıldızın soğumasında nötrinolar yoluyla erke kaybının çok önemli olduğu düşünülmektedir. Bu evrim aşamasında nötrino yoluyla kaybedilen erke fotonlar yoluyla kaybedilen erkeden daha fazladır. Ancak bu nötrinolar güneşte olduğu gibi çekirdek tepkimeleri yoluyla değil, yıldızın sıcak ve yoğun merkez bölgesinde elektron saçılma süreçleriyle oluşmaktadır (bkz. Bölüm 6.1).

4. Beyaz Cüce Sismolojisinin Temelleri

Bilindiği gibi fiziksel bir sistemin yapısını öğrenmenin en iyi yolu onun *normal osilasyon modlarını* incelemektir. Bu durum örneğin metal çubuklar, moleküller, yıldızlar v.s. gibi her türden yapı için geçerlidir. Zonklayan bir yıldız sözkonusu olduğunda onun yapısını diğer yollarla olduğundan daha da ayrıntılı bir biçimde inceleme ve öğrenme şansına sahip oluruz. H-R diagramında hemen her yerde zonklayan yıldızlar olduğunu biliyoruz. Bu da bize yıldızların evrimlerinin çeşitli aşamalarında farklı türden zonklamalar yapabildiklerini göstermektedir. Eğer bir yıldız çok sayıda modla zonkluyorsa bu zonklamaları kullanarak onun diğer yollarla doğrudan *göremediğimiz* iç yapısını inceleme olanağı elde ederiz. Genel olarak, gözlenen zonklama frekanslarının (dönemlerinin) kuramsal frekanslarla karşılaştırılmasıyla yıldız iç yapısının çalışılması *yıldız sismolojisi* (=asteroseismology) olarak adlandırılır.

Cepheidler ve RR Lyrae yıldızları en iyi bilinen zonklayan yıldızlar arasında yer alırlar. Sahip oldukları zonklamaları kullanarak Cepheid yıldızlarının örneğin ortalama yoğunluklarını, merkezi yoğunlaşma derecelerini, kütlelerini, v.b. bulabiliriz. RR Lyrae yıldızlarının da bu yolla ışıtmalarını, kütlelerini elde etmek olasıdır. Cepheid yıldızları ayrıca sahip oldukları *dönem-ışıtma* ilişkisi nedeniyle de ünlüdürler. Bu ilişkiyi kullanarak Cepheid yıldızları içeren uzak gökadaların uzaklıklarını elde edebiliriz.

Ancak bir ya da iki modla zonklayan bu yıldızların iç yapılarını incelemede göreli olarak kısıtlı sayılabiliriz. Böylesi *ünlü* yıldızlar az sayıda radyal modla zonklarken nonradyal modlarla zonklayan yıldızlar genelde sayıca daha fazla zonklama moduna sahiptirler. Bir yıldızda ne denli fazla sayıda zonklama modu belirleyebilirsek o yıldıza ilişkin elde edeceğimiz bilgi de o oranda artacaktır. Zonklama modu sayısı bakımından Güneş şampiyonluğu elinde tutmaktadır. Bize olan yakınlığı nedeniyle Güneş'te milyonlarca zonklama modu

belirleyebiliyoruz. Bunun sonucu olarak diğer yıldızlara göre güneşin iç yapısını çok daha iyi biliyoruz. Beyaz cüceler de genellikle çok sayıda nonradyal modlarla zonkladıkları için (GD 358 yıldızı 180 mod; PG 1159-035 yıldızı 125 mod) onların da iç yapılarını göreli olarak iyi derecede öğrenebiliyoruz.

Cepheid yıldızlarında zonklama hareketi daima radyal doğrultudadır. Her bir çevrimde yıldızın yarıçapı ~%5-10 oranında değişir (Nikolov & Tsvetko 1972). Zonklayan bir beyaz cücede ise hareketin radyal bileşeninin nonradyal bileşenine oranı ~0.001 yöresindedir. O nedenle bir zonklama çevrimi sırasında yıldızın yarıçapı sabit kabul edilebilir (Robinson, Kepler & Nather 1982). Öte yandan Cepheid ve beyaz cüce zonklamalarının tek ortak yönü, her ikisinde de gözlediğimiz ışıtma değişimlerinin kütle hareketlerine bağlı yüzey sıcaklık değişimlerinden kaynaklanıyor olmasıdır. Beyaz cücelerde bir zonklama çevrimi boyunca ortaya çıkan ortalama yüzey sıcaklığı değişimi ~200K derece (Robinson, Kepler & Nather 1982) iken Cepheid değişenlerinde bu yaklaşık 10 kat daha fazladır ve yıldız bir zonklama çevrimi boyunca tayf türünü değiştirmektedir (Kukarkin et al. 1969).

Zonklayan beyaz cücelerde gözlenebilen genliklere kadar uyartılabilmiş modların frekansları birkaç sürece bağlıdır. Bunlardan birincisi bir mekanizma ile zonklamaların uyartılması; ikincisi yıldızın bu uyartılmaya verdiği yanıt; üçüncüsü ise frekanslar üzerinde etkisi olan ve *transfer fonksiyonu* olarak adlandırılan, iç hareketlerin gözlenen ışıtma değişimlerine dönüştürüldüğü mekanizmadır. Gerçekte zonklayan bir beyaz cüce karakteristik bir frekans setiyle zonklayan küresel simetrik bir *resonant kovuk* (=resonant cavity) olarak düşünülebilir ve bu frekans setinin karakteri yıldızın yapısı, kütlesi, ışıtması ve yüzey katmanlarının kalınlıkları ile ilişkilidir.

4.1 Beyaz Cücelerde Zonklamaların Nedeni

Bilindiği gibi bir yıldızda erke merkezden yüzeye göreli olarak pek engellenmeden aktarılır. Ancak bu aktarımda bazı rastgele tedirginlikler sözkonusu olabilir. Ne var ki böylesi tedirginlikler eğer hemen ortadan kalkabiliyorsa yıldızın dengesinin bozulması söz konusu olmayacaktır. Yıldızı zonklama bakımından dengede tutmaya çalışan iki mekanizma vardır: bunlar *p*-modları için *basınç* ve *g*-modları için ise *yüzmedir* (=buoyancy). Bu mekanizmalar yıldız maddesinin denge durumu etrafındaki hareketine karşı koyma yönünde etkilidirler.

Sıcaklık ve opasite türevleri gibi termodinamik nicelikler bölgesel denge üzerinde etkilidirler. Genel olarak bir yıldız içerisindeki madde sıkıştırılırsa sıcaklığı artarken opasitesi azalır. Opasitenin azalmasıyla üst katmanlara daha fazla erke aktarılacaktır. Termodinamiğin birinci yasasından bildiğimiz gibi artan sıcaklıkla ortaya çıkan böylesi bir ısı kaybının anlamı sözkonusu sıkıştırılan katman üzerine dış katmanlarca *iş* yapılıyor olmasıdır. Benzer tartışmalarla sözkonusu katman üzerine genişleme sırasında da *iş* yapıldığını görürüz. Bu nedenlerle ortaya çıkabilecek herhangi bir tedirginlik süratle sönümlenmek zorundadır. Aksi takdirde bu katman tarafından dış katmanlar üzerine *iş* yapılması gerekecekti. Denge, yani zonklamama, için en temel koşul sözkonusu katmanın sıkışma üzerine ısı kaybedebilmesi ve genişleme üzerine de ısı alabiliyor olmasıdır. Öte yandan bunun tam tersi sözkonusu olduğunda, yani sıkışma ve genişleme üzerine sözkonusu katman tarafından dış katmanlar üzerine *iş* yapılıyor ise ortamdaki mikroskopik tedirginlikler zonklayan yıldızlarda gözlediğimiz genliklere kadar ulaşabilir. Biz de böylesi yıldızları zonklayan yıldızlar olarak gözleriz.

4.1.1. κ-γ Mekanizması

Bazı belirli durumlarda opasite türevinin işareti yukarıda verilen durumun tersi olabilir. Eğer sıkışma üzerine opasite artıyorsa bu kütle içerisinden geçmekte olan ısı tutulacaktır. Bu durumda sözkonusu katman tarafından üst katmanlar üzerine *iş* yapılmaktadır. O nedenle böylesi katmanlar yıldızı denge durumundan ayrılmaya zorlarlar. Ancak maddeyi sıkıştırmak ve genişletmek için *işin* gerektiği diğer katmanlar ortaya çıkabilecek böylesi tedirginlikleri sönümlendirmek eğilimindedir. Bir yıldızda zonklamaların ortaya çıkabilmesi için zonklamaları sürdüren bölgelerden kaynaklanan *işin* sönümlemeye katkıda bulunan bölgelerden kaynaklanan *işe* galip gelmesi gerekmektedir. Böylesi bir durumda merkezden yüzeye erke akışı mekanik bir *iş* yapabilir ve zonklamalar ortaya çıkmış olur.

Zonklamalardan sorumlu bu mekanizma *κ-mekanizması* olarak adlandırılır. Eğer yıldız içerisinde opasite türevinin,

$$\frac{d}{dr}\left(\kappa_T + \frac{\kappa_\rho}{\Gamma_3 - 1}\right) > 0 \qquad (2)$$

koşulunu sağladığı bir bölge varsa bu bölge *κ-mekanizması* yoluyla zonklamaları *sürdürecektir* (=driving). Burada,

$$\kappa_T = \left(\frac{\partial \ln \kappa}{\partial \ln T}\right)_\rho \quad \kappa_\rho = \left(\frac{\partial \ln \kappa}{\partial \ln \rho}\right)_T \quad \Gamma_3 - 1 = \left(\frac{\partial \ln T}{\partial \ln \rho}\right)_S$$

olup S spesifik entropi, κ ise cm^2/g biriminde opasitedir. r, ρ ve T ise geleneksel anlamlarındadır. Eğer yıldız içerisinde herhangi bir elementin kısmi olarak iyonlaştığı bir bölge varsa (2) ile verilen koşul sağlanmış olur.

Ayrıca adyabatik üs Γ_3-1 gerçekte daima pozitif olmakla birlikte madde kısmi olarak iyonlaştığında bir minimum yapar. *κ-mekanizmasının* etkisinin bu biçimde arttırılması da *γ-mekanizması* olarak adlandırılır. *γ-mekanizması* aslında, fiziksel olarak, bir kısım sıkıştırma *işinin* sözkonusu elementin daha da iyonlaşmasına yardımcı olmasıdır. Bu da bölgedeki maddenin daha da sıkışmasına yol açarak kararsızlığa katkıda bulunur. İyonlaşma erkesinin genişleme üzerine salınması tedirginliğin artmasına neden olur. Bu iki etki genelde birlikte gerçekleştiği için opasite ve iyonlaşma etkilerinden kaynaklanan kararsızlıklar *κ-γ mekanizması* olarak adlandırılır.

Cepheid ve RR Lyrae değişenlerinde zonklamalar HeI ve HeII nin benzer bolluklarda bulunduğu bölgelerde *κ-γ mekanizması* yoluyla sürdürülür. Benzer biçimde DBV beyaz cücelerinde de zonklamalardan helyum kısmi iyonlaşma bölgesinin sorumlu olduğu düşünülmektedir. DAV beyaz cücelerinde zonklamalardan hidrojen kısmi iyonlaşma bölgesinin sorumlu olduğu düşünülmekle birlikte son zamanlarda Wu (1998) bu yıldızlarda zonklamalardan etkin bir yüzey konveksiyonunun sorumlu olabileceğini ileri sürmüştür. PWD yıldızlarında ise zonklamaların karbon ve/veya oksijene bağlı bir kısmi iyonlaşma bölgesinden kaynaklanabileceğini ortaya koyma yönünde yoğun çalışmalar yapılmıştır (Starrfield et al. 1983; Stanghellini, Cox & Starrfield 1989; Gautschy 1997). Ancak burada karşılaşılan en büyük güçlük bölgedeki helyumdan kaynaklanabilecek sönümlendirme etkisidir.

4.2 Zonklamaların Uyartılması İle Gözlenen Dönemler Arasındaki İlişkiler

Zonklayan bir yıldızda zonklamaların uyartılması ile bunun sonucu ortaya çıkacak dönemler arasındaki ilişkinin ne olacağını bilmek isteriz. Genel olarak hiç bir yıldız ortaya çıkacak uyartılmaya rastgele bir dönemle yanıt veremez. Bir başka deyişle bir yıldızda ortaya çıkabilecek *zonklama dönemi* ya da *zonklama dönemleri aralığı* zonklamaların uyartılması (mekanizması) ile sınırlıdır. Cox (1980) bir yıldızda ortaya çıkabilecek zonklama döneminin *zonklamaları sürdüren bölgenin* tabanındaki *termal zaman ölçeği* (= thermal timescale) ile belirleneceğini ortaya koymuştur. Zonklamaları sürdüren bölgenin tabanındaki termal zaman ölçeği;

$$\tau_{th} = \frac{c_v T m_{dz}}{L} \sim \Pi \qquad (3)$$

ile verilir. Burada τ_{th}, termal zaman ölçeği; c_v, ısı kapasitesi; T, sıcaklık; m_{dz}, zonklamaları sürdüren bölgenin üzerindeki kütle miktarı; L, yıldızın toplam ışıtması; Π ise zonklama dönemidir. Bu bağıntı, yıldızın m_{dz} kütlesi içerisindeki erkeyi L ışıtması ile uzaya salması için gereken süreyi vermektedir. Gerçekte radyal modlar için elde edilmiş olmasına karşın bu bağıntı nonradyal *g*-modları için de geçerlidir.

Zonklayan beyaz cücelere ilişkin her üç kararsızlık kuşağında da zonklamalardan kısmi iyonlaşma bölgelerinin sorumlu olduğunu düşündüğümüze göre verimli ve net bir zonklamadan söz edebilmek için yıldızın erkeyi zonklama dönemiyle karşılaştırılabilir mertebede bir sürede depolayıp salabilmesi gerekmektedir. Örneğin verilen bir *zonklamayı sürdüren bölgenin* belirli dönemdeki bir zonklamayı uyartıp uyartamayacağını gözönüne alalım. Eğer zonklamayı sürdüren bölge yüzeye çok yakınsa ilgili *termal zaman ölçeği* gözönüne aldığımız zonklama döneminden kısa olacaktır. Bu durumda herhangi bir *artık* (= excess) ısı, yeterince sıkışma gerçekleşmeden salınmış olacaktır. O nedenle böylesi bir bölge, gözönüne aldığımız zonklama döneminin uyartılabilmesi için mekanik bir iş yapamamış olacaktır. Öte yandan eğer *zonklamaları sürdüren bölge* çok derinde yer alıyorsa (τ_{th}>Π) bu durumda sıkışma üzerine ortaya çıkan *artık* ısı genişleme sırasında yeterince çabuk salınamıyacaktır ve bir sonraki sıkışma evresinde zonklamayı sönümlendirici yönde etkili olacaktır. Gerçekte yukarıda *termal zaman ölçeği* için verilen ifade yaklaşık bir bağıntı olup diğer bazı etmenler ortaya çıkacak zonklama dönemlerinin (3) denklemi ile verilenden bir miktar da olsa uzaklaşmasına neden olabilmektedir. Bu etmenler arasında en önemlisi bir yıldızın *standing waves* olarak hangi aralıktaki dönemlere sahip zonklama modlarını destekleyebileceğidir. Hansen, Winget & Kawaler'e (1985) göre her türden zonklayan beyaz cüceler için *standing waves* olarak sahip

olunabilecek maksimum bir dönem uzunluğu sözkonusudur (Π_{max}). Bundan daha uzun dönemlere sahip dalgalar ise ancak *running waves* olacaklar ve o nedenle derhal sönümleneceklerdir.

Zonklayan bir beyaz cüce *g*-mod zonklamalar için bir *resonant kovuktur*. Küresel simetrik böylesi bir kovuk yıldızın merkezi (ya da yozlaşmış merkez bölgesinin dış yüzeyi) ve yüzeyi ile sınırlandırılmıştır. Ancak yeterince uzun dönemler için yıldız yüzeyi dalgaları yansıtma görevini yerine getiremeyecektir. Bu durumda zonklama erkesi yüzeyden dışarıya sızacak ve ilgili dalgalar sönümlenecektir. Bu düşünce onklayan beyaz cücelere ilk kez Hansen, Winget & Kawaler (1985) tarafından DAV kararsızlık kuşağının kırmızı kenarı ile DAV beyaz cücelerinde gözlenen en uzun dönemleri açıklayabilmek amacıyla uygulanmıştır. Bu araştırmacılar Eddington gri atmosferi varsayımıyla boyutsuz kritik *g*-mod frekansı için;

$$\omega_g^2 \approx \frac{\ell(\ell+1)}{V_g} \qquad (4)$$

ifadesini elde etmişlerdir. Burada,

$$V_g = \frac{3g\mu R}{5N_a kT_e} \qquad (5)$$

olup g ve R sırasıyla fotosferik yüzey çekim ivmesi ve yarıçapı göstermektedir. N_a, k ve μ ise geleneksel anlamlarındadır. Öte yandan ω boyutsuz frekansı zonklama frekansı σ ya;

$$\omega^2 = \frac{\sigma^2 R}{g} \qquad (6)$$

ifadesi ile bağlıdır. Zonklama döneminin $\Pi=2\pi/\sigma$ olduğunu gözönüne alarak (4), (5) ve (6) denklemlerinin birleştirilmesiyle en uzun *g*-mod dönemi için;

$$\Pi_{max} \approx 940s\left(\frac{\mu}{\ell(\ell+1)}\right)^{0.5}\left(\frac{R}{0.02R_\odot}\right)\left(\frac{T_e}{10^5 K}\right)^{-0.5} \qquad (7)$$

elde edilir. $R^2 = L/4\pi\sigma T_e^4$ olduğu gözönüne alınırsa;

$$\Pi_{max} \approx 940s\left(\frac{\mu}{\ell(\ell+1)}\right)^{0.5}\left(\frac{L}{35L_\odot}\right)^{0.5}\left(\frac{T_e}{10^5 K}\right)^{-2.5} \qquad (8)$$

elde edilir.

4.3. Nonradyal Zonklamaların Temel Özellikleri

Nonradyal zonklamalara ilişkin ayrıntılı bilgiler literatürde bulunabilir (bkz. Unno et al. 1989). O nedenle burada yalnızca temel kavramlar kısaca verilecektir.

Başlangıç olarak dönme ve manyetik alan etkilerinin boşlandığını veya çok küçük olduğunu varsayarak tedirgin edilmemiş durumdaki küresel simetrik bir yıldız modelini gözönüne alarak bunun üzerine küçük zonklama tedirginliklerinin eklendiğini düşüneceğiz. Şimdi nonradyal zonklamaların temel özelliklerine kısaca değinerek bunlara ilişkin sembollerin neler olduklarına bakalım.

Tedirgin edilmemiş durumun zamandan bağımsız bir denge durumu olduğunu varsayarak fiziksel değişenlerin tedirginliklerinin $Y_\ell^m(\theta,\phi)e^{i\sigma t}$ ile orantılı olduklarını düşüneceğiz. Burada $Y_\ell^m(\theta,\phi)$ küresel harmonikler olup:

$$Y_\ell^m(\theta,\phi) = N_\ell^m P_\ell^{|m|}(\cos\theta)e^{im\phi} \qquad (9)$$

olarak ifade edilir. Burada $P_\ell^{|m|}(x)$, ℓ inci dereceden ve m inci mertebeden ilgili Legendre polinomu olup $\ell(=0,1,2,\ldots)$ ve $m(=-\ell,-\ell+1,\ldots,0,\ldots,\ell-1,\ell)$ tamsayılardır. N_ℓ^m ise normalizasyon sabitidir. Lineerleştirilmiş temel denklemlerdeki tüm katsayılar yıldızın merkezinden olan radyal doğrultudaki r uzaklığının birer fonksiyonudur. Keyfi bir ξ_r yer değiştirmesini:

$$\xi_r = \sum_{n,\ell,m}\xi_{r,n\ell}(r)Y_\ell^m(\theta,\phi)exp(i\sigma_{n\ell}t) \qquad (10)$$

olarak ifade edebiliriz. Burada n, radyal eigenfonksiyonları sıralayan bir tamsayıdır.

Verilen bir küresel denge modeli için adyabatik olmayan zonklamalarda kompleks olan σ eigenfrekansı n ve ℓ in bir fonksiyonudur. *Normal* bir modun hem radyal eigenfonksiyonu ve hem de σ eigenfrekansı m den bağımsız olup $(2\ell+1)$ biçiminde *yozlaşmışlardır* (=degeneration). Yukarıdaki ifadelerde ℓ modun küresel harmonik derecesi olup yıldız yüzeyi üzerinde birbiriyle zıt evrede hareket etmekte olan yüzey parçalarını birbirinden ayıran sınır çizgilerinin sayısıdır; m ise azimutal mertebe olarak adlandırılır ve $0 \le \phi < \pi$ aralığında $cos(m\phi)=0$ nin köklerinin sayısıdır. Radyal modlar ℓ=0 durumuna karşılık gelir. Bir başka deyişle *normal mod* zonklamalar temel olarak Y_ℓ^m biçimindeki küresel harmonik fonksiyonlarla ve

uygun bir R_n radyal dalga fonksiyonları seti ile tanımlanır. Yani burada *n* radyal doğrultudaki nodal yüzeylerin sayısı, ℓ böylesi yüzeylere dik nodal düzlemlerin sayısı ve *m* ise bu düzlemlerin yıldızın zonklama simetri eksenini de içeren bir alt setidir.

m üzerindeki *yozlaşma*, denge yapısının keyfi bir dönme ekseni etrafındaki rotasyonel simetrisinden kaynaklanmaktadır. O nedenle eğer modele dönme uygulanacak olursa *m* üzerindeki sözkonusu *yozlaşma* ortadan kalkacaktır.

Yıldızlarda bölgesel zonklama özellikleri iki özgün frekans ile belirlenir. Bunlardan birincisi;

$$L_\ell^2 = (k_h c)^2 = \frac{\ell(\ell+1)c^2}{r^2} \qquad (11)$$

olup *Lamb frekansı* olarak adlandırılır. Burada *c*, ses hızıdır ve;

$$c^2 = \frac{\Gamma_1 p_0}{\rho_0} \qquad \Gamma_1 = \left(\frac{d\ln p}{d\ln \rho}\right)_{ad}$$

olarak verilir. p_0 ve ρ_0, tedirgin edilmemiş durum için sırasıyla basınç ve yoğunluktur. Γ_1, adyabatik üstür. Ayrıca $k_h = [\ell(\ell+1)]^{1/2}/r \approx \ell/r$ olup yatay dalga sayısı adını alır ve yatay dalgaboyu λ_h ya $k_h = 2\pi/\lambda_h$ biçiminde bağlıdır. Bir ses dalgası $\lambda_h = 2\pi r/\ell$ dalgaboyunu $2\pi/L_\ell$ süresinde kateder.

Özgün frekanslardan ikincisi ise;

$$N^2 = g\left(\frac{1}{\Gamma_1}\frac{d\ln p_0}{dr} - \frac{d\ln \rho_0}{dr}\right) \qquad (12)$$

olup *Brunt-Väisälä frekansı* olarak adlandırılır ve küçük bir gaz kütlesinin denge konumu etrafında çekim kuvveti etkisiyle düşey doğrultuda yaptığı salınımlara ilişkindir. Burada $g(=GM_r/r^2)$ bölgesel çekim ivmesi, *G* çekim sabiti ve M_r de *r* yarıçapı içerisindeki yıldız maddesinin kütlesidir.

(11) ile verilen Lamb frekansı *basınç modlarına* (=pressure modes=*p*-modes), (12) ile verilen Brunt-Väisälä frekansı da *çekim modlarına* (=gravity modes=*g*-modes) ilişkindir. Örneğin, Cepheid değişenleri, RR Lyrae yıldızları, Güneş basınç modları ile; beyaz cüceler ise çekim modlarıyla zonklamaktadırlar. Basnç modları için *geri getirici kuvvet* (=restoring force) *basınç* iken çekim modları için *geri getirici kuvvet* çekimden kaynaklanan *yüzme* (=buoyancy) dir.

5. Zonklayan Beyaz Cücelerin Sismolojik Yolla İncelenmesi

Bu bölümde sahip oldukları nonradyal zonklama modlarının çalışılmasıyla beyaz cücelere ilişkin çeşitli bilgilerin nasıl elde edildikleri gözden geçirilecektir.

5.1. *m*-Bölünmesi ve Dönme Döneminin Hesaplanması

Yukarıda değinildiği gibi verilen bir ℓ için $(2\ell+1)$ tane olası *m* değeri sözkonusudur (ℓ=0,1,2,…; *m*=0,±1,…,±ℓ). Ancak dönme ve/veya manyetik alan gibi azimutal olarak bağımlı süreçlerin yokluğunda verilen bir ℓ nin tüm *n* harmoniklerine ilişkin *çokluların* (= multiplet) *m*≠0 bileşenleri, *m*=0 merkez bileşenleri ile aynı frekanslara sahip olacaklardır. Bu durumda frekanslar ℓ ve *n* değerine bağlıdırlar ve *m* bakımından $(2\ell+1)$ biçiminde *yozlaşmışlardır*. Dönme ve/veya manyetik alanın varlığında bu *yozlaşma* ortadan kalkar ve *m*≠0 bileşenleri kendi frekanslarıyla ortaya çıkarlar. Bu durumda verilen bir ℓ nin tüm *n* harmoniklerine ilişkin *çokluların* bileşenleri arasındaki $\delta\nu$ frekans farkları ile $\Pi_{\rm rot}$ dönme dönemi arasındaki ilişki;

$$\delta\nu_{n,\ell} = \Pi_{rot}^{-1}(1 - C_{n\ell}) \qquad (13)$$

biçimindedir. Burada beyaz cüceler için $C_{n\ell} \approx [\ell(\ell+1)]^{-1}$ dir (Brickhill 1975). Böylece eğer gözlediğimiz modun ℓ değerini belirleyebilirsek beyaz cücenin dönme dönemini bulabiliriz. PG 1159-035 beyaz cücesi için $\delta\nu_{\ell=1}$=4.22μHz değeri ile yıldızın dönme dönemi (13) denklemi kullanılarak $\Pi_{\rm rot}$=1.371±0.013gün ve $\delta\nu_{\ell=2}$=6.92μHz değeri ile $\Pi_{\rm rot}$=1.394±0.013gün olarak elde edilmiş ve bu değerlerin ortalaması olan $\Pi_{\rm rot}$=1.383±0.013gün değeri yıldızın dönme dönemi olarak kabul edilmiştir.

Ayrıca kuramsal çalışmalara göre ℓ=1 ve ℓ=2 olan modlar için *çoklular* içerisindeki yıldızın dönmesinden kaynaklanan yarılma miktarlarının oranı:

$$R_{1,2} = \frac{\delta\nu_{\ell=1}}{\delta\nu_{\ell=2}} = 0.60 \qquad (14)$$

değerine sahiptir ve PG 1159-035 yıldızına ilişkin yukarıda verilen yarılma miktarlarının oranı 0.61 dir. Bu da kuramla gözlemlerin ne denli iyi uyuştuğuna bir örnektir.

5.2. Eş Dönem Aralıkları ve Kütlenin Hesaplanması

Verilen bir ℓ (özellikle $n>>\ell\sim1,2$) için nonradyal *g*-modlarının dönemleri *n* radyal nod sayısı arttıkça monoton bir biçimde artar. Bir başka deyişle verilen bir ℓ nin birbirini izleyen harmonikleri (*n*) arasındaki dönem farkları büyük bir yaklaşıklıkla aynıdır. Bunun nedeni *yüzmeden* (= buoyancy) kaynaklanan *geri getirici kuvvetin* (= restoring force) yer değiştiren kütle ile orantılı olmasıdır ve bu kütle büyük *n* değerleri (yüksek harmonikler) ile azalır (beyaz cücelerde yüksek harmonikler daha ziyade yıldızın dış katmanlarında fonksiyon görürler). Daha zayıf bir *geri getirici kuvvet* daha uzun dönem anlamına gelir (Cox 1980).

Verilen bir *resonant kovuk* için sözkonusu zonklama dönemlerini hesaplamanın en kolay yöntemlerinden birisi WKB yaklaşımıdır. Bu yaklaşımın temeli radyal dalgaboyunun, *kovuk* içerisinde fiziksel değişenlerin değişim zaman ölçeklerinden oldukça kısa olduğu varsayımına dayanır. Bu özellikle büyük *n* (yüksek harmonik) değerlerine sahip nonradyal *g*-modları için daha da çok geçerlidir. Böylesi bir *asimptotik limit* için WKB yaklaşımı;

$$\Pi_n \cong \frac{\Pi_0}{\left[\ell(\ell+1)\right]^{1/2}}(n+\varepsilon) \qquad n>>\ell \tag{15}$$

ilişkisini verir (Tassoul 1980; Kawaler 1986). Burada Π_n verilen bir *n* için *g*-modunun dönemi, Π_0 ise;

$$\Pi_0 \cong 15.5\left(\frac{M_*}{M_\odot}\right)^{-1.3}\left(\frac{L_*}{100L_\odot}\right)^{-0.035}\left(\frac{q_y}{10^{-3}}\right)^{-0.00012} \tag{16}$$

ile verilen ve yıldızın global özelliklerine bağlı olan bir sabittir (Kawaler 1986; Kawaler & Bradley 1994). Burada q_y kütle kesri olarak yüzeydeki helyum miktarıdır (15) denkleminde yer alan ε, değeri 2 yöresinde olan bir sabittir.

(13) ve (15) denklemlerine göre zonklayan beyaz cücelerin ışık eğrilerinin Fourier analizi sonucu göreli olarak düzgün bir mod deseni ile karşılaşmalıyız. Özellikle, (15) denklemine göre verilen bir ℓ değerine ilişkin modlar $\Delta\Pi_\ell = \Pi_0/\left[\ell(\ell+1)\right]^{1/2}$ gibi bir dönem aralığı ile sıralanmış olmalıdırlar. (13) denklemine göre ise verilen bir *çoklu*, örneğin dönme gibi bir nedenle, $2\ell+1$ tane, frekans olarak eş aralıklı bileşene ayrılmış olmalıdır. Bunlar zonklayan beyaz cücelerin ışık eğrilerinin Fourier spektrumlarında aradığımız desenlerdir.

Zonklayan bir beyaz cücenin Fourier spektrumunda $\Delta\Pi_\ell$ değerini belirledikten sonra onun M_* kütlesini:

$$\log\frac{M_*}{M_\odot} = -1.041\log\left\{\Delta\Pi_\ell\left[\ell(\ell+1)\right]^{1/2}\right\}+1.312 \tag{17}$$

denklemi yardımıyla hesaplayabiliriz; PG 1159-035 yıldızı için $\Delta\Pi_{\ell=1}$=21.5s ve $\Delta\Pi_{\ell=2}$=12.5s olarak bulunmuş ve bu değerlerin her biri için (17) denkleminden sırasıyla $M_*/M_\odot$=0.587 ve $M_*/M_\odot$=0.582 olarak hesaplanmıştır. Yıldızın kütlesi için bu iki değerin ağırlıklı ortalaması olan $M_*/M_\odot$=0.586±0.003$M_\odot$ kabul edilmiştir (Winget et al. 1991).

5.3. Mod Tuzaklaması ve Katman Kütlelerinin Hesaplanması

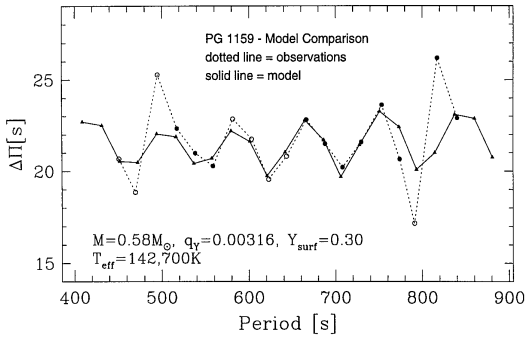
Yıldız içerisinde, eğer varsa, bileşimdeki süreksizlikler Fourier spektrumunda kendisini gösterecek ve böylece bazı modların frekansları (15) denklemi ile verilen asimptotik değerlerinden sapacaklardır. AGB sonrası evrim aşamasında yıldızların iç yapılarının katmanlaşma gösterdiğini biliyoruz. Buna göre merkezde C/O bir çekirdek ve onun etrafında helyum bir katman (DB tipi) ve onun da etrafında hidrojen bir katman (DA tipi) bulunmaktadır. Böylesi katmanlardan birinden diğerine geçişin olduğu bölgelerde WKB yaklaşımı önemli ölçüde geçerliliğini yitirmektedir. Bunun nedeni sözkonusu geçiş bölgelerinde ortalama molekül ağırlığındaki değişimlerin çok ani olmasıdır. Ancak bileşimdeki böylesi süreksizliklerin etkileri oldukça basittir (Kawaler & Weiss 1990; Brassard et al. 1991).

g-modları için asimptotik ilişki, homojen bileşimli ideal yıldız modelleri için tam olarak geçerlidir. Yıldız içerisindeki dik kompozisyon gradyientleri dik yoğunluk gradiyentlerinin ortaya çıkmasına yol açar ki bu da bazı modlar için yansıtıcı yüzeyler oluşturur. Beyaz cücenin yozlaşmamış dış bölgelerinde yüzeye yakın ve dar bir kompozisyon gradiyenti olduğunu varsayalım. Bu bölge içerisinde basınç da sürekli olmak zorunda olduğu için değişen ortalama molekül ağırlığına koşut olarak yoğunluk da değişmelidir. Bir başka deyişle kompozisyondaki bir süreksizlik yoğunlukta da bir süreksizliğe yol açmaktadır. Eğer nonradyal bir mod kompozisyon geçiş bölgesi içerisinde bir *düğüme* (=node) sahipse (ya da modun dalgaboyu, katman kalınlığı ile yaklaşık aynı mertebede ise) bu mod dik yoğunluk gradiyenti tarafından tuzaklanır. Böylesi bir mod artık bu geçiş bölgesi ile diğer bir

yansıtıcı yüzey arasında işlev görecektir. Diğer yansıtıcı yüzey ise genellikle yıldızın yüzeyidir. Tuzaklanmış modların uyartılması diğer modlara göre daha az erke gerektirdiğinden verilen bir erke için tuzaklanmış modlar daha büyük genliklere sahip olacaklardır. Bunun nedeni, tuzaklanmış modların yalnızca dış katmanları ilgilendirmesi ve tuzaklanmamış modların ayrıca daha yoğun iç bölgeleri de ilgilendiriyor olmasıdır. Yani tuzaklanmamış modlarda hareket ettirilmesi gereken madde miktarı çok daha fazladır.

Mod genlikleri çok karmaşık bir fiziğe bağlı oldukları için (zonklamaların uyartılmaları ve sönümlendirilmeleri, modlar arasında lineer olmayan etkileşmeler, v.b.) gözlenen zonklama genlikleri üzerinde tuzaklamanın etkileri çok fazladır. Tuzaklanmış modlar kompozisyon geçiş bölgesinin yeri ve dolayısıyla tuzaklandıkları katmanın kalınlığı üzerine bilgi verirler. Tuzaklanmış bir modun dönemi kendisinden bir küçük harmonik modun dönemine yaklaşır. Böylece gözlemsel "ΔΠ-Π" diagramlarının kuramsal "ΔΠ-Π" diagramları ile karşılaştırılmalarıyla beyaz cücelerin sahip oldukları katmanların kalınlıkları belirlenebilir. PG 1159-035 yıldızına ilişkin böylesi bir diagram Şekil 8'de görülmektedir.

Mod tuzaklaması zonklama eigenfonksiyonları ile kompozisyon geçiş bölgelerinin derinlikleri arasındaki resonansa bağlı olduğu için modların tuzaklandığı frekanslar kompozisyon geçiş bölgesinin geometrik derinliğine duyarlıdır. Bu durum tuzaklanmış modları sismolojik yönden çok yararlı kılmaktadır. Tuzaklanan modlar arasında kalan diğer tuzaklanmamış modların sayısı (Δn = tuzaklama çevrimi) ve tuzaklanan modların dönemlerinde tuzaklanmadan dolayı ortaya çıkan değişimler (tuzaklama genliği=mod dönemlerinin asimptotik değerden sapma miktarları), geçiş bölgesinin azalan derinliği (yani üzerindeki katmanın kütlesinin azalması) ile artış göstermektedir. Tuzaklanan modların dönemleri;



Şekil 8. PG 1159-035 (GW Vir) yıldızının gözlenen dönem aralıkları ile Kawaler & Bradley (1994) tarafından bu yıldız için hesaplanmış kuramsal dönem aralıklarının karşılaştırılması.

$$\Pi_i^2 = 4\pi^2\lambda_i^2\left[\left(1-\frac{r_c}{R}\right)\ell(\ell+1)\frac{GM}{R^3}\right]^{-1} \qquad (18)$$

ile verilmektedir (Kawaler & Bradley 1994). Burada r_c, kompozisyon geçiş bölgesinin kesirsel yarıçapı; Π_i, tuzaklanan modun dönemi; i, yıldız yüzeyi ile r_c arasında kalan nod sayısı; λ_i ise Bessel fonksiyonlarının sıfırları ile ilgili sabitler setidir. Öte yandan *tuzaklama çevrimi*;

$$\Delta n \approx 22.8\left(\frac{\lambda_{i+1}-\lambda_i}{\Pi_0}\right)\left(1-\frac{r_c}{R}\right)^{-1/2}\left(\frac{M}{0.6M_\odot}\right)^{-1/2}\left(\frac{R}{10^9\,cm}\right)^{3/2} \qquad (19)$$

ile verilir. Burada Δn, Π_i ile Π_{i+1} tuzaklanmış modları arasında kalan tuzaklanmamış modların sayısı olup kompozisyon geçiş bölgesi merkezden r_c uzaklığındadır.

5.4. Evrim ile Dönem Değişimi Arasındaki İlişkiler

Beyaz cüceler evrimleştikçe sahip oldukları tüm zonklama modlarının dönemleri yapısal değişimlere koşut olarak değişir. Zonklayan beyaz cücelere ilişkin modellerde dönem değişimini etkileyen iki önemli faktör vardır. Bunlar sırasıyla yıldızın soğuması ve çekimsel büzülme sonucu yarıçapın küçülmesidir. Bu faktörlerin her ikisi de özellikle PWD yıldızlarında daha da önemlidir. Çünkü bu aşamada soğuma, evrimin ileri aşamalarına göre daha hızlıdır ve çekimsel büzülme özellikle PWD yıldızlarında sözkonusudur. Bu iki etmen gözönüne alındığında dönem değişimi için;

$$\frac{1}{\Pi}\frac{d\Pi}{dt} = -\frac{a}{T}\frac{dT}{dt} + \frac{b}{R}\frac{dR}{dt} \qquad (20)$$

yazılabilir (Winget, Hansen & Van Horn 1983). Burada Π, zonklama dönemi; a ve b, değerleri modelin fiziksel özellikleri tarafından belirlenen birim yöresinde sabitlerdir. Yıldız soğudukça Brunt-Väisälä frekansının değeri azalır (zonklama dönemleri uzar). Öte yandan özellikle dış katmanlarda önemli olan çekimsel büzülme (özellikle PWD yıldızlarında) bu katmanlarda tuzaklanmış modların dönemlerinde kısalmaya yol açacaktır (Brunt-Väisälä frekansının değeri büyür). PWD modellerinde soğuma ile çekimsel büzülme arasında bir yarış vardır ki bu da çeşitli modlar için farklı işarette dönem değişimine yol açar. Bir başka deyişle soğuma nedeniyle

tuzaklanmamış modların dönemleri uzarken tuzaklanmış modların dönemleri kısalmaktadır.

Özellikle hızlı evrimleşen PWD yıldızlarında dönem değişimlerini belirlemek göreli olarak kolaydır. PNNV ve GW Vir yıldızları için $d\Pi/dt$ değerinin ölçümü bize PWD evrimi üzerinde etkili olan farklı fiziksel süreçlerin önemi üzerine bilgi verir. Buna ek olarak 6. Bölümde özellikle soğuk GW Vir değişenlerinin dönem değişimlerini kullanarak sözü edilen fiziksel süreçlerden biri üzerine (nötrino salması) nasıl bilgi sahibi olabileceğimizi göreceğiz.

Ancak evrim ile dönemlerde beklenen değişim miktarları, dönemleri basit olarak yıldan yıla karşılaştırarak bulmamıza izin vermeyecek ölçüde küçüktür. PWD yıldızlarında $d\Pi/dt$ miktarını belirlemek için en uygun teknik, bir modun dönemindeki yavaş değişime ilişkin kümülatif evre değişimini ölçmektir. Bu da ışık eğrisinde gözlenen maksimum zamanlarının (O), sabit bir dönem varsayımına dayanarak hesaplanan maksimum zamanlarının (C) ile karşılaştırılmasına dayanır. Elde edilen O-C diagramları değişen dönemle ilişkili evre kaymasını gösterecektir. $d\Pi/dt$ gibi sabit bir dönem değişim miktarı zamanda kuadratik bir terim olarak karşımıza çıkacaktır;

$$(O-C) \approx \frac{1}{2}\frac{1}{\Pi_{t_0}}\frac{d\Pi}{dt}(t-t_0)^2 \quad \text{[saniye]} \qquad (21)$$

Burada Π_{t_o}, t_o zamanı için dönemdir (Winget et al. 1985, 1991).

Yapılan kuramsal çalışmalara göre DAV yıldızları için evrim sonucu ortaya çıkan dönem değişim miktarı $\sim 10^{-15}$ ss^{-1}, DBV yıldızları için $\sim 10^{-14}$ ss^{-1}, PWD yıldızları için ise $\sim 10^{-11}$ ss^{-1} yöresinde olmalıdır. Hızlı evrimleştikleri için bazı PWD yıldızlarında bu değer denetlenebilmiş ve gözlemlerle kuramın uyuştuğu görülmüştür.

6. PWD Yıldızlarında Nötrino Soğuması

Beyaz cüce soğumasının çeşitli yönleri üzerine ayrıntılı bilgiler D'Antona & Mazzitelli (1990) tarafından yapılan çalışmada bulunabilir. Gerçekte bir beyaz cüce, bir "*battaniye*" (= blanket) ile sarılmış sıcak bir "*tuğla*"ya benzetilebilir (Mestel 1952). Burada *tuğla* yıldızın yozlaşmış çekirdek bölgesini, *battaniye* ise yozlaşmamış zarfı temsil etmektedir. Böylesi basit bir model fiziksel olarak tam değil ise de iyi bir yaklaşımdır. Beyaz cücenin soğuma hızını kontrol eden bölge yozlaşmamış zarf bölgesidir. Zarfta H/He oranı ne denli büyük ise soğuma o denli yavaş olacaktır (hidrojen helyuma göre daha opaktır).

Beyaz cüce evrimi temelde soğuma yoluyla olmaktadır. Beyaz cücelerin iç yapılarını ve evrimlerini anlamamız yoğun plazmalara ilişkin kuramların gelişmesine koşut olarak ilerleme göstermiştir. Buna örnek olarak elektron yozlaşmasını (Chandrasekhar 1939), Coulomb etkileşmelerini (Salpeter 1961), kristalleşme (Kirzhnitz 1960; Abrikosov 1960; Salpeter 1961; Stevenson 1980) ve nötrino soğuma etkilerini (Chin, Chiu & Stothers 1966; Winget, Hansen & Van Horn 1983; Kawaler, Hansen & Winget 1985) gösterebiliriz. Gezegenimsi bulutsu çekirdeği aşamasından başlayarak en soğuk beyaz cücelere değin beyaz cüce evrimi üzerinde etkili olan çeşitli mekanizmalar Iben & Tutukov (1984) tarafından tartışılmıştır.

Bir PWD yıldızının soğuması tüm zonklama modlarının dönemlerini uzatma eğilimindedir. Işıtmaları yüksek olduğu için bu yıldızlar DBV ve DAV yıldızlarından daha hızlı soğurlar. Buna koşut olarak bu yıldızlardaki dönem değişimleri de daha hızlıdır. PWD yıldızlarındaki dönem değişmelerine ilişkin *e-folding* süresi $\sim 10^6$ yıl yöresindedir (Winget, Hansen & Van Horn 1983) ve bu denli hızlı dönem değişimleri 1-3 yıl gibi kısa sürelerde ölçülebilmektedir. Bu da bize bir yıldızın evriminin bir insan yaşamı süresi içerisinde ölçülebileceğini göstermektedir. Bu yolla yıldızın iç bölgelerinin evrimini düzenleyen mekanizma(lar) üzerine kesin sınırlamalar getirebiliriz. 30 yıl kadar önce Chin, Chiu & Stothers (1966), PWD evriminin belirli bir aşamasında nötrino salması yoluyla soğumanın diğer yollardan kaynaklanan soğumaya baskın gelmesi gerektiğini ileri sürmüşlerdir. Sismolojik analiz bize bu yıldızların hangileri olduğunu gösterebilir ve ayrıca elde edilen dönem değişim miktarlarından nötrino fiziği üzerine bildiklerimizi denetleyebiliriz.

Böylesi testler PWD evrimini çalışmanın çok ötesinde yararlara da sahiptir. Örneğin astrofiziğin en önemli sorunlarından birisi yıldızların anakol üzerinde harcadıkları sürenin duyarlı bir biçimde bilinmesidir. Bu sorunun çözümü p-p ve CNO çekirdek tepkime miktarlarının çok duyarlı bir biçimde bilinmesini gerektirmektedir. Yer'deki laboratuvarlar yıldız içlerindeki koşulları sağlayamadıkları için günümüzde bu miktarları ölçebileceğimiz en iyi laboratuvar Güneş'tir. Ancak Güneş'in bilinen yapısını iyi bir biçimde temsil edebilen modeller Yer'deki alıcıların toplayabildiğinden 2-3 kat daha fazla nötrino akısı önermektedir (Bahcall & Pinsonneault 1996). Uzun bir süre bu sorunun kaynağı olarak Güneş içine ilişkin bilgilerimizin yetersizliği gösterildi. Ancak son zamanlarda "GONG" (=Global

Oscillation Network Group) gibi bazı projeler Güneş'e ilişkin milyonlarca zonklama frekanslarının duyarlı bir biçimde ölçülebilmesini sağlamıştır (Harvey et al. 1996). O nedenle model özellikleri üzerine sınırlama getirebilmemizi sağlayan çok sayıda parametreye sahip olduğumuz için günümüzde sorunun termodinamik ya da mekanikte değişikliğe gidilerek çözülebileceği olasılığı dışlanmaktadır (Bahcall & Pinsonneault 1996). Bu konudaki sorunun çekirdek fiziğini ele alış biçimimizden kaynaklandığı düşünülmektedir.

PWD yıldızlarındaki nötrino salmasına ilişkin hesaplamalarımız *standard lepton etkileşme kuramına* dayanmaktadır. Ancak PWD yıldızlarında nötrinolardan kaynaklanan erke kayıpları Güneş'tekinden binlerce kez daha fazladır. PWD yıldızlarındaki nötrino etkileşmelerinin etkilerinin ölçülmesi yalnızca *standard lepton kuramının* sınanması için kritik ve bağımsız bir test sağlamakla kalmayacak, fakat aynı zamanda Güneş'teki nötrino sorununun çözümü için öne sürülen *standard olmayan kuramların* da test edilmesini sağlayabilecektir.

Böyle bir olasılığı ortaya koyabilmek için farklı nötrino üretim miktarlarına sahip PWD evrim yolları O'Brien (1998) tarafından hesaplanmıştır. Bölüm 6.1 de bu miktarların hesaplanması ve PWD yıldızlarında nötrino salmasına neden olan temel etkileşmeler üzerine bilgi sunulacaktır. Bölüm 6.2 de ise farklı nötrino üretim miktarları içeren farklı evrim yolları sunulacak ve bunların T_e, g ve dönem değişimi gibi ölçülebilen nicelikler üzerindeki etkileri tartışılacaktır.

6.1. PWD Yıldızlarında Nötrino Salmasına Neden Olan Süreçler

PWD yıldızlarında nötrinolar çekirdek tepkimeleri sonucu üretilmezler. Yıldızın merkez bölgelerinde yoğunluk ($\log\rho_c$~6-7) ve sıcaklık ($\log T_c$~7-8) değerleri çok fazla olduğu için böylesi koşullar altında farklı saçılma süreçleriyle nötrinolar üretilebilmektedir. Bu koşullar altında nötrino üreten en önemli iki süreç *nötrino bremmstrahlung* ve *plasmon* saçılmasıdır. *Nötrino bremmstrahlung* süreci bildiğimiz normal *bremmstrahlung* sürecine (yüksek erkeli elektronların çekirdekler tarafından saçılmaya uğratılmasıyla X-ışını üretimi) çok benzemektedir, ancak burada yüksek yoğunluk ve sıcaklık koşulları altında nötrinolar üretilebilmektedir. İkinci süreç ise fotonların elektron gazı tarafından dağıtılmasına ilişkin olup;

$$(\hbar\omega)^2 = (\hbar\omega_0)^2 + (\hbar kc)^2 \qquad (22)$$

ile verilir. Burada ω foton açısal frekansı, k fotonun dalga sayısı, ω_0 ise plasma frekansıdır. Plasma frekansı elektron sıcaklığına ve yoğunluğuna bağlı olup serbest uzayda ortadan kalkmaktadır. (22) bağıntısına uyan bir foton $\hbar\omega_0/c^2$ *etkin kütleli* bir parçacık gibi davranır ve *plasmon* olarak adlandırılır. Burada *etkin kütle* ifadesinin anlamı şudur: serbest uzaydaki fotonlarda olduğunun tersine plasmonlar doğrudan elektron-pozitron çiftine bozunabilirler ve daha sonra elektron nötrinoları ve antinötrinoları oluşturacak biçimde yok olurlar.

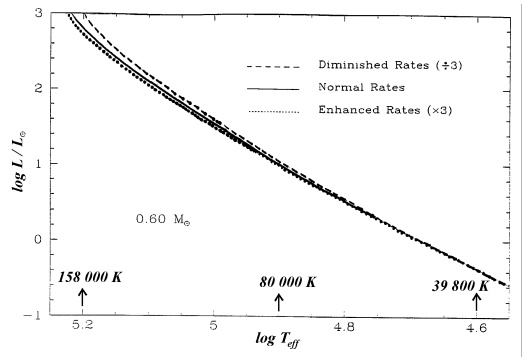
Plasma süreçlerinin astrofizikle olası ilgisine ilk kez Adams, Ruderman & Woo (1963) dikkat çekmişler ve Feynman & Gell-Mann (1958) tarfından ortaya konulan kurama dayanarak miktarlar üzerine hesaplamalar yapmışlardır. Öte yandan Beaudet, Petrosian & Salpeter (1967) bu çalışmaları yıldız evrim hesaplamalarına yansıtan ilk araştırmacılar olmuşlardır. Daha sonra Weinberg (1967) ve Salam (1968) tarafından ortaya konulan *unified electro-weak theory*'deki çeşitli nötrino süreçlerine ilişkin miktarlar Dicus (1972) tarafından yeniden hesaplanmıştır.

6.2. Farklı Nötrino Miktarları İçeren PWD Evrim Yolları

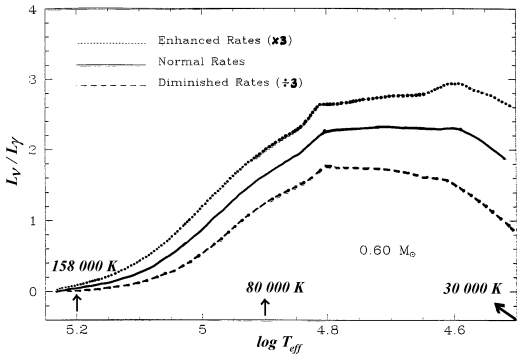
PWD evrimi üzerine nötrino salmasının etkilerini görmek üzere O'Brien (1998) tarafından üç farklı nötrino üretim miktarı gözönüne alınarak modeller yüksek ışıtma ve etkin sıcaklıktan başlayarak beyaz cüce soğuma evrim yollarına doğru evrimleştirilmişlerdir. Bunlardan birincisi normal nötrino üretim miktarına, ikincisi normalden üç kat daha az ve üçüncüsü de normalden üç kat daha fazla nötrino üretim miktarına sahiptir.

0.6 $M_\odot$ için yapılan hesaplamaların sonuçları ~170000-35000K derece sıcaklık aralığını kapsayan Şekil 9'da görülmektedir. Gözönüne alınan modelin ışıtması 5 milyon yılda ~10^4 kat azalmaktadır. Şekil 9'da GW Vir kararsızlık kuşağı şeklin T_e>80000K derece ($\log T_e$>4.9) olan sol yarısını kapsamakta olup PWD modelleri bu sıcaklığa ~10^5 yılda ulaşmaktadırlar.

Şekil 9'da göze çarpan en önemli özellik evrim yolları arasındaki farkların çok az olduğudur. Nötrino kayıplarının kararsızlık kuşağı boyunca evrim sırasında soğumaya katkıda bulunan büyük önemine karşın nötrino miktarlarının değiştirilmesi tüm evrim boyunca verilen bir etkin sıcaklık için ışıtma üzerinde

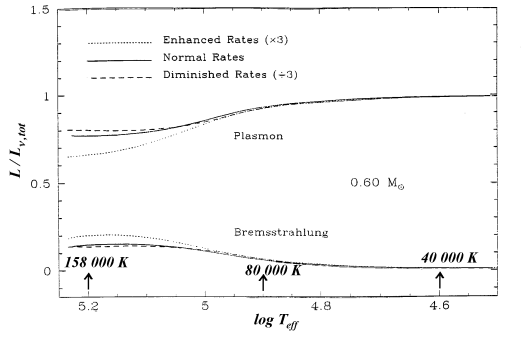


Şekil 9. $0.6M_{\odot}$ modellere ilişkin üç farklı nötrino üretim miktarı için evrim yolları (O'Brien 1998). Üstteki ve alttaki evrim yolları, ortada verilen normal miktarların sırasıyla, 1/3 ve 3 katı nötrino üretim miktarları kullanılarak hesaplanmıştır.



Şekil 10. $0.6M_{\odot}$ modellere ilişkin üç farklı nötrino üretim miktarı için sıcaklığın fonksiyonu olarak nötrino ışıtmasının foton ışıtmasına oranı (O'Brien 1998).

küçük etkiye sahiptir. Şekil 10'da ise her üç farklı

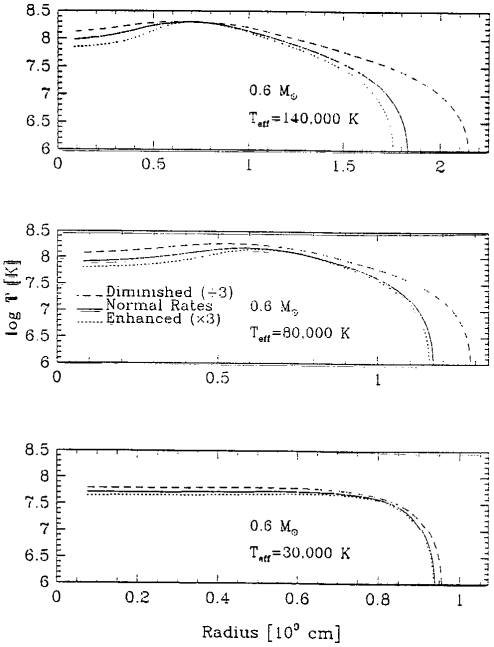


Şekil 11. $0.6M_{\odot}$ modellere ilişkin üç farklı nötrino üretim miktarı için sıcaklığın fonksiyonu olarak kesirsel toplam nötrino ışıtması üzerine plasmon ve bremsstrahlung süreçleri tarafından yapılan katkılar (O'Brien 1998).

evrim yolu (farklı nötrino miktarları) için ~100000-30000K derece sıcaklık aralığında soğumanın başlıca nötrino kayıplarından kaynaklandığını görüyoruz.

Şekil 11'de ise PWD evrimi boyunca *plasmon* reaksiyonlarının *bremmstrahlung* süreçlerine göre daha baskın olduğu görülmektedir.

Burada gösterilmemekle birlikte $0.66M_{\odot}$ modeli için 80000-100000K derece sıcaklık

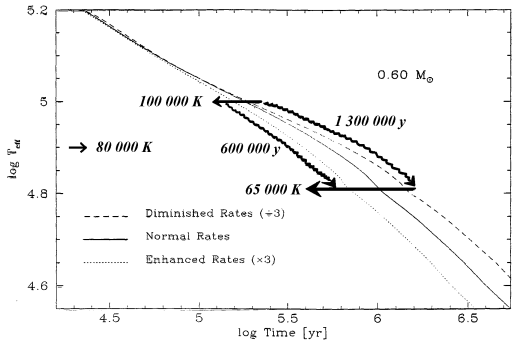


Şekil 12. $0.6M_{\odot}$ modellere ilişkin üç farklı nötrino üretim miktarı için üç ayrı evrim aşamasındaki termal yapı (O'Brien 1998).

aralığında L_{ν}/L_{γ}, $0.60M_{\odot}$ modeli için sözkonusu olandan ~%30 daha fazladır.

Şekil 9 ve Şekil 10'dan görüldüğü gibi nötrinolar önemli olduğunda L ve T_e deki farklar oldukça küçüktür. Bunun nedeni nötrino miktarlarının değiştirilmesi ile en önemli yapısal etkinin modelin yarıçapı üzerinde olmasıdır (Şekil 12). Bunun sonucu olarak model L-T_e düzleminde *arttırılmış* nötrino miktarları için daha büyük kütleli modellerin olduğu yerde, *azaltılmış* nötrino miktarları için daha küçük kütleli modellerin olduğu yerde yer almaktadır. Ancak düşük sıcaklıklarda elektron yozlaşması çekim gücüne karşı giderek daha önemli bir mekanik destek sağlamakta ve yarıçapın son halinin belirlenmesinde önemli rol oynamaktadır. Bir başka deyişle nötrino soğuması yalnızca mekanik yapı ile ilgili termal süreçler üzerinde etkili olmaktadır. Öte yandan farklı nötrino miktarları, yüksek ışıtmalarda dahi örneğin yüzey çekim ivmesi gibi ölçülebilen nicelikler üzerinde yalnızca küçük etkilere sahiptir. Günümüzde gözlemlerde ulaşılan teknik düzey ile böylesi küçük farkların belirlenebilmesi hemen hemen olanaksızdır.

Şekil 13 ise farklı nötrino miktarları gözönüne alındığında evrim hızının ne olacağı konusunda bir fikir vermektedir. Farklı nötrino miktarlarına sahip modeller verilen bir T_e için birbirine benzer görünmekte ise de modellerin sözkonusu sıcaklığa ulaşmaları oldukça farklı sürelerde gerçekleşmektedir. Bunun ana nedeni nötrino salma miktarlarının modellerin evrimi (soğuması) üzerindeki büyük önemidir. Örneğin, *arttırılmış*



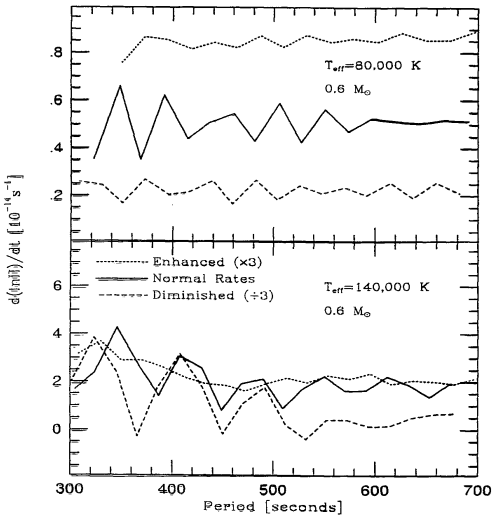
Şekil 13. $0.6M_{\odot}$ modellere ilişkin üç farklı nötrino üretim miktarı için T_e etkin sıcaklığın zamanla evrimi (O'Brien 1998).

nötrino miktarlarına sahip modelin 100000*K* derece sıcaklıktan 65000*K* derece sıcaklığa soğuması 600000 yılda gerçekleşirken *azaltılmış* nötrino miktarlarına sahip model için bu süre 1.3 milyon yıldır. Şekil 13'de farklı nötrino miktarlarına sahip eğriler için eğimdeki maksimum farklılık ~80000*K* derece sıcaklık yöresinde ortaya çıkmaktadır. O nedenle H-R diagramında evrim hızının, gözönüne alınan nötrino fiziğine en çok duyarlı olduğu bölge en soğuk PWD yıldızlarının olduğu yerdir. Öte yandan Şekil 13'de PWD kararsızlık kuşağı içerisinde 100000*K* dereceden daha sıcak bölgelerde evrim hızının nötrino miktarından bağımsız olduğu görülmektedir.

Şekil 14'de ise PWD yıldızlarında 140000*K* ve 80000*K* derece sıcaklıklarda normal, *arttırılmış* ve *azaltılmış* nötrino üretim miktarları için $\dot{\Pi}/\Pi$ [=d(lnΠ)/dt] dönem değişim miktarları Π döneminin fonksiyonu olarak verilmiştir. Soğuk modellerde (80000*K*) $\dot{\Pi}/\Pi$ dönem değişim miktarı *arttırılmış* ve *azaltılmış* nötrino miktarları için 4 kat yöresinde farklılık göstermektedir. Sıcak modellerde (140000*K*) ise nötrino miktarının değiştirilmesi $\dot{\Pi}/\Pi$ üzerinde önemsiz etkiye sahiptir. Bu durum Şekil 13 ile ayrıca uyum içerisind1edir.

7. Tartışma

Yapılarının basit olması nedeniyle beyaz cüceler üzerine yapılan çalışmalar astrofizik bilgilerimizin ilerlemesine daha kolay katkıda bulunabilir. Örneğin çekim gücüne karşı yozlaşmış elektron basıncı ile karşı koydukları için mekanik yapıları esas olarak termal yapılarından bağımsızdır ve bu özellikleri onların nasıl soğuduklarını hesaplamamızda büyük kolaylıklar sağlar. Ayrıca içlerinde çekirdek tepkimeleri gerçekleşmediği için çekirdek tepkime miktarlarındaki belirsizlikler modeller üzerine *kuramsal gürültü* katmamaktadır. Bunlara ek olarak var olmakla birlikte konveksiyon modellerde $10^{-6}M_{*}$ dan daha derin iç bölgeleri etkilememektedir. Son olarak, sahip oldukları



Şekil 14. $0.6M_{\odot}$ modellere ilişkin üç farklı nötrino üretim miktarı için farklı yıldız sıcaklıklarında dönem değişim miktarları (O'Brien 1998).

güçlü çekim alanları (log*g*~8), yavaş dönme ve/veya güçlü manyetik alanların varlığında dahi, küresel simetrinin korunmasını sağlayabilmektedir.

Beyaz cüceler onları modellememizi anlamlı kılacak bir başka özelliğe daha sahiptirler: bu yıldızlar kararsızlık kuşakları olarak adlandırılan belirli sıcaklık değerleri aralıklarında zonklamaktadırlar. Bu özellikleri de, gözlenen zonklama frekanslarının uygun modellere ilişkin zonklama frekansları ile karşılaştırılmasıyla onların iç yapılarını öğrenmemizi sağlar. Bu alan *asteroseismology* olarak adlandırılır ki bu çalışma alanı yardımıyla, deprem dalgalarının kullanılmasıyla Yer'in iç yapısına ilişkin bilgi edinebildiğimiz gibi, yıldızların iç yapılarını öğrenebilmekteyiz. Sözkonusu bu teknik yalnızca fotosferdeki koşulları ölçebilen spektroskopiye ve fotometriye yasaklanmış olan yıldız içlerini bir biçimde *görebilmemizi* sağlar. Eğer zonklayan beyaz cücelerin temelde zonklamayan diğer üyeleri de temsil ettiğini varsayarsak, ki zonklamaları dışında bu doğrudur, elde ettiğimiz bilgiler tüm beyaz cüceler için geçerli olacaktır.

Standard Big Bang kozmolojisine göre evren ve dolayısıyla Gökadamız sınırlı bir yaşa sahiptir. O nedenle en yaşlı beyaz cüceler yıldız oluşumunun başladığı zamandan bu yana geçen süre kadar yaşlara sahip olmalıdırlar. Beyaz cüce evrimi yüksek sıcaklıklardan düşük sıcaklıklara doğru gerçekleştiğinden en yaşlı beyaz cüceler en soğuk ve en sönükler olmalıdır. Bu tartışmadan yola çıkacak olursak, belirli bir *minimum ışıtmadan* (=luminosity cutoff) daha sönük beyaz cüce olmaması gerekliliğiyle karşılaşırız. Böylesi bir *minimum ışıtma* gerçekten de gözlenmiştir (Liebert, Dahn & Monet 1988).

Böylesi bir *minimum ışıtma* kavramından yararlanabilmemiz için beyaz cücelerin soğumalarını, sözkonusu ışıtmalara ne kadar sürede ulaşacaklarını anlamak üzere doğru bir

biçimde modellememiz gerekir. Bunu yapabilmek için tüm popülasyonu bir bütün olarak hangi parametrelerin tanımladığını bilmemiz gerekir. Bu konuda en önemli parametrelerin başında yüzeydeki hidrojen ve helyum katmanlarının kütleleri gelmektedir. En son sismolojik çalışmalara göre (Clemens 1994) bu katmanların kütlelerinin $M_{He}/M_*=10^{-2}$ ve $M_H/M_*=10^{-4}$ yöresinde olduğu anlaşılmıştır. Bu bilgi çok önemlidir; çünkü M_{He} miktarındaki her on katlık artış, bugün için gözlenen *minimum ışıtma* bölgesi için beyaz cücelerin yaşlarında 0.75Gyr değerinde bir azalmaya neden olmaktadır (Wood 1990; Wood 1992).

Günümüzde beyaz cücelerin yaşlarının, dolayısıyla Gökada bölgesel diskinin yaşının belirlenmesindeki en büyük belirsizlik, evrimin en ileri aşamalarında iç bölgelerde meydana gelen kristalleşme olayından kaynaklanmaktadır. Kristalleşme sonucu açığa çıkan *saklı ısı* (=latent heat) modellerin soğuma sürelerine yaklaşık 1Gyr eklemektedir. Kristalleşme sırasında olası görünen karbon ve oksijenin *evre ayrışması* (=phase separation) olayının da bu yaşlara 1-5 Gyr eklediği hesaplanmıştır. Bu durumuyla *evre ayrışması* olayı, beyaz cüce soğuma kuramında tek başına en büyük belirsizliği temsil etmektedir. Kristalleşme göreli olarak daha sağlam kuramsal temellere dayanmakla birlikte ne kendisi ve ne de *evre ayrışması* beyaz cüce içlerine uygun laboratuvar koşullarında test edilmemişlerdir.

PWD, DBV ve DAV yıldızlarının sismolojisi göreli olarak basit yapıdaki bu cisimlerin yapılarını anlamamıza yardımcı olmaktadır. Ayrıca bu yıldızların sismolojik yoldan elde edilen uzaklıkları sayesinde yıldızlararası ortamın özellikleri üzerine de bilgi sahibi olmak olası duruma gelmiştir. Sismolojik yoldan bu yıldızların yapılarına ilişkin elde edilen bilgiler kütle kaybı üzerine varolan spektroskopik bulguları desteklemenin ötesinde bu olayın günümüz kuramlarında önerilen miktarlardan çok daha fazla olduğunu ortaya koymaktadır. Elde edilen sonuçlar ayrıca yüzey konveksiyonu tarafından maddenin yukarılara taşınmasının (=dredge up) kuramların öngördüğü ölçüde önemli olmadığını önermektedir.

Büyük genlikli değişen yıldızlar genel olarak bir ya da iki tane zonklama modunun gözlenebilir genliklere kadar uyartıldığı en iyi bilinen zonklayan yıldızlardır (Cepheid değişenleri, RR Lyrae değişenleri ve uzun dönemli kırmızı dev yıldızlar olan Mira değişenleri gibi). Sismolojik açıdan ele alındığında bu yıldızların önemi göreli olarak daha azdır. Çünkü bu yıldızlar üzerine bu yolla elde edilen bilgler göreli olarak kısıtlıdır. Öte yandan Cepheid değişenleri için sismolojik kütle ile yıldız evrim kuramınca önerilen kütleler arasındaki farklar opasitelerin yeniden hesaplanması gerekliliğini ortaya çıkarmıştır. Sonuçta ortaya çıkan OPAL opasiteleri (Rogers & Iglesias 1992) ve *Opacity Project*'in (Seaton 1993) sonuçları bu farkı gidermiştir (Moskalik, Buchler & Marom 1992). Bu yeni opasiteler ayrıca β Cephei yıldızlarında (Moskalik & Dziembowski 1992; Cox et al. 1992), helyum yıldızı V652 Her (Saio 1993) yıldızında ve diğer bazı değişenlerde zonklamaların uyartılmasını açıklayabilmektedir.

Öte yandan nonradyal zonklayan yıldızlar sismolojik yaklaşım için daha verimli nesnelerdir. Çünkü bu yıldızların sahip oldukları ek zonklama modları yıldız içlerini daha iyi anlamamızı sağlamaktadır. Nonradyal zonklayan yıldızlardan en iyi çalışılmış olanlar arasında bazı δ Scuti yıldızlarını (Breger 1979, 1990; López de Coca et al. 1990), roAp yıldızlarını (Kurtz 1990, 1992; Matthews 1991), β Cephei yıldızlarını (Heynderickx 1992; Baade 1992) ve O ve B tayf türünden çeşitli *çizgi profili değişenleri* (= line profile variables) (Baade 1992) sayabiliriz. Bunlara ek olarak H-R diagramının çeşitli yerlerinde birçok türden değişen yıldız vardır. Bunlar arasında O-B tayf türünden üstdev yıldızları (Hillier 1992), A tayf türünden üstdev α Cygni yıldızını (Lucy 1976) ve Arcturus yıldızını (Cochran 1988; Balmforth, Gough & Tout 1991) sayabiliriz. Ayrıca Güneş ve güneş benzeri diğer bazı yıldızların da zonkladıkları bilinmektedir (Frandsen 1987; Brown & Gilliland 1990; Brown et al. 1991).

Beyaz cücelerin dışında diğer türden değişenlerin büyük çoğunluğu *p*-modlarıyla zonklamaktadırlar. Merkezi yoğunlaşma miktarlarının büyük olması nedeniyle bu yıldızlarda *p*-modları genelde dış zarfa itilmişlerdir. Bu modları kullanarak sözkonusu yıldızların yapılarına ilişkin bilgiler elde edebiliyoruz. H-R diagramının her tarafındaki zonklayan değişen yıldızlara ilişkin zonklama verilerini kullanarak düşünülebilecek her koşul altındaki plazmaları inceleyebiliyoruz. Sismolojik çalışmalarla konveksiyon, manyetik alan yapısı ve nasıl üretildiği, dönme, konvektif *dredge-up* ve kütle kaybı üzerine de bilgi elde edilebilmektedir.

Sonuç olarak şu söylenebilir ki günümüzde yıldız sismolojisi diğer araştırma alanları ile karşılaştırıldığında henüz çocukluk çağlarını yaşıyor olmakla birlikte ileriye yönelik büyük bir potansiyeli olduğunu ortaya koymuş durumdadır.

Kaynaklar

Abrikosov A., 1960, *SvPhJETP,* **39**, 1797.

Adams J.B., Ruderman M.A., Woo C.H., 1963, *Phys. Rev.*, **129**, 1383.
Baade D., 1992, in *The Atmospheres of Early Type Stars*, (eds. U. Heber, C.S. Jeffery), Springer: Berlin, p.145.
Bahcall J.N., Pinsonneault M.H., 1996, *BAAS*, **189**, 56.01.
Balmforth N.J., Gough D.O., Tout C.A., 1991, in *Challenges to Theories of the Structure of Moderate Mass Stars*, (eds. D. Gough, J. Toomre), Springer: Berlin, p.381.
Beaudet G., Petrosian V., Salpeter E.E., 1967, *ApJ*, **150**, 979.
Becker S.A., Iben I.Jr., 1979, *ApJ*, **232**, 831.
Bergeron P., Wesemael F., Fontaine G., 1992, *ApJ*, **387**, 288.
Blöcker T., Schönberner D., 1991, *A&A*, **244**, L43.
Bowen G.H., Wilson L.A., 1991, *ApJ*, **375**, L58.
Bradley P.A., 1996, *ApJ*, **468**, 350.
Bradley P.A., Winget D.E., 1994, *ApJ*, **430**, 850.
Brassard P., Fontaine G., Wesemael F., Kawaler S.D., Tassoul M., 1991, *ApJ*, **367**, 601.
Breger M., 1979, *PASP*, **91**, 5.
Breger M., 1990, in *Confrontation Between Stellar Pulsation and Evolution*, (eds. C. Cacciari, G. Clementini), *ASP Conf. Ser.*, **11**, 263.
Brickhill A.J., 1975, *MNRAS*, **170**, 405.
Brickhill A.J., 1983, *MNRAS*, **204**, 537.
Brickhill A.J., 1991a, *MNRAS*, **251**, 673.
Brickhill A.J., 1991b, *MNRAS,* **252**, 334.
Brown T.M., Gilliland R.L., 1990, *ApJ*, **350**, 839.
Brown T.M., Gilliland R.L., Noyes R.W., Ramsey L.W., 1991, *ApJ*, **368**, 599.
Caughlan G.R., Fowler W.A., 1988, *Atomic Nucl. Data Tables*, **40**, 334.
Chandrasekhar S., 1939, *An Introduction to Stellar Structure*, Chicago: Univ. Chicago Press.
Chanmugam G., 1972, *Nature Phys. Sci.*, **236**, 83.
Chin C.W., Chiu H.Y., Stothers R., 1966, *AnPhys*, **39**, 280.
Clemens J.C., 1994, *PhD Thesis*, Univ. Texas at Austin.
Cochran W.D., 1988, *ApJ*, **334**, 349.
Cole P.W., Deupree R.G., 1980, *ApJ*, **239**, 284.
Cole P.W., Deupree R.G., 1981, *ApJ*, **247**, 607.
Cox A.N., Morgan S.M., Rogers F.J., Iglesias C.A., 1992, *ApJ*, **393**, 272.
Cox J.P., 1980, *Theory of Stellar Pulsation*, Princeton: Princeton Univ. Press.
D'Antona F., Mazzitelli I., 1990, Ann. Rev. *A&A*, **28**, 139.
D'Antona F., Mazzitelli I., 1991, in IAU Symp. No.145, *Evolution of Stars: The Photospheric Abundance Connection*, (eds. G. Michaud, A. Tutukov), Dordrecht: Kluwer, p.399.
Dehner B.T., 1996, *PhD Thesis*, Iowa State University.
Dehner B.T., Kawaler S.D., 1995, *ApJ*, **445**, L141.
Dicus D.A., 1972, *Phys. Rev.*, **D6**, 941.
Dolez N., Vauclair G., 1981, *A&A*, **102**, 375.
Dorman B., Rood R.T., O'Connell R.W., 1993, *ApJ*, **419**, 596.
Dreizler S., 1998, *Balt. Ast.*, **7**, 71.
Feynman R.P., Gell-Mann M., 1958, *Phys. Rev.*, **109**, 193.
Fontaine G., Wesemael F., 1987, in *The Second Conference on Faint Blue Stars*, IAU Colloq. 95, (eds. A.G.D. Philip, D.S. Hayes, J. Liebert), Schenectady: Davis, p.319.
Frandsen S., 1987, *A&A*, **181**, 289.
Gautschy A., 1997, *A&A*, **320**, 811.
Greenstein J.L., 1984, *PASP*, **96**, 62.
Hansen C.J., Winget D.E., Kawaler S.D., 1985, *ApJ*, **297**, 544.
Harvey J.W., ve ark., 1996, *Science*, **272**, 1284.
Heynderickx D., 1992, *A&AS*, **96**, 207.
Hillier D.J., 1992, in *The Atmospheres of Early Type Stars*, (eds. U. Heber, C.S. Jeffery), Springer: Berlin, p.105.
Iben I. Jr., 1984, *ApJ*, **277**, 333.
Iben I. Jr., 1989, in IAU Colloq. 106, *Evolution of Peculiar Red Giant Stars*, (eds. H.R. Johnson, B. Zuckerman), Cambridge: Cambridge University Press, p.205.
Iben I. Jr., 1991, *ApJS*, **76**, 55.
Iben I. Jr., Renzini A., 1983, *Ann.Rev.A&A*, **21**, 271.
Iben I. Jr., Tutukov A.V., 1984, *ApJ*, **282**, 615.
Kawaler S.D., 1986, *PhD Thesis*, Univ. Texas at Austin.
Kawaler S.D., 1996, in *Stellar Remnants SAAS-Fee Course 25*, New York: Springer-Verlag.
Kawaler S.D., Bradley P.A., 1994, *ApJ*, **427**, 415.
Kawaler S.D., Hansen C.J., Winget D.E., 1985, *ApJ*, **295**, 547.
Kawaler S.D., Weiss P., 1990, in *Progress of Seismology of the Sun and Stars*, (eds. Y. Osaki, H. Shibahashi), Lecture Notes in Phys., **367**, p.431.
Kirzhnitz D.A., 1960, *SvPhJETP*, **38**, 503.
Kukarkin B.V. et al., 1969, *General Catalogue of Variable Stars*, 3. Baskı, Moscow: Nauka.
Kurtz D.W., 1990, *Ann.Rev.A&A*, **28**, 607.
Kurtz D.W., 1992, in *Variable Stars and Galaxies*, (ed. B. Warner), *ASP Conf. Ser.*, **30**, 363.
Landolt A.U., 1968, *ApJ*, **153**, 151.
Liebert J., Dahn C.C., Monet D.G., 1988, *ApJ*, **332**, 891.
López de Coca P., Rolland A., Rodriguez E., Garrido R., 1990, *A&AS*, **83**, 51.

Loup C., Forveille T., Omont A., Paul J.F., 1993, *A&AS*, **99**, 291.
Lucy L.B., 1976, *ApJ*, **206**, 499.
Matthews J.M., 1991, *PASP*, **103**, 5.
McGraw J.T., 1977, *PhD Thesis*, Univ. Texas at Austin.
McGraw J.T., 1980, *Sp.Sci.Rev.*, **27**, 601.
Mestel L., 1952, *MNRAS*, **112**, 583.
Moskalik P., Buchler J.R., Marom A., 1992, *ApJ*, **385**, 685.
Moskalik P., Dziembowski W.A., 1992, *A&A*, **256**, L5.
Nather R.E., Winget D.E., 1992, *Taking the Pulse of White Dwarfs*, Sky & Telescope, April, 374.
Nikolov N., Tsvetko T., 1972, *Ap&SS*, **99**, 291.
O'Brien M.S., 1998, *PhD Thesis*, Iowa State University.
Osaki Y., Hansen C.J., 1973, *ApJ*, **185**, 277.
Paczynski B., 1970, *AcA*, **6**, 426.
Robinson E.L., 1979, in *White Dwarfs*, IAU Colloq. 53, p.343.
Robinson E.L., Kepler S.O., Nather R.E., 1982, *ApJ*, **259**, 219.
Rogers F.J., Iglesias C.A., 1992, *ApJS*, **79**, 507.
Romanishin W., Angel J.R.P., 1980, *ApJ*, **235**,992.
Saio H., 1993, *MNRAS*, **260**, 465.
Saio H., 1996, in *Hydrogen Deficient Stars*, (eds. C.S. Jeffrey, U. Heber), *ASP Conf.Series*, **96**, 361.
Salam A., 1968, in *Elementary Particle Physics*, (ed. N. Svartholm), Stockholm: Almquist & Wiksells, p.367.
Salpeter E., 1961, *ApJ*, **134**, 669.
Schönberner D., 1983, *ApJ*, **272**, 708.
Seaton M.J., 1993, in IAU Colloq. 139, *New Perspectives on Stellar Pulsation & Pulsating Variable Stars*, (eds. J. Nemec, J.M. Matthews), Cambridge: Cambridge Univ. Press, p.231.
Stanghellini L., Cox A.N., Starrfield S.G., 1989, in *Confrontation Between Stellar Pulsation and Evolution*, (eds. C. Cacciari, G. Clementini), *ASP Conf. Ser.*, **Vol.11**, p.524.
Starrfield S.G., Cox A.N., Hodson S.W., Pesnell W.D., 1983, *ApJ*, **268**, L27.
Starrfield S.G., Cox A.N., Kidman R.B., Pesnell W.D., 1984, *ApJ*, **281**, 800.
Stevenson D.J., 1980, *Jphys*, **41**, C2.
Tassoul M., 1980, *ApJS*, **43**, 469.
Unno W., Osaki Y., Ando H., Saio H., Shibahashi H., 1989, *Nonradial Oscillations of Stars*, Univ. Tokyo Press.
Vauclair G., Liebert J., 1987, *Scientific Accomplishments of the IUE*, (ed. Y. Kondo), Reidel Publishing Company, p.355.
Warner B., Robinson E.L., 1972, *NaturePhys.Sci.*, **239**, 2.
Weidemann V., Koester D., 1983, *A&A*, **121**, 77.
Weidemann V., Koester D., 1984, *A&A*, **132**, 195.
Weinberg S., 1967, *Phys. Rev. Letters*, **19**, 1264.
Werner K., 1995, *Balt. Ast.*, **4**, 340.
Winget D.E., 1981, *PhD Thesis*, Univ. Rochester.
Winget D.E., Fontaine G., 1982, in *Pulsations in Classical and Cataclysmic Variable Stars*, (eds. J.P. Cox, C.J. Hansen), Boulder: Univ. Colorado, p.46.
Winget D.E., Hansen C.J., Van Horn H.M., 1983, *Nature*, **303**, 781.
Winget D.E., Kepler S.O., Robinson E.L., Nather R.E., O'Donoghue D., 1985, *ApJ*, **292**, 606.
Winget D.E., Robinson E.L., Nather R.E., Fontaine G., 1982, *ApJ*, **262**, L11.
Winget et al., 1987, *ApJ*, **315**, L77.
Winget D.E. et al., 1991, *ApJ*, **378**, 326.
Winget D.E. et al., 1994, *ApJ*, **430**, 839.
Wood M.A., 1990, *PhD Thesis*, Univ. Texas at Austin.
Wood M.A., 1992, *ApJ*, **386**, 539.
Wood P.R., Faulkner D.J., 1986, *ApJ*, **307**, 659.
Wu Y., 1998, *PhD Thesis*, Caltech.

Trigonometrik Paralakslarda Lutz-Kelker Yanlılığı Üzerine

Zeki ASLAN

Akdeniz Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü
e-mail: aslan@sci.akdeniz.edu.tr

ÖZET: Lutz ve Kelker (1973), gözlenen trigonometrik paralaksların tüm yıldızlar için gerçek paralakslardan daha büyük olduğunu, bu paralakslardan hesaplanan salt paralaksların yanlı (biased) olduğunu savunmuşlar ve uygulanması gereken düzeltmeleri hesaplamışlardır. Bu bildiride, gözlenen paralakslarda sistematik bir etki olmadığı, bireysel yıldızlar için Lutz-Kelker düzeltmesi denen düzeltmeye gerek olmadığı vurgulanmıştır.

1. Giriş:

Trumpler ve Weaver (1953) "yıldızlar gözlenen paralaks değerlerinin bir alt sınırına göre seçilirse, ölçülen paralaksı gerçeğinden büyük olan yıldızları tercih etmiş oluruz. Gözlenen paralaks değerlerinden hesaplanan salt parlaklıklar böylece aslından büyük olur" demişlerdi. Lutz-Kelker (1973)'e göre bu sistematik etki, paralaksın alt sınırının seçimine bağlı değildir; her paralaks değerinde vardır ve "gözlemsel hata ile, yıldız sayısının paralaksı küçüldükçe artmasının sonucudur". Lutz-Kelker (LK) bu sistematik etkiyi, yıldızların uzayda düzgün dağıldığını ve gözlenen paralaksın gerçek paralaks etrafında normal dağılım gösterdiğini varsayarak, analitik olarak hesaplamaya çalışmışlardır. Gözlenen paralaks π_0'ın gerçek paralaks π etrafındaki dağılımıdır.

$$g(\pi_0 |\ \pi) = \frac{1}{\sigma\sqrt{2pi}}\ e^{-(\pi_0-\pi)^2/2\sigma^2} \qquad (1)$$

şeklinde yazılabilir, burada σ, π_0 'ın standart hatası, *pi* = 3.141… sayısıdır. Yıldız sayı yoğunluğu sabit ise, uzaklığı r ile r + dr arasındaki yıldızların sayısı

$$N(r)\,dr \quad \propto \quad 4pir^2 dr$$

yada paralaksları π ile $\pi + d\pi$ arasında olanların sayısı

$$N(\pi)d\pi \propto \frac{4pid\pi}{\pi^4} \qquad (2)$$

olur. LK'ye göre, verilen bir π_0 etrafında π nin dağılımı denklem (1) ile (2) nin çarpımı olmalıdır:

$$g(\pi_0 |\ \pi) \propto \frac{1}{\pi^4}\quad e^{-(\pi-\pi_0)^2/2\sigma^2}$$

ya da, π_0 sabit alındığından

$$g(\pi |\ \pi_0) = C\left(\frac{\pi_0}{\pi}\right)^4 e^{-(\pi-\pi_0)^2/2\sigma^2} \qquad (3)$$

burada C birimleştirme sabitidir.

$Z \equiv \frac{\pi}{\pi_0}$ yazarak, (3) denklemini LK şöyle ifade etmişti:

$$g(\pi |\ \pi_0) \propto\ G(Z) \equiv \frac{1}{Z^4}\ e^{-(Z-1)^2/2(\frac{\sigma}{\pi_0})^2} \qquad (4)$$

LK'e göre, σ sabit olduğu sürece, (4) denklemi boyutsuz olarak, gözlenen belli bir paralaks için gerçek paralaksların dağılımını temsil eder (2. bölümde bunun yanlış olduğu vurgulanacaktır). Salt parlaklık düzeltmesi

$$\Delta M = M_{gerçek} - M_{gözlenen} = 5\log\frac{\pi}{\pi_0} \equiv 5\log Z \qquad (5)$$

olacağından ortalama düzeltme için şöyle yazılabilir (LK 1973):

$$\langle \Delta M \rangle = \frac{5\int_0^\infty \log Z\ G(Z)dZ}{\int_0^\infty G(Z)dZ} \qquad (6)$$

π, $(0,\infty)$ aralığında değiştiği için (6) denklemi tanımsızdır. Bundan kurtulmak için LK integralin alt sınırını keyfi bir $\in$ sayısından başlatmışlar ve $\in$ = 0.25 ile 0.01 aralığında çeşitli $\frac{\sigma}{\pi_0}$ değerleri için sayısal integrasyonla $<\Delta M>$ yi hesaplamışlardır. Üst sınır Z = 1.5 alınmış ve G(Z) nin küçük Z 'deki davranışının önemsiz olduğu vurgulanmıştır. Hesaplanan $<\Delta M>$ değerlerinin artan σ/π_0 değerleri ile arttığı, σ/π_0 = 0.175 de $<\Delta M>$ = -0.43 kadire ulaştığı, daha büyük σ/π_0 için hızla büyüdüğü belirtilmiştir.

Daha sonra Turon ve diğ. (1977) ve Lutz (1979), G(Z) için genellikle ışınım gücü fonksiyonu kullanmak gerektiğini vurgulamışlardır. Hanson (1979), 4. denklemin paydasındaki Z nin kuvvetinin 4 den farklı olabileceğini savunmuş ve bu kuvvetin öz hareketlerden pratik olarak nasıl hesaplanabileceğini anlatmıştır. Bir dizi makalede Smith (1987 a,b,c) salt paralaks kalibrasyon sorununu incelemiş, ΔM düzeltmesinin yalnız σ / π_0 oranına değil M nin kendisine, M deki gerçek dağılıma ve gözlenen paralaks π_0'a da bağlı olduğu sonucuna varmıştır. Bunların hepsinin temel denklemi denklem (4) dür. Oudmaijer v.d. (1998) , yerden ölçülen paralakslar ile Hipparcos paralakslarını karşılaştırınca LK düzeltmesi mertebesinde düzeltmeye gerek olduğunu bulmuşlardır. Öte yandan Fuchs ve Jahres (1998) yaptıkları benzetişim (simulation) ile LK düzeltmesinin tersi bir düzeltme bulmuşlardır. Görülüyor ki, eğer gerçekten gerekiyorsa, LK düzeltmesinin nasıl hesaplanacağı konusunda literatürde fikir birliği yoktur.

2. Ölçülen Paralakslarda İstatistik Etkiler:

2.1. Bireysel yıldızlar:

Bir yıldızın paralaksı, ya da uzaklığı, astrofizik bir kemiyet değildir. Adından da anlaşıldığı gibi, trigonometrik paralaks "üçgen ölçümü" ile bulunmaktadır. Her ölçülen kemiyet gibi, paralaksın da ölçüm hatası vardır. Ölçme işleminin ve ölçme hatasının, dolayısıyla paralaksın kendisinin diğer yıldızlarla ilgisi olamaz (Açısal kaymaları ölçecek koordinat sisteminin olduğunu kabul ediyoruz). O halde trigonometrik paralakstan hesaplanan salt parlaklıktaki herhangi bir istatistik etki, yalnız ölçme işleminden ve ölçme hatasından kaynaklanacaktır. Bu demektir ki bireysel yıldızlar için LK yanlılığı (bias) söz konusu olamaz.

Eğer ölçülen paralaksın bir hata dağılımı varsa salt parlaklıkların hesaplanmasında esas sorun

$$E(\log\pi) \neq \log[E(\pi)]$$

eşitsizliğidir, burada E "beklenilen değer" işlemcisini temsil eder. (Bir başka deyişle, genel olarak logaritmaların ortalaması, ortalamanın logaritmasına eşit değildir). Verilen bir yıldız için 5. denklemi söyle yazabiliriz:

$$\Delta M = 5\log\frac{\pi}{\pi_0} = 5\log\left(1+\frac{\in}{\pi_0}\right) \qquad (7)$$

Burada $\in \equiv \pi - \pi_0$ ölçülen paralaks π_0 'ın hatasıdır. Hipparcos paralakslarının hataları Gauss dağılımı ile temsil edilebilmektedir (ESA 1997, Kovalevsky 1998). O halde gerçek paralaks π nin olasılık yoğunluk fonksiyonu

$$f(\pi) = \frac{1}{\sigma_\pi\sqrt{2pi}}\exp\left[-\frac{(\pi-\pi_0)^2}{2\sigma_\pi^2}\right] \qquad (8)$$

şeklinde olacaktır. Verilen bir yıldız için ΔM 'nin beklenilen değeri dolayısıyla

$$E(\Delta M) \equiv \delta M = 5E\left[\log\frac{\pi}{\pi_0}\right] = \frac{5\int_0^\infty \log\left(\frac{\pi}{\pi_0}\right) f(\pi)d\pi}{\int_0^\infty f(\pi)\,d\pi} \qquad (9)$$

ile verilecektir. (9) denklemi G(Z) = f(π) için (6) ile aynıdır ve π = 0 da aynı tekilliğe sahiptir. Görülüyor ki LK ve diğerlerinin (6) denkleminde kullandığı ve (4) ile verilen G(Z) yanlıştır. Çünkü (3) denklemi doğru bir Bayesian formülasyonu değildir: ölçülen paralaks π_0 'ın hatasının ($\in\equiv\pi-\pi_0$) normal dağılım gösterdiği kabul edilmektedir. Bu durumda eğer denklem (3) de üs içindeki π gözlenen π_0'a karşılık gelen gerçek paralaks ise paydadaki $\pi^4 \equiv (\pi_0+\in)^4$ gerçek yıldızların uzay dağılımını temsil edemez. Öte yandan eğer ele alınan yıldızların π ile π+dπ

arasındaki sayısı $N(\pi) \propto \frac{4pid\pi}{\pi^4}$ ise, o zaman denklem (3) deki σ, π_0 'ın π etrafındaki dağılımının (ölçü hatasının) standart sapması olamaz. Dolayısıyla bir yıldızın "en olası gerçek paralaksı" nı ya da salt parlaklığını hesaplarken (3) şeklindeki bir denklemi (LK; Turon v.d. 1977; Lutz 1979, Smith 1987a) ya da benzerini (Hanson 1979, Koen 1992) kullanmak geçerli olamaz.

2.2. Bir grup yıldızın ortalama salt parlaklığı:

$\pi > 0$ için sayısal integrasyon ile (9) da δM nin hesaplandığını varsayalım. O zaman verilen bir yıldızın salt parlaklığı $M = M_0 + \delta M$ olacaktır. Burada $M_0 \equiv M_{gözlenen} = m + 5 + 5 \log \pi_0$ 'dır. Diyelim aynı tayf sınıfından bir grup yıldızın (örneklem) salt parlaklığı hesaplanacak, yani bu tayf sınıfının parlaklığı kalibre edilecektir. Örneklem içindeki her yıldız için

$$M_i = M_{0i} + \delta M_i$$

yazılabilir. Örneklem içindeki salt parlaklık dağılımının şimdilik $\sigma_M = 0$ olduğunu kabul edelim. Yıldızların uzay dağılımı, sınır paralaksı, ya da görünen parlaklık sınırı ne olursa olsun, bu durumda grubu kalibre etmek için tek bir yıldız yeterlidir. Örneklem (grup) içindeki yıldızlar üzerinden (ağırlıklı) ortalama almak gözlemsel hataların etkisini küçültecektir:

$$\overline{M} = \overline{M_0} + \overline{\delta M} \qquad (10)$$

Ortalama parlaklık $\overline{M}$ etrafındaki saçılma yalnız gözlemsel hataların ölçüsü olacaktır. Dolayısıyla $\sigma_M = 0$ durumunda $\pi_0 = 0".114 \pm 0".020$ için Smith (1987c) tarafından δM için görünen parlaklık sınırı 8^m de $\delta M = +1^m.72$, ve görünen parlaklık sınırı 12^m de $\delta M = -2^m.28$ bulunması gerçekçi değildir.

Eğer $\sigma_M \neq 0$ ise, ve örneklem yıldızları bir görünen parlaklık sınırından daha parlak seçilmişlerse, o zaman (10) ile bulunan ortalama parlaklık aslından daha parlak olacaktır. Malmquist yanlılığı (bias) denen bu yanlılık düzeltilmelidir. Bu durumda (10) eşitliği

$$\overline{M} = \overline{M_0} + \overline{\delta M} + K\sigma_M^2 \qquad (11)$$

olur. Son terim Malmquist düzeltmesidir; pozitif bir sayı olan K, ele alınan yıldızların uzay dağılımına bağlıdır (Bkz. Luri v.d.1993, Şekil 1 ve 2). Düzenli yıldız dağılımı için K = 1.38 (Malmquist 1936).

Kaynaklar

ESA. 1997 The Hipparcos Catalogue, ESA SP-1200

Fuchs, B., Jahres, H. 1998, *A&A*, 329,81

Hanson,R.B. 1979, *MNRAS*, 186,875

Koen, C. 1992, *MNRAS*, 256, 65

Kovalevsky, J. 1998 *A&A*, 340, L35

Luri, X., Mennessier, M. O., Torra, J. v.d. 1993, *A&A*, 267,305

Lutz, T. E., Kelker, D. H., 1973, *PASP*, 85, 573

Lutz, T. E., 1979, *MNRAS*, 189, 273

Malmquist, K. G., 1936, *Stockholms Obs. Med.* No. 26

Oudmaijer, R. D., Groenewegen, M. A. T., Schrijver, H., 1998, *MNRAS*, 294, L41

Smith, H., 1987a, *A&A*, 171, 336

Smith, H., 1987b, *A&A*, 181, 391

Smith, H., 1987c, *A&A*, 188, 233

Trumpler, R., J., Weaver, H. F., 1953*, Statistical Astronomy*, Berkeley Unv. Pres.

Turon Lacarrieu, C., Crézé , M., 1977, *A&A*, 56, 273.

CQ Cep Çift Yıldız Sisteminde Rüzgar Etkinlikleri

Hasan AK[1], Mehmet TANRIVER[1], Osman DEMİRCAN[2]

[1]A.Ü.F.F. Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 06100, Tandoğan-ANKARA
[2]Çanakkale 18 Mart Üniversitesi Fen-Edebiyat Fakültesi Fizik Bölümü, 17100, ÇANAKKALE
e-mail: ak@astro1.science.ankara.edu.tr

ÖZET: WR Bileşenli CQ Cep çift sisteminin UBV ışık eğrilerinin çıkış kollarında görülen asimetrilerin, yörüngenin eksantrik olmasından değil bazı bozucu etkilerden kaynaklandığı anlaşılmıştır. Bu etkinin sonucunda maksimumlar her zaman 0.25 ve 0.75 evrelerinden sonra olmaktadır. Işık eğrilerinde maksimum seviyeleri ve minimum derinlikleri dalgaboyu ve muhtemelen zaman bağımlıdır. Gözlemsel ışık eğrisinin minimum ve bozulmamış iniş kollarına yapılan teorik ışık eğrisi fitinden, bozulmuş evrelerdeki zayıflamanın derecesi hakkında bir fikir elde edilebilir. Işık eğrilerindeki zayıflama, sistem etrafındaki rüzgar maddesinin soğurması sonucu olmalıdır. Teorik ve gözlemsel UBV ışık eğrileri arasındaki fark kullanılarak bulunan, rüzgar maddesinin evre ve dalgaboyu bağımlı optik derinliği, sistemin rüzgar etkileşmesinin bipolar yapısını ortaya koymaktadır. Bu yapı, yörünge hareketinin coriolis etkisi ile şekillenir. Analiz sonucunda beklenmedik şekilde O9 bileşeninin rüzgarı WN6 bileşeninin rüzgarından yaklaşık iki kat daha şiddetli bulunmuştur. Eğer donukluğun esas kaynağı Thomson (elektron) saçılması ve elektron yoğunluğu da 10^{10} cm^{-3} mertebesinde ise, bipolar rüzgar yapısı yörünge düzleminde yaklaşık 2-2.5 AB kadar uzanmaktadır ve bu uzaklık bileşenler arası uzaklığın en az 20 katıdır.

1. Giriş:

CQ Cep (HD 214419, Hip 111633), bilinen en kısa dönemli ($P=1^d.64$) WR bileşenli çift sistemdir. Sistem bir WN6 başyıldız ve O9 türü yoldaştan oluşmaktadır. CQ Cep, Cep OBI oymağında, yaklaşık 3.5 kpc kadar uzaklıkta, galaktik düzleme yakın ($b=-1°.3$) yer almaktadır. Fotometrik, tayfsal ve polarimetrik özellikleri yakınlarda, Stickland et al. (1984), Drissen et al. (1986), Kartasheva and Svechnikov (1990), Underhill et al. (1990), Marchenko et al. (1995) ve Demircan et al. (1997) tarafından çalışılmıştır. Tayfsal gözlemlerden 1995'lere kadar iki çizgili radyal hız eğrisini elde etmek mümkün olmamıştır. Yörünge düzleminde uzanan disk maddesindeki elektron saçılması bileşen yıldızın çizgileri üzerinde bir perdeleme yapmakta ve sonuç olarak tayfta sadece WR yıldızının salma çizgileri görülmektedir. Ancak Marchenko et al. (1995), O9 bileşenine ait soğurma çizgilerini gözlemeyi başarmıştır. Onlar, sistemi WN6+O9II-Ib olarak yeniden sınıflamışlar, yörünge eğimini $i=78°$-$65°$, bileşenlerin kütlelerini $M_O=17.7$-22.3 $M_\odot$; $M_{WR}=15.4$-19.4 $M_\odot$ ve bileşenler arası uzaklığı da $a=19.7$-24.7 $R_\odot$ aralığında vermişlerdir.Ancak onların çalışmalarında etkin sıcaklık ve ışınım güçleri ile ilgili bir irdeleme yapılmamıştır. Moffat and Marchenko (1996), küçük yarıçapa karşın gözlenen büyük ışınım güçlerini açıklamak için, CQ Cep sisteminin bileşen yıldızlarının etkin sıcaklığının çok büyük ($T_{eff}>50000$ °K) olabileceğini düşünmüşlerdir. Demircan et al. (1997) sistemin Cep OBI üyesi olmasını da dikkate alarak, kendi içinde ve tayfsal bilgilerle de uyumlu bir çözüm seti elde etmişlerdir, orada sıcaklıklar $T_{WR}=43600$ °K ve $T_O=37000$ °K olarak verilmiştir.

CQ Cep'in ışık eğrisinde çevrimden çevrime $0^m.1$'e varan değişimler vardır ve minimum derinlikleri simetrik değildir. Bunun nedeni sistem etrafında biriken rüzgar maddesinin bozucu etkileri olmalıdır. Burada, gözlenen ışık eğrilerindeki bu bozulmaları oluşturan rüzgar maddesinin geometrik yapısı ve boyutları tartışılmıştır.

2. Gözlemler:

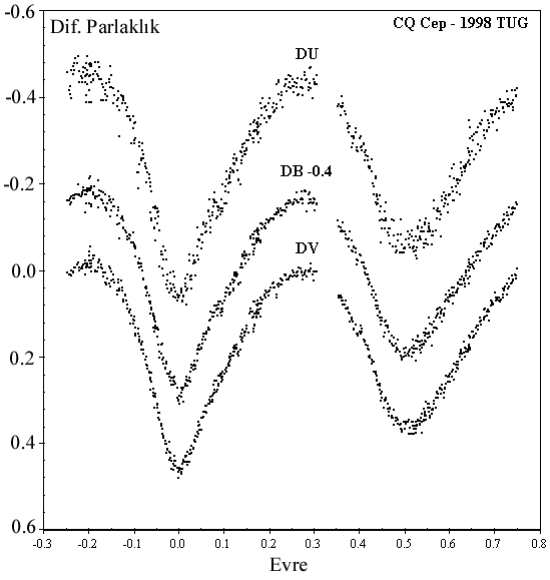
Rüzgar maddesinin davranışını incelemek için, farklı zamanlarda elde edilmiş dört takım ışık eğrisinden faydalanılmıştır. Sistemin ışık eğrisi ilk defa 1947'de W. A. Hiltner (Hiltner, 1950) tarafından U (λ3550) ve V (λ5300) bantlarında gözlenmiştir. Ayrıca Hiltner 1949'da HeII λ4686 Å salma çizgisinin fotometrik gözlemini de yapmıştır. Bu çizginin ışık eğrisi normal ışık eğrilerinin dönemselliği ile ters

karakterlidir, minimumlar maksimumlara, ve tersi, karşılık gelmektedir.

Sistemin ışık eğrisi Johnson UBV bantlarında 1995-96 yıllarında Ankara Üniversitesi Gözlemevi'nde 30 cm çaplı Maksutov teleskobuna bağlı SSP-5 fotometresi ile yeniden gözlenmiş ve ışık eğrileri ve renk eğrileri elde edilmiştir. Bu ışık eğrilerini temel alan yeni çözüm parametreleri (Demircan et al. 1997) buradaki incelemede de esas alınmıştır.

Bir başka ışık eğrisi seti de 1998 yılında Johnson UBVR bantlarında TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi (TUG)'nde 40 cm çaplı Cassegrain teleskobuna bağlı SSP-5A fotometresi ile alınmıştır. Ancak R bandındaki ışık eğrisi yer yer eksik olduğundan ve diğer ışık eğrisi setleri ile karşılaştırma yapılamadığından kullanılmamıştır. Şekil 1.'de TUG'nde elde edilen ışık eğrisi görülmektedir.

Son olarak Hipparcos uydusunun 3400-9000 Å aralığındaki Hp filtresi gözlemleri de (1989-1993) (Perryman et al.) bu araştırma için kullanılmıştır.



Şekil 1. CQ Cep çift sisteminin TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde elde edilen UBV ışık eğrisi

3. Yöntem:

Her şeyden önce, ışık eğrilerinde görülen asimetrilerin, sistem etrafını saran küresel olarak homojen olmayan zarf maddesinin soğurmasından kaynaklandığı kabul edilmiştir. Bunun, asimetri oluşturan etkiler (eliptik yörünge, manyetik aktivite (leke), kütle transferi, vb.) dikkate alındığında doğru olduğu gösterilebilir. CQ Cep sistemi için, çift yıldız ışık eğrilerinde asimetri oluşturan süreçler olarak, eliptik yörünge (CQ Cep'te yörünge dönemi küçüktür ve yörünge çemberdir) ve manyetik aktivite (sıcak-soğuk lekeler) (sıcak yıldızlarda bu etki görülmez) sürecinin olmayacağı açıktır. Fiziksel olarak, yıldız rüzgarları ve kütle transferi sırasında L_1 noktasından sistemden kaçan maddenin sistem etrafını sarması ile oluşan zarf maddesinin soğurma etkisinin böyle bir asimetri oluşturduğunu düşünmek mümkündür. Zarf maddesinin soğurucu etkisinin ışık eğrisi üzerinde asimetri oluşturması, zarfın sistem etrafında küresel olarak dağılmadığını ve soğurmanın her yerde aynı olmaması da zarf maddesinin opkit derinliğinin değiştiğini gösterir.

Burada, sistemin çember yörüngelerde dolandığı kabulüyle bulunan teorik ışık eğrisi ve gözlemsel ışık eğrisi arasındaki soğurma farkları (şiddet olarak) dikkate alınarak soğurucu ortamın optik derinliği hesaplanmıştır. Teorik ışık eğrisi oluşturulurken, gözlemsel ışık eğrisinin minimum çukurları ve bozulmamış birinci minimum iniş koluna uygunluğu dikkate alınmıştır. Sistem için kabul edilen çözüm parametreleri, Demircan et al. (1997)'ın verdiği parametrelerdir.

CQ Cep sisteminin ışık eğrisinde $0^m.1$'e varan değişimler vardır ve bu maksimum ve minimum seviyelerini değiştirir. Sistemin mevcut dört ayrı zamanda elde edilmiş ışık eğrilerinde normalizasyon yaparken, teorik fitin minimum çukurlarına uygunluğu dikkate alındığından maksimumlar farklı normalize değerlerine gelebilmektedir. Bu, ışık eğrilerindeki soğurucu etkinin göreceli olarak değişimini verir.

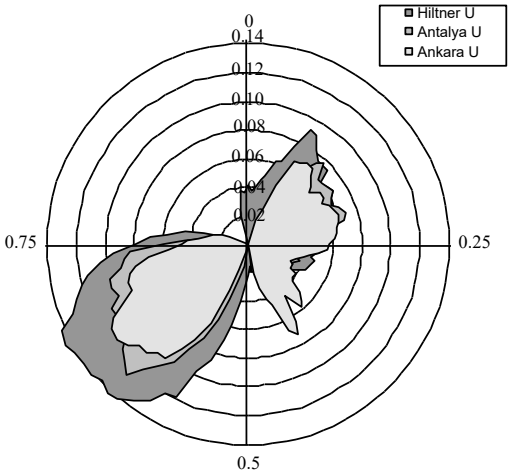
Gözlemsel ışık şiddetini (soğrulmadan sonraki akı) I, teorik şiddeti de (yıldızlardan çıkan akı) I_o ile gösterirsek;

$I=I_o e^{-\tau}$ τ; optik derinlik

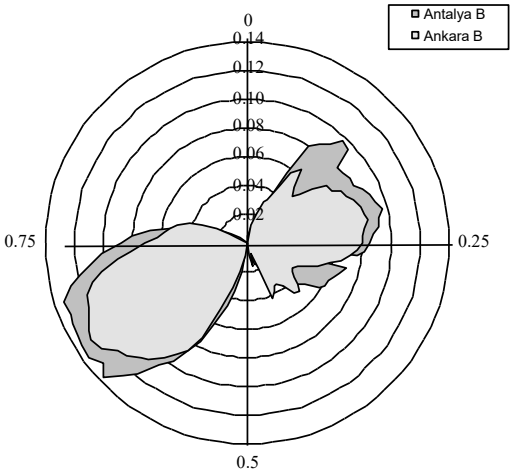
eşitliğinden soğurucu ortamın (zarf) optik derinliğini bulabiliriz:

$\tau=\ln I_o/I$

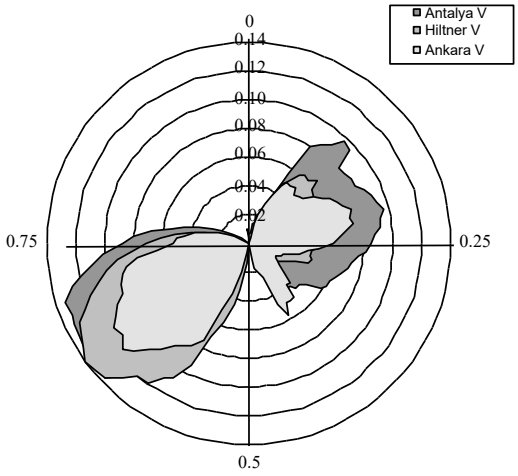
Işık eğrisi üzerinde her gözlemsel nokta ile teorik eğrinin şiddet değerleri ölçülerek evreye göre τ değerleri çıkarılmıştır. Bulunan bu τ değerleri evreye göre özel bir grafik gösterimi ile çizildiğinde, zarf maddesinin sistem etrafındaki geometrik yapısı ortaya çıkmaktadır. Şekil 2, 3, 4'te CQ Cep'in farklı ışık eğrilerinden elde edilen bu tür yapılar görülmektedir. Bu geometrik yapıların üç boyutlu düşünülmesi halinde, sistemin yörünge düzleminde yayılmış, bileşen yıldızlardan farklı başka bir ikili sistem gibi olduğu görülür ve bu yapı da örtme örtülme gösterir (bkz. Bölüm 5.). Şekilde yıldızlar 0-0.5 ekseni boyunca uzanmaktadır ve boyut olarak burada çok küçük kalırlar (bkz. Bölüm 4.).



Şekil 2. Hiltner, Ankara ve Antalya gözlemlerinin U bandı için rüzgar yapısının değişimi. 0, 0.25, 0.5 ve 0.75 evre durumunu göstermektedir, bileşen yıldızlar 0-0.5 ekseni boyunca uzanmaktadır. Her bir çember 0.02 artımla zarf maddesinin optik derinliğini belirtmektedir. En büyük τ değerine sahip olan Hiltner gözlemi, en küçük olan da Ankara gözlemidir



Şekil 3. Ankara ve Antalya gözlemlerinin B bandı için rüzgar yapısının değişimi, gösterimler Şekil 2. ile aynıdır. Antalya gözlemi, Ankara gözleminden daha büyük τ değerine sahiptir



Şekil 4. Hiltner, Ankara ve Antalya gözlemlerinin V bandı için rüzgar yapısının değişimi, gösterimler Şekil 2. ile aynıdır. En büyük τ değerine sahip olan Antalya gözlemi, en küçük olan da Ankara gözlemidir

4. Soğurucu Ortamın Zaman Bağımlılığı ve Mutlak Boyutları

Sistemi saran zarf, aşırı değen durumdaki yıldızların L_1 noktasından kaybettiği kütle ve yıldız rüzgarları ile atılan madde tarafından beslenmektedir. Zarf, küresel bir hacim içinde dağılmaktan ziyade coriolis kuvvetlerinin etkisinde yörünge düzleminde uzanacak şekilde uzayı doldurmaktadır. CQ Cep'in ışık eğrisinde $0^m.1$'e varan değişimlerde bu zarfın da rolü olmalıdır. Farklı zamanlarda elde edilmiş ışık eğrilerinin gözlenmiş bantlardaki soğrulma oranlarının grafiği, zarfın τ optik derinliği cinsinden evreye göre karşılaştırmalı olarak Şekil 2, 3, 4'te görülmektedir.

Zarfın kapladığı uzayın mutlak boyutlarını tahmin etmek için;

$$\tau = \int K\rho dx = K_\nu \rho x$$

(zarf boyunca ρ sabit kabul ediliyor)

$$K_\nu = a_\nu \frac{N}{\rho}$$

Buradan, $\tau = aNx$ olur.

Ortamda baskın olan soğurmanın elektron saçılması olduğu düşünülür ve ortamın elektron yoğunluğu içinde $N_e=10^{10}$ cm^{-3} (Bhatia and Underhill 1986) değeri alınırsa;

$a=6.654x10^{-25}$ cm^2

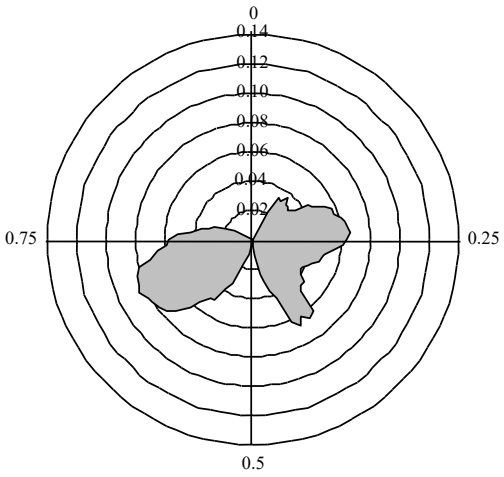
$N_e=10^{10}$ cm^{-3}

$\tau=aNx \;>\; x=\tau/aN$ bulunur.

Tablo 1'de dört farklı zamanda elde edilmiş ışık eğrilerinin mevcut bantlarında, zarfın optik derinliği ve fiziksel boyutları 0.25 ve 0.75 evresindeki (zarf gecikmeli olarak bu evre ekseninde uzanmaktadır ve maksimum değerdedir) değerleri cinsinden verilmiştir. Tabloda her bir ışık eğrisinin elde ediliş tarihi de belirtilmiştir. Zarf genişliği AB (Astronomi Birimi) ve BAU (Bileşenler Arası Uzaklık, $a=20.4$ $R_\odot$) olarak ayrı ayrı gösterilmiştir. Görüldüğü gibi zarf bir uçtan bir uca 2-3 AB büyüklüğünde bir uzaya yayılabilmekte, ancak bu boyutlar zamana göre değişkenlik göstermektedir.

Şekil 5'te Hipparcos gözleminden elde edilen zarf yapısının şekli görülmektedir. Hipparcos uydusunun fazla hassas olmayan fotometresinin bant aralığı 3400-9000 Å arasıdır. Diğer ışık eğrilerinde her bir bant tek tek incelendiğinde 0.75 evresi tarafında kalan zarfın daha geniş olduğu görülürken, geniş bir dalga boyu aralığını kaplayan Hipparcos gözlemlerinin zarf yapısında

her iki tarafın da hemen hemen aynı olduğu görülmektedir.



Şekil 5. Hipparcos gözlemleri (Hp; 3400-9000 Å) için rüzgar yapısının değişimi, gösterimler Şekil 2 ile aynıdır. İki loop arasında, diğer gözlemlerle karşılaştırıldığında belirgin bir optik derinlik farkı yoktur ve daha küçük değerlere sahiptir.

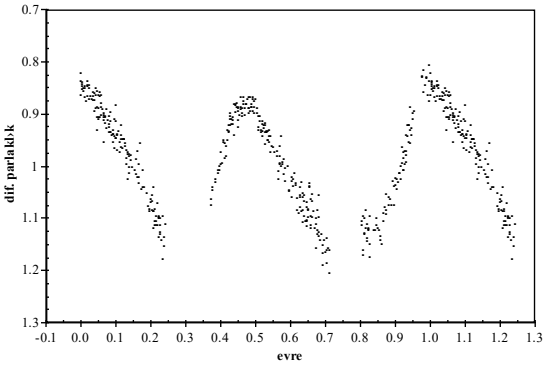
Tablo 1. Farklı zamanlarda elde edilmiş dört gözlem seti için çeşitli filtrelerde, zarf maddesinin 0.75 ve 0.25 evresindeki optik derinlik değişimi ve AB (Astronomi Birimi) ve BAU (Bileşenler Arası Uzaklık; a=20.4 $R_{\odot}$) cinsinden fiziksel boyutları.

		Optik Derinlik		Zarfın genişliği			
				AB		BAU	
Gözlem	**Filtre**	**(0.75)**	**(0.25)**	**(0.75)**	**(0.25)**	**(0.75)**	**(0.25)**
Ankara (1995-96)	U	0.1133	0.0718	1.14	0.72	11.99	7.60
	B	0.1271	0.0852	1.28	0.86	13.46	9.01
	V	0.1144	0.0744	1.15	0.75	12.11	7.87
Antalya (1998)	U	0.1249	0.0773	1.25	0.78	13.22	8.18
	B	0.1373	0.0981	1.38	0.99	14.53	10.38
	V	0.1258	0.0917	1.26	0.92	13.31	9.70
Hiltner (1948)	U	0.1447	0.0916	1.45	0.92	15.32	9.69
	V	0.1401	0.0651	1.41	0.65	14.83	6.89
Hipparcos (1989-93)	Hp	0.0854	0.0675	0.86	0.68	9.04	7.15

5. HeII λ4686 Å Salma Çizgisi Gözlemleri

Şekil 6'da Hiltner (1950) tarafından yapılan HeII λ4686 Å salma çizgisinin evreye göre grafiği görülmektedir. Normal ışık eğrisi gibi minimum ve maksimumlar gösteren bu eğrinin evreleri önceki şekillerde görülen zarf yapısına uygunluk göstermektedir. Üstelik minimum ve maksimumlar tam 0, 0.25, 0.50 ve 0.75 evrelerinde değil belli bir evre kaymasıyla gerçekleşmektedir ve bu da zarfın geometrik yapısıyla açıklanabilir.

Sonuç olarak HeII λ4686 Å salma çizgisi esas olarak zarf maddesinden gelmektedir ve bu da zarfın yüksek derecede iyonize, sıcak ortamdan oluştuğunu gösterir.



Şekil 6. HeII (4686 Å) salma çizgisinin evre bağımlılığı. Gözlemler (Hiltner 1950'den) CQ Cep sisteminin dönem ve epochuna göre evrelendirilmiştir.

6. Tartışma ve Sonuç

Büyük kütleli yıldızlar, çok güçlü yıldız rüzgarlarına sahiptirler. Bu yolla yılda 10^{-5}-10^{-4} $M_{\odot}$ mertebelerinde kütle kayıpları sözkonusudur. Atılan madde bir şekilde zamanla yavaşlayacak ve arkadan gelen rüzgarla etkileşecektir. Tek yıldız durumunda rüzgar muhtemelen küresel olacak ve yıldızdan çok uzaklara taşınacaktır. Ancak, özellikle her iki bileşeni de bu tür yıldızlardan oluşan bir sistemde, bu yolla sistemi terkeden madde sistem etrafında küresel olarak bir zarf oluşturamaz. Herşeyden önce rüzgar küresel olmaz, ayrıca yörünge hareketinin coriolis etkisi bu rüzgar yapısını şekillendirir.

CQ Cep, WR bileşenli aşırı değen bir sistemdir ve her iki bileşenden rüzgar yoluyla ve L_1 noktasından atılan madde ile kütle kaybı sözkonusudur. Atılan madde yörünge hareketinin coriolis etkisi ile şekillenerek, bileşen yıldızların dışında bir sistem gibi davranmaktadır. Bu yapı, fiziksel boyutlar olarak 2-3 AB kadar geniş bir uzaya yayılmakta ve iyonize sıcak ortamdan oluşmaktadır. Zarfın soğurucu etkisi, sistemin ışık eğrisi üzerinde yoğun bir şekilde hissedilmekte ve bu minimum kollarında asimetriye neden olmaktadır. Sistemin ışık eğrileri çember yörünge kabulüyle çözülüp zarfın etkisinden kaynaklanan sönümlemenin analiziyle, zarf maddesinin fiziksel boyutları ortaya çıkarılmıştır (Şekil 2-4).

Zarfın, sistemin 0.25-0.75 evre ekseninde uzanan bir yıldızıl yapısı olduğu ve örtme-örtülme gösterdiği, özellikle HeII salma çizgisi gözlemlerinde çok iyi görülebilmektedir. Bu salma çizgisinin fotometrik gözlemlerinden oluşturulan ışık eğrisinde, sistemin UBV ışık eğrilerinden farklı şekilde, minimumlar 0.25 ve

0.75 evresi yakınlarında, maksimumlar da 0.0 ve 0.5 evresi yakınlarında oluşmaktadır. Bu, sözkonusu çizginin yıldızlardan değil daha çok zarftan geldiğini gösterir. Minimum ve maksimum merkezlerindeki kayma ile beraber, bütün bu gözlemsel bulgular yukarıdaki şekillerde görülen zarfın geometrik yapısına çok iyi uymaktadır.

UBV bandı gözlemlerinde 0.75 evresi tarafındaki loopun daha büyük olduğu görülürken, daha geniş bir dalgaboyu aralığını kapsayan Hipparcos gözlemlerinin (3400-9000 Å) sonuçlarında her iki loopun da hemen hemen aynı olduğu ve daha az bir uzaya yayıldığı görülmektedir. Bu da uzun dalgaboylarına doğru soğurmanın etkisiz olduğunu ve zarf içinde bu dalga boylarında ekstra bir salma olduğunu da gösterir.

Sonuç olarak buradaki inceleme, büyük kütleli çift yıldızlarda oluşan rüzgar yapısı için fotometrik bir kanıttır ve CQ Cep benzeri sistemlere uygulanacak benzer çalışmaların altyapısını oluşturacaktır.

Teşekkür

Bu çalışmanın Ankara gözlemleri, TÜBİTAK TBAG-1369, (Etkileşen Çift Yıldızların Fotometrik Işık Ölçümü), nolu araştırma projesi kapsamında desteklenmiştir. TUG gözlemleri TÜBİTAK tarafından desteklenmiştir. TUG gözlemleri sırasında, Gözlemevi personelinin yakın ilgisinden dolayı kendilerine teşekkür ederiz.

Kaynaklar

Bhatia, A. K., & Underhill, A. B. 1986, ApJS, **60**, 323

Demircan, O., Ak, H., Özdemir, S., Tanrıver, M., & Albayrak, B. 1997, AN, 318-5, 267

Drissen, L., Moffat, A. F. J., Bastien, P., Lamontagne, R., &Tapia, S. 1986, ApJ, **306**, 215

Hiltner, W. A. 1950, ApJ, **112**, 477

Kartasheva, T. A., & Svechnikov, M. A. 1990, Bull. Spec. Astr. Obs.-North Caucasus, **28**, 1

Marchenko, S. V., Moffat, A. F. J., Eenenes, P. R. J., Hill, G. M., & Grandchamps, A. 1995, ApJ, **450**, 811

Moffat, A. F. J., & Marchenko, S. V. 1996, A&A, **305**, L29

Perryman, M. A. C. et al. 1997, "The Hipparcos and Tycho Catalogues" ESA Publ. Div., c/o ESTEC, Noordwijk, Netherlands

Stickland, D. J., Bromage, G. E., Budding, E., Burton, W. M., Howarth, I. D., Jameson, R., Sherrington, M. R., & Willis, A. J. 1984, A&A**, 134**, 45

Underhill, A. B., Gilroy, K. K., & Hill, G. M. 1990, ApJ, **351**, 651

Nötron Yıldızlarında Isı Üretimi ve Pervane Olayı

M. Ali ALPAR

O.D.T.Ü., Fizik Bölümü, ANKARA
e-mail: alpar@astroa.physics.metu.edu.tr

ÖZET: Periyod sıçramaları gösteren ve sıçrama arasında dönme frekansının ikinci türevi ölçülen tüm pulsarlar ortak bir dinamik davranış sergiliyorlar. Bu dinamiğin gerektirdiği ısı üretimi parametreleri üzerine alt ve üst sınırlar koyabiliyoruz. Isı üretimi üzerine çıkartılan bu sınırları son yıllarda ROSAT'in bulduğu zayıf ısısal nötron yıldızlarına uyarladığımızda bunların doğrudan gözlenemeyen yavaşlamaları üzerine kısıtlamalar elde ediyoruz. Böylece elde edilen tork değerleri tipik nötron yıldızı mıknatıs alanları altında etrafta kütle akışı varsa beklenen pervane olayının ilk gözlemsel işaretleri olabilir.

M Tipi Yarı Düzenli Değişen Yıldızların Salt Parlaklıkları

Zeki ASLAN, Cahit YEŞİLYAPRAK

Akdeniz Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, 07058, ANTALYA
e-mail: aslan@sci.akdeniz.edu.tr

ÖZET: Hipparcos paralaksları kullanılarak M tipi yarı düzenli değişen yıldızların salt parlaklıkları hesaplanmıştır. Göreli paralaks hataları 0.10'dan küçük olan yıldızlar belirgin bir periyot-parlaklık bağıntısının olduğunu göstermektedir. Periyot-yarıçap bağıntısı bu yıldızların çoğunun birinci harmonikte zonkladığı düşüncesini desteklemektedir.

1. Giriş

Yarı düzenli (SR) değişen yıldızlar orta ve geç tayf türünden dev ve üst devlerdir. Belirgin periyodik ışınım değişimi sergilerler. Zaman zaman ışık eğrisinde düzensizlikler, hatta sabit ışınım evreleri görmek mümkündür. Işınım periyotları 20 günden birkaç bin gün arasındadır. Değişen Yıldızlar Kataloğu'nda (Kholopov v.d. 1985) dört alt tür tanımlanmıştır. SRa tipi M, C, S tayf türünden devlerdir, oldukça kararlı periyodik değişim gösterirler. Çoğu zaman Mira yıldızlarından sadece küçük ışınım genlikleri ile ayrılırlar. SRb tipi yine M, C, S tayf türünden, daha zayıf periyodiklik gösteren, ışık eğrilerinde düzensiz aralıklar olan yıldızlardır. Ortalama ışınım çevriminden söz edilebilir. Bir çoğunda birden fazla dönemsel değişim vardır. SRc türü M, C ve S tipi üst devlerdir. SRd türü ise F, G ya da K tipi dev ya da üst devlerdir.

Mira ve SR tipi yıldızların zonklama kipleri hakkında fikir birliği yoktur. Kimi hesaplara göre Mira tipi yıldızlar temel harmonikte, SR tipi yıldızlar birinci ya da daha üst harmonikte zonklar (Fox ve Wood 1982, Wood ve Sebo 1996). Kimine göre ise Mira tipi yıldızlar birinci harmonikte, SR tipi yıldızlar ise ikinci yada daha üst harmonikte zonklar (Feast 1996, van Leeuwen v.d. 1997, Barthés 1998, Bedding v.d. 1997, 1998).

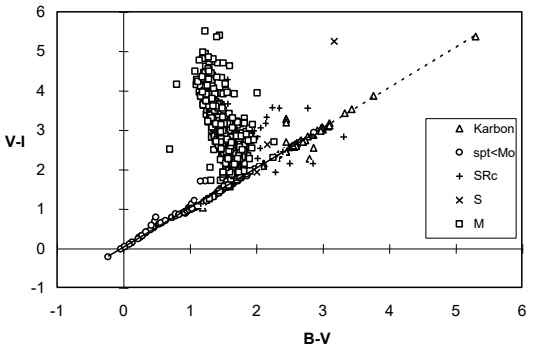
SR tipi yıldızların bir kısmında kip değişimi olduğu iddia edilmektedir. Örneğin R Dor yıldızında (SRb) P_0=332 gün ve P_1=175 gün ile verilen 2 dönem gözlenmiştir. R Dor'un gözlenen açısal çap ve Hipparcos paralaksından 1. ile 3. harmonik arasında kip değiştirdiği sonucuna varılmıştır. (Bedding v.d. 1998).

Yarı düzenli değişen yıldızların salt (mutlak) parlaklıkları geçmişte istatistik paralakslardan hesaplanmıştı (Wilson 1942, Aslan 1973). Şimdi Hipparcos Kataloğu'nda önemli sayıda SR tipi yıldızın trigonometrik paralaksı yayınlanmıştır. Bu bildiri de bu paralakslar kullanılarak, M tipi yarı düzenli değişen yıldızların hesaplanan salt parlaklıkları ve periyot-parlaklık bağıntısı üzerinde durulacaktır.

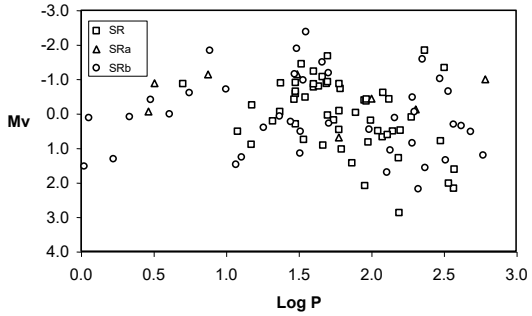
2. Gözlem Verileri

Hipparcos Kataloğu'nda (HIP) (ESA 1997) yarı düzenli değişen olarak sınıflanan yıldızların iki renk diyagramı Şekil 1'de noktalanmıştır. Bu yıldızlar arasında B tipine kadar erken tip yıldızlar vardır; büyük olasılıkla bunlar bilgi azlığından yanlış sınıflanmalardır. Şekil 1'den görüleceği gibi M tayf türü için B-V / V-I bağıntısı genel çizgisel bağıntıdan çok farklıdır. Bu nedenle, biz burada yalnız M sınıfı üzerinde duracağız.

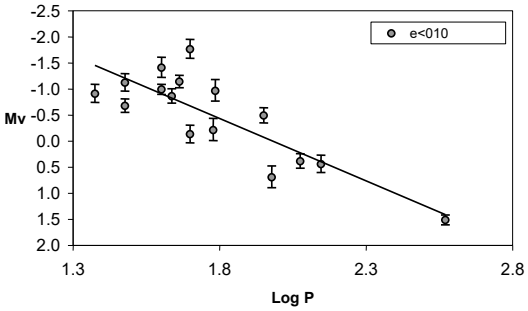
Hipparcos 'daki seçicilik etkilerini en aza indirmek için, biz esas kaynak olarak Değişen Yıldızlar Kataloğu'nu kullandık. Bu katalogda SR, SRa ve SRb diye sınıflanan yalnız M tipi değişen yıldızları seçtik, parlak ve üst devleri dışladık (parlaklık sınıfı II ve I). Sonra bu yıldızların HIP kataloğunda tanısını yaptık. Toplam 874 yıldızdan oluşan bir liste oluştu. Bunların astrometrik ve fotometrik verilerini, varsa yeni ışınım dönemleri dahil, HIP'den aldık.



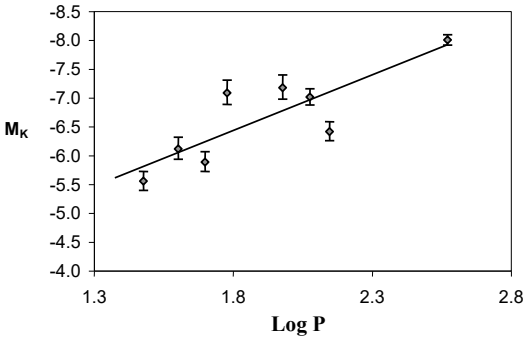
Şekil 1. Hipparcos Kataloğu'nda yarı düzenli olarak sınıflanan tüm yıldızların iki renk diyagramı Ortalama çizgisel bağıntıdan yalnız M ve S türü sapmaktadır.



Şekil 2. Göreli paralaks hatası 0.5 den küçük olan yıldızlar için periyot-parlaklık bağıntısı.



Şekil 3. Paralaksı en iyi (e<0.1) olan SR yıldızları için V süzgecinde periyot-parlaklık bağıntısı



Şekil 4. Paralaksı en iyi (e<0.10) olan SR yıldızlar için K süzgecinde periyot-parlaklık bağıntısı

3. Salt Parlaklıklar

$M_v=V+5+5\log\pi_0$ formülü ile, gözlenen paralaks π_0'dan hesaplanan salt parlaklığın ilk yaklaştırma olarak hatası $\varepsilon_M \approx \pm 2.17\sigma_\pi/\pi_0$ 'dır. Burada σ_π, ölçülen paralaksın hatasıdır. Keyfi bir seçimle, $e\equiv\sigma_\pi/\pi_0<0.5$ olan yıldızlar için periyot-parlaklık (P-L) bağıntısı Şekil 2'de verilmektedir. Periyodu 10 günden küçük olanlar için (bunların çoğu Hipparcos 'un yeni keşifleridir) Şekil 2'de görülen belirgin P-L bağıntısı ve renk-periyot bağıntısı daha önce tartışılmıştı. (Aslan ve Yeşilyaprak 1998). Daha uzun dönemliler için Şekil 2'de bir bağlılık sezilmemektedir. Ne varki bu gerçek bağıntının olmadığı anlamına gelmiyor. Saçılmaya katkıda bulunan birkaç etken vardır:

i) *Görünen parlaklıktaki belirsizlik.* Hipparcos 'un zaman aralığı kısadır ve bir tam çevrimi bile gözlenmemiş olabilir. Bu nedenle verilen parlaklık, çevrim ortalaması olmayabilir.

ii) *M_v'de gerçek dağılma*. Bunun $\sigma_M \sim 1^m$ mertebesinde olması beklenmektedir.

iii) *Yıldızlararası soğurma*. Şekil 2'de bunun için bir düzeltme yapılmamıştır ancak saçılmaya önemli bir katkısı olmaz çünkü düzeltme, yıldızın yönüne ve uzaklığına bağlı olarak, her noktayı daha parlak M_v'ye doğru kaydırır.

iv) *Gözlenen paralaksların ölçüm hataları*. Şekil 2 'deki saçılmaya en büyük katkı kaynağı budur. M_v'deki hata $\sigma_\pi/\pi = 0.20$ 'de $\sim \pm 0^m.4$, ve $\sigma_\pi/\pi = 0.50$ 'de $\sim \pm 1^m.18$ 'dir.

v) *Lutz-Kelker ve Malmquist yanlılıkları*. Paralaks hatasından (Lutz ve Kelker 1973) ve seçicilik etkisinden (Malmquist 1936) kaynaklanan bu sistematik düzeltmelerin saçılmayı artırması beklenmemektedir

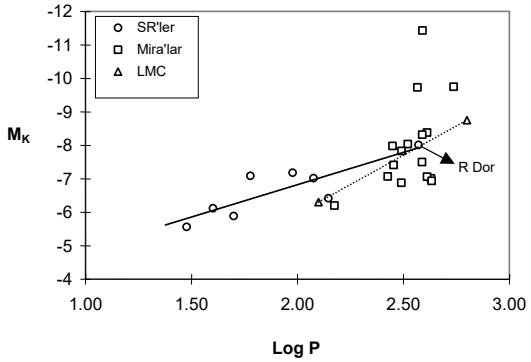
vi) *Çok periyotluluk-zonklama kiplerinin karışımı*. Szatmary v.d. (1996) iki periyotlu 10 adet yıldız listelemiştir. Cadmus v.d. (1998), Percy ve Desjardins (1996), Bedding v.d. (1998) kip değişimi kanıtları bulmuşlardır. Kuramsal modeller (örneğin Wood ve Sebo 1996) uzun dönemli değişen yıldızlar için temel harmonik ile birinci ya da ikinci harmonik arasındaki periyot oranları için $\Delta\log P \sim 0.3$-0.4 öngörmektedir. Bu gözlemsel ve kuramsal sonuçlara göre Şekil 2'deki yıldızlar farklı kipte zonklayan yıldızların karışımı olmalıdır, bu veriler M_v'de saçılmayı artırır.

4. P-L Bağıntısı

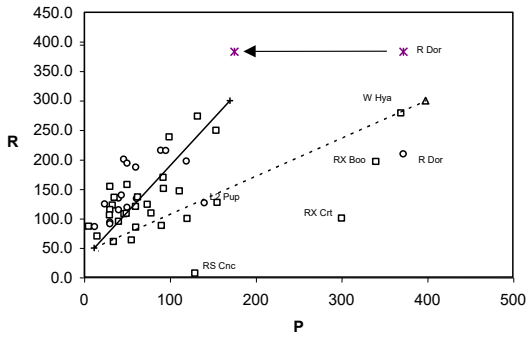
Yukarıda sıralanan etkileri gözönüne alarak, burada paralaksı en iyi olan yıldızları kullanacağız. Şekil 3 ve 4'de, V ve K bantlarında, göreli paralaks hataları 0.10'dan küçük olan yıldızlar noktalanmıştır. (Bkz. Çizelge 1). Görüleceği gibi belirgin bir P-L bağıntısı vardır. M_v'nin tersine parlaklık kırmızı ötesinde periyotla artmaktadır. Bu IRAS uydu gözlemleri (IRAS 1988) içinde böyledir, ancak burada verilmeyecektir. Şekil 5'de, Şekil 4'deki bağıntı, galaktik Mira yıldızları (van Leeuwen v.d. 1997) ve Küçük Macellan Bulutu Mira bağıntısı ile karşılaştırılmıştır. Görüleceği gibi, R Dor uzun periyotlu zonklama evresinde Mira gibi davranmaktadır; kısa periyotlu zonklaması SR gibidir. Galaktik Mira tipi yıldızlardaki saçılmanın esas nedeni paralakslardaki hatalardır artı farklı kiplerdeki zonklamalardır. (van Leeuween v.d. 1997).

Çizelge 1. Hipparcos Kataloğu'nda bulunan periyodu 20 günden büyük ve paralaks hataları 0.1 den küçük olan M tipi SR değişen yıldızlar.

Hip	V	π	σ_π	P	Tayf Türü	Değ. Tipi	M_v	A_v	K	M_K	m_{12}	M_{12}
8837	4.39	10.15	0.60	30	M4 III SB	SR	-0.68	0.10			0.13	-4.84
14354	3.32	10.03	0.83	50	M3 III var	SRb	-1.76	0.09			-1.22	-6.21
21479	5.59	16.02	0.69	372	M8 e	SRb	1.51	0.10	-4.02	-8.01	-4.28	-8.26
21763	4.32	9.03	0.69	30	M3/M4 III	SR	-1.12	0.22	-0.32	-5.56	0.42	-4.80
23840	5.19	5.20	0.46	40	M3 III	SR	-1.41	0.18	0.30	-6.12	1.03	-5.39
24169	5.60	7.30	0.71	60	M6.2 III	SRb	-0.21	0.13	-1.40	-7.09	-1.12	-6.80
34922	4.42	16.46	1.27	140	M5 e	SRb	0.44	0.06	-2.49	-6.42	-3.46	-7.38
36547	4.92	6.89	0.55	23.7	M4 IIIa	SR	-0.91	0.02			0.69	-5.12
57613	5.10	6.84	0.65	61	M4 III	SR	-0.96	0.24			0.44	-5..38
59929	4.06	10.80	0.48	40	M5 III	SR	-0.99	0.22			-0.71	-5.54
68815	5.69	9.93	0.64	119	M6.5 III	SRb	0.38	0.29	-1.98	-7.02	-2.16	-7.18
73199	4.63	8.20	0.52	43.3	M5 III	SR	-0.86	0.06			-0.24	-5.67
78574	6.52	7.26	0.70	95	M6 e	SRb	0.69	0.13	-1.47	-7.18	-1.71	-7.41
80704	4.83	9.03	0.61	89.2	M6 III var	SRb	-0.49	0.10			-1.60	-6.82
92862	4.08	9.33	0.52	46	M5 III var	SRb	-1.14	0.07			-1.42	-6.57
106044	5.47	8.23	0.64	50	M5 III	SR	-0.13	0.18	-0.46	-5.89	-0.12	-5.54



Şekil 5. Şekil 4 ve Büyük Macellan Bulutu'ndaki Mira yıldızları. kesikli çizgi ve Mira yıldızları van Leeuwen v.d. (1997)'den alınmıştır.



Şekil 6. Periyot – yarıçap bağıntısı. Yarıçaplar Barnes ve Evans bağıntısından hesaplanmıştır. Kısa sürekli çizgi birinci harmonikte, kesikli çizgi temel harmonikte zonklayan yıldızlar için P-R bağıntısıdır. (o : e < 0.1 , □ : 0.1 < e < 0.2, Δ ve + temel ve 1. Harmonik bağıntılarını temsil eder. R Dor'un açısal çaptan hesaplanan konumu belirtilmiştir.

5. Periyot-Yarıçap Bağıntısı

Dumm ve Schild'in (1998) yaptığı gibi, yıldızların yarıçaplarını hesaplamak için Barnes ve Evans'ın (1976) yüzey parlaklık bağıntısını kullanacağız. Bir yıldızın açısal çapı θ, λ dalgaboyunda gözlenen akısı f_λ , ve yüzey parlaklığı F_λ , (birim alandan çıkan ışınım enerjisi) arasında basit bir ilişki vardır: $f_\lambda \propto F_\lambda\ \theta^2$. Toplam ışıkta bu $f_{bol} \propto T_e^4\ \theta^2$ olur. Burada T_e , etkin sıcaklıktır. Orantı katsayısı için Güneş değerleri kullanılırsa (Barnes ve Evans 1976),

$$\text{Log } T_e + 0.1BC = \text{Log } T_{e|} + 0.5\text{Log } \theta_| + 0.1 m_{bol,|} - 0.1V - 0.5\text{Log } \theta$$

burada V, Johnson sisteminde görsel kadirdir. Sol taraf F_v ile gösterilir ve Güneş verileri kullanılırsa,

$$F_v = 4.2185 - 0.1V - 0.5\text{Log } \theta \qquad (1)$$

F_v ile çeşitli renk göstergeleri arasında iyi bir ilişki olduğu bilinmektedir (Örneğin Barnes v.d. 1978). Dumm ve Schild (1998), Hipparcos Kataloğu 'nda verilen Cousins renk göstergesi $(V-I)_c$ ile F_v arasında M yıldızları için

$$F_v = 3.75(\pm 0.02) - 0.178(\pm 0.007)(V-I)_c \qquad (2)$$

vermektedir. Hipparcos 'da verilen $(V-I)_c$'den (2) denklemi F_v'yi, (1) denklemi de açısal çap θ'yı verir. Yine Hipparcos'da verilen paralaks kullanılarak açısal çap çizgisel çapa çevrilebilir. Bu adımlar birleştirilirse (Dumm ve Schild 1998),

$$R(R_|) = (107.47/\pi)10^{\,0.939 - 0.2V + 0.356(V-I)c} \qquad (3)$$

burada paralaks π mili açı saniyesi cinsindendir. R'deki hatayı en azda tutmak için en iyi paralakslar kullanılmıştır. Şekil 6, göreli paralaks hatası $\sigma_\pi/\pi<0.20$ olan yarı düzenli değişen yıldızlar için periyot-yarıçap bağıntısını göstermektedir. Yarı düzenli değişen yıldızların kinematiği (Aslan 1973, Yeşilyaprak, Özdemir ve Aslan 1999) yarı düzenli değişen yıldızların küçük kütleli yıldızlar olduğunu göstermektedir. Miralar için kütle aralığını Hanifi v.d. (1995) $1.0M_| < M < 1.5M_|$. Şekil 6'da $1.5M_|$ için zonklama kuramının öngördüğü bağıntılar çizilmiştir. Temel harmonikte zonklama bağıntısı olarak Wood (1990) tarafından verilen denklem LogP=1.949LogR-0.9LogM-2.07 kullanılmıştır. Birinci harmonikte standard bağıntı

$P[M/R^3]^{1/2}$=Q kullanılmış ve Q=0.04 alınmıştır. Burada P ve Q gün cinsinden, M ve R Güneş birimleri cinsindendir. Temel harmonik için zonklama sabiti yaklaşık Q=0.09 değerine sahiptir (Wood ve Sebo 1996). Şekil 6'dan yarı düzenli değişen yıldızların çoğunluğunun birinci harmonikte zonkladığı söylenebilir. Açısal çapı ölçülmüş olan R Dor'un konumu, kip değiştirdiğini (Bedding v.d. 1998) desteklemektedir.

Kaynaklar

Aslan Z., 1973, *MNRAS*, **165**, 337

Aslan Z., Yeşilyaprak C., 2000, in *"Variable Stars as Essential Astrophysical Tools"*, (ed. C. İbanoğlu), NATO-ASI, Ser.C., **Vol.544**, Kluwer Acad. Publ. Dordrecht, The Netherlands, p.503

Barnes, T.G., Evans D.S., 1976, *MNRAS*, **174**, 489

Barnes, T.G., Evans D.S., Moffett T.J.,1978, *MNRAS*, **183**, 285

Barthés D., 1998, *A&A*, **333**, 647

Bedding T.R., Zijlstra A.A., von der Lühe O., Robertson J.G., etal., 1997, *MNRAS*, **286**, 957

Bedding T.R., Zijlstra A.A., Jones A., Foster G., 1998, *MNRAS*, **301**, 1073

Cadmus R.R.J., Wilson L.A., Sneden C., Mattei J.A., 1991, *AJ*, **101**, 1043

Dumm H., Schild H., 1998, *New Astronomy*, **3**, 137

ESA, 1997, *The Hipparcos and Tycho Catalogue*, ESA SP – 1200

Feast M.W., 1996, *MNRAS*, **278**, 11

Fox M., Wood P.R., 1982, *ApJ*, **259**, 198

Hanifi C.A., Scholz M., Tuthill P.G., 1995, *MNRAS*, **276**, 640

Joint IRAS Sci. Work. Group, 1998, *IRAS Catalogs and Atlases*, **Vol. 2-6**, The point source catalog, NASA RP-1190, (IRAS-PSC)

Kholopov P.N., Samus N.N., Frolov M.S., etal., 1985-88, *"General Catalog of Variable Stars"* 4. Ed. Nauka Pub. House, Moscow (GCVS4)

Lutz T.E., Kelker D.H., 1973, *PASP*, **85**, 573

Malmquist K.G., 1936, *Stockholms Obs. Med.*, No: 26

Peroy J.R., Desjardins A., 1996, *PASP*, **108**, 847

Szatmary K., Gal J., Kiss L.L., 1996, *A&A*, **308**, 791

Van Leeuwen F., Feast M.W., Whitelock P.A., Yudin B., 1997, *MNRAS*, **287**, 955

Yeşilyaprak C., Özdemir T., Aslan Z., 1999, XI. UAT., Elazığ (basımda)

Wilson R.E., 1942, *ApJ*, **96**, 371

Wood P.R., 1990, *"From Miras to plenatary nebula"*, (eds. M.O. Mennessier, A. Omant)

Wood P.R., Sebo K.M., 1996, *MNRAS*, **282**, 958

Yarı Düzenli Değişen Yıldızların Kinematik Yaşları

Cahit YEŞİLYAPRAK[1], Tuncay ÖZDEMİR[2], Zeki ASLAN[1]

[1]Akdeniz Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, ANTALYA
[2]İnönü Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, MALATYA
e-mail: cahit@sci.akdeniz.edu.tr

ÖZET: Hipparcos Kataloğu'nda bulunan yarı düzenli değişen M III tipi yıldızların uzay dağılımları ve hareketleri incelenmiş, kinematik farklılık olup olmadığı araştırılmıştır. Buna bağlı olarak da oluşturulan yıldız grupları arasındaki yaş sıralamasının, gençten yaşlıya doğru L, SR, SRa, SRb şeklinde olduğu görülmüştür. Bu gruplar için bulduğumuz ortalama kinematik yaşlar ise L tipi yıldızlar için 5-6 Gyıl ve SR, SRa, SRb tipi yıldızlar için 7-8 Gyıl'dır.

1. Giriş

Bu çalışmada amacımız Hipparcos Kataloğu (ESA 1997) çıktığından beri, bu katalogdan alınan yeni verilerin yardımı ile üzerinde pek fazla çalışma yapılmayan yarı düzenli değişen yıldızların kinematik özelliklerini ve kinematik yaşlarını belirlemektir. Daha sonra Mira yıldızları ile yapacağımız kinematik çalışmada, karşılaştırma yapacak temel sonuçları elde etmektir.

Bu amaçla, Hipparcos Kataloğu'nda bulunan radyal hıza sahip M tipi dev (III) yarı düzenli değişen yıldızların ortalama hızları ile hız ve uzay dağılımları incelenmiştir. Elde edilen sonuçlara dayanarak, kinematik yaşları tartışılmıştır. İncelenen M III tipi yarı düzenli değişen yıldız sayısı toplam 233'dür. Kinematik farklılıkları görebilmek ve hata oranını azaltmak amacı ile yıldızlar öncelikle 2 gruba ayrılmıştır. Bunlar göreli (yüzde) paralaks hataları oranı (ε_π/π) 0.2 ve 0.5 den küçük olan yıldızlardır. 0.5'den büyük orana sahip yıldızlar hesaplamalara katılmamıştır. Çünkü incelenen yıldızlar Güneş komşuluğundan uzaklaştıkça paralaks hataları da artmaktadır. Seçtiğimiz bu yıldızlar, ayrıntılı inceleme yapmak ve varsa kinematik farklılıkları görebilmek için değişim tiplerine, periyotlarına, spektral sınıflarına ve renklerine göre de alt gruplara ayrılmıştır. Ayrıca parlaklık sınıfı dev (III) haricindeki yıldızlar incelemeye alınmamıştır. Sınıfı belli olmayan yıldızlar için, parlaklık sınıfı göstergesi olan mutlak parlaklıklar hesaplanmış ve mutlak parlaklığı $-3<M_v<3$ olan yıldızlar dev sınıfına dahil edilmiştir.

2. Metod

Kinematik incelemede bulduğumuz uzay hızları ve hataları, yıldız hareketleri için verilen "Standart Model" (ESA 1997) kullanılarak yapılmıştır. Hesaplamalarda diferansiyel galaktik dönme hesaba katılmamıştır. Yaptığımız hesaplamalarda :

u: galaktik merkez doğrultusundaki hız bileşeni,
v: galaktik dönme doğrultusundaki hız bileşeni,
w: galaktik düzleme dik doğrultudaki hız bileşeni,
σ_u, σ_v, σ_w: hız elipsoidinin eksenleri,
θ:eksen kayması

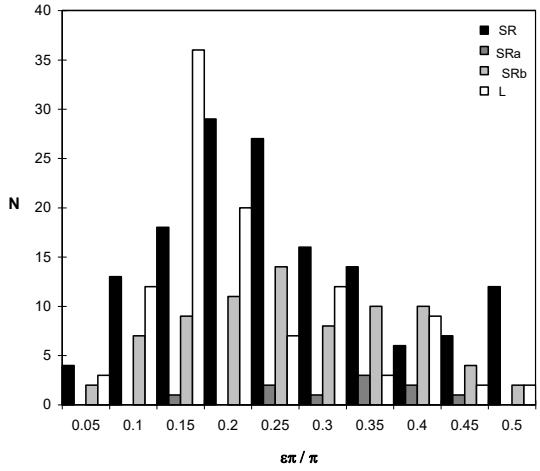
olarak gösterilmiştir. Eksen kaymasını bulmak için $\theta=(1/2)\arctan[2\sigma_{uv}^2/(\sigma_u^2-\sigma_v^2)]$ eşitliği kullanılmıştır. Kinematik yaşların hesaplamasında Spitzer ve Schwarzchild 'in (1953) bulduğu daha sonra ise Wielen 'in (1974) üzerinde bir düzeltme yaptığı hızlar ile yaş arasındaki bağıntı $V_{rms}\approx V_{rms}(0)[1+(t/t_e)]^{1/2}$ kullanılmıştır. Bu eşitlikte $V_{rms}=[\sigma_u^2+\sigma_v^2+\sigma_w^2]^{1/2}$, $V_{rms}(0)\approx 10$km/s , $t_e\approx 2\text{x}10^9$ yıl, t_e: çarpışmalar sırasındaki enerji değişim zamanı ve $V_{rms}(0)$: yıldız oluşumu sırasındaki ilk hız olarak tanımlanmıştır.

3. Bulgular

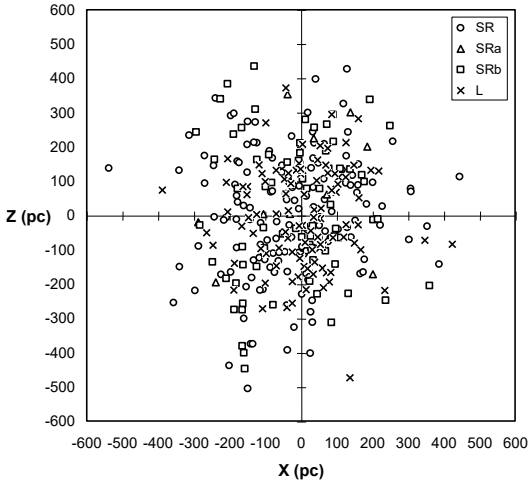
3.1. Uzay ve Hız Dağılımları

İncelemede, göreli paralaks hataları oranı 0.5 den küçük olan yıldızlar kullanılmıştır ve dağılımları Şekil 1'de verilmiştir.

Yıldızların uzay ve hız dağılımları Şekil 2 ve 3'de verilmiştir. Bu grafikler (X-Z ve u-v) incelendiğinde, değişim tiplerine göre büyük bir

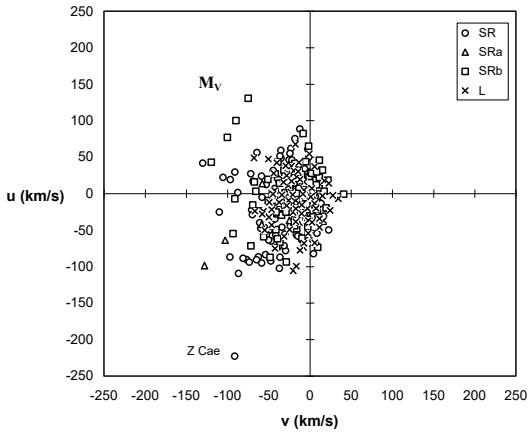


Şekil 1. Göreli paralaks hatası oranı 0.5 'den küçük olan yıldızların dağılımları



Şekil 2. Uzay dağılımları

fark olmadığı görülmüştür. Özellikle SR ve SRb karşılaştırıldığında aralarında çok belirgin bir fark yoktur. SRa tipi yıldızlar için kesin birşey söylemek ise yıldız sayısının azlığından ötürü zordur. Sadece uzay hızları dağılımında (u-v), L tipi yıldızların hız dağılımları diğer tiplere göre daha küçüktür.



Şekil 3. Hız dağılımları

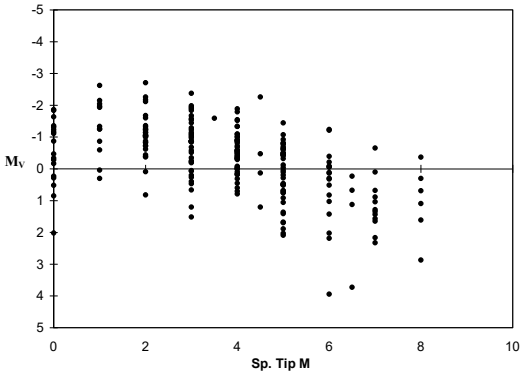
3.2. Yıldızların Hareketleri

Oluşturduğumuz alt gruplar için hesaplamalardan elde ettiğimiz ortalama hız ve elipsoid çözümleri Çizelge 1'de verilmiştir.

Mira tipi yıldızlar ile karşılaştırma yapabilmek için öncelikle periyotlarına göre bir sınıflandırma yaptık ve alt gruplar oluşturduk. Bu sınıflandırmada kullandığımız değerler (20 ve 80

Çizelge 1. Ortalama uzay hızları

Grup	Alt Grup	Sayı	Ortalama Hızlar			σ_u	σ_v	σ_w	θ
			$u \pm \varepsilon_u$ (km/s)	$v \pm \varepsilon_v$ (km/s)	$w \pm \varepsilon_w$ (km/s)	(km/s)	(km/s)	(km/s)	(°)
$\varepsilon_\pi / \pi < 0.5$	**L**	106	-11.8 ± 3.3	-16.7 ± 2.0	-5.5 ± 1.9	33.6	20.5	19.1	-5.4
	SR	146	-14.9 ± 3.7	-27.2 ± 2.4	-7.9 ± 1.6	45.0	29.4	19.8	12.8
	SRa	10	-22.4 ± 12.6	-40.2 ± 14.5	-10.1 ± 6.0	39.9	45.7	18.9	-39.4
	SRb	77	-0.6 ± 4.8	-23.7 ± 3.6	-9.5 ± 3.1	42.0	31.5	27.2	-5.4
	SR , SRa , SRb	233	-10.5 ± 2.9	-26.6 ± 2.0	-8.5 ± 1.5	44.2	31.0	22.4	12.0
	P > 20 [d] (SR, SRa, SRb)	37	-15.9 ± 7.0	-16.8 ± 5.7	-6.1 ± 4.1	42.6	34.9	24.9	33.2
	P > 80 [d] (SR, SRa, SRb)	26	-23.4 ± 7.4	-20.4 ± 7.7	-4.7 ± 5.2	38.0	39.4	26.3	-43.1
	20 [d] < P < 80 [d] (SR, SRa, SRb)	16	-14.6 ± 11.8	-20.6 ± 7.5	-11.5 ± 5.8	47.2	30.1	23.2	24.3
	Sp. Tip < 3 (SR, SRa, SRb)	62	-16.6 ± 6.7	-29.3 ± 4.2	-8.8 ± 2.7	52.7	33.1	21.0	15.4
	3 ≤ Sp. Tip < 6 (SR, SRa, SRb)	135	-11.3 ± 3.5	-25.8 ± 2.4	-8.5 ± 2.0	41.2	27.8	22.9	4.3
	Sp. Tip ≥ 6 (SR, SRa, SRb)	36	3.2 ± 6.1	-24.7 ± 6.4	-8.1 ± 3.9	36.7	38.2	23.4	-38.8
$\varepsilon_\pi / \pi < 0.2$	**B – V ≤ 1.49** (SR, SRa, SRb)	33	-10.8 ± 7.4	-24.1 ± 4.7	-10.2 ± 3.8	42.7	26.8	21.9	5.2
	B – V ≥ 1.50 (L)	54	-17.6 ± 4.7	-16.1 ± 2.9	-2.2 ± 2.3	34.7	21.1	16.9	4.6
	B – V ≥ 1.50 (SR, SRa, SRb)	58	-11.8 ± 6.4	-27.0 ± 3.5	-6.1 ± 3.0	48.4	27.0	22.7	0.9



Şekil 4. SR, SRa ve SRb tipi bütün yıldızlar için mutlak parlaklık ile spektral tip arasındaki ilişki ($\varepsilon_\pi/\pi<0.5$)

gün) keyfi seçilmiştir ve elde ettiğimiz sonuçlara bakıldığında belirgin bir kinematik fark olmadığı görülmüştür. Periyot gruplandırmasında elde ettiğimiz sonuçlarda, yıldız sayısının az olması da etkili olmuştur.

Spektral tip sınıflandırması için yıldızlar erken, orta ve geç tip olarak 3 gruba ayrılmıştır. Geç tiplere gidildikçe hızların ve hız dağılımlarının daha küçük olduğu görülmektedir. Yine geç tiplere gidildikçe görsel mutlak parlaklık azalmaktadır (Şekil 4). SRb ile L tipi yıldızlar karşılaştırıldığında; SRb tipi yıldızların daha sönük, daha mavi ve daha geç tip olduğu görülmüştür.

Renk sınıflandırmasında Kerschbaum ve Hron'un (1992) kırmızı ötesinde, SR değişenlerini mavi ve kırmızı olarak ayırması gözönüne alınmıştır. Biz buna benzer bir ayrımı görsel bölgede belirlediğimiz keyfi sınırlara (B-V≤1.49 ve B-V≥1.50) göre yaptık ve sadece daha kırmızı ve daha mavi olarak yıldızları 2 alt gruba ayırdık. Bu ayrıma göre mavi ve kırmızı diye ayırt ettiğimiz yarı düzenli değişen yıldızlar arasında fark olmadığı görülmektedir. Kerschbaum ve Hron'un SR yıldızları için yaptığı renk ayrımı, kinematik bir farklılık olarak sezilmemektedir.

Değişim tipine göre incelendiğinde; L için bulunan hızlar ve hataları ile uzay ve hız dağılımları dikkate alındığında, L tipi yıldızların kinematik olarak homojen bir grup olduğu söylenebilir. SRa tipi yıldızlar için elde edilen sonuçlardaki farklılığın nedeni, yıldız sayısının az olmasıdır. Ayrıca bu farklılığın nedeni olarak Kerschbaum ve Hron'un (1992) söylediği "SRa tipi yıldızlar, Mira ve SRb tipi yıldızların bir karışımı olduğu" da dikkate alınmalıdır. Bütün SR, SRa, SRb tipi yıldızlar bir arada tek bir grup olarak incelendiklerinde elde edilen sonuçların daha tutarlı olduğu görülmektedir. Bu hızlar, Dehnen ve Binney'in (1998) verdiği uzay hızları ile renk arasındaki bağıntıyı gösteren grafikte noktalanmış ve kabul edilen değerler arasında oldukları görülmüştür. Hız ve elipsoid çözümlerinden elde edilen değerler Strömberg'in asimetrik eksen kayması ($<v>=-\sigma_u^2/80$) ile de uyuşmaktadır (Binney ve Tremaine, 1987). Strömberg eşitliğinden SR, SRa, SRb tipi yıldızlar için bulduğumuz değer 24.2 km/s'dir. Bu L tipi yıldızlar için 14.5 km/s bulunmuştur. Dehnen ve Binney'in (1998) yaşlı disk yıldızları için bulduğu değer ise 20 km/s'dir. Bu sonuçlardan, bu yıldızların yaşlı disk yıldızları ile aynı özelliklere sahip olduğu görülmüştür. Hız elipsoid değerlerinin birbirine oranı da hesaplanmış ve şu değerler bulunmuştur: $(\sigma_u:\sigma_v:\sigma_w)=(1.98:1.40:1.00)$. Dehnen ve Binney'in (1998) bulduğu $(\sigma_u:\sigma_v:\sigma_w)=(2.2:1.4:1.0)$ sonuçlarla uyum içindedir. Eksen dönmesi için bulduğumuz açı değeri 12° de yine yaşlı disk yıldızları için bulunmuş 10° ± 4 değerinden çok farklı değildir (Dehnen ve Binney 1998).

3.3. Kinematik Yaşları

Elde ettiğimiz hız ve elipsoid çözümleri ile hız dağılımlarından L tipi yıldızların daha genç olduğu ve aralarındaki yaş sıralamasının gençten yaşlıya doğru L→SR→SRb şeklinde olduğunu bulduk. Bu sıralamada SRa'nın yeri değişebilmektedir. Bunun nedeni olarak, SRa tipi yıldızların Mira ve SRb tipi yıldızlardan oluşan bir karışım olduğu düşünülebilir.

Gözlemlere dayanan ve hemen hemen her yıldız grubu için geçerli olan hızlar ile yaş arasındaki ilişkiyi gösteren, Wielen'in (1974) bağıntısıyla da ($V_{rms}\approx V_{rms}(0)[1+(t/t_e)]^{1/3}$) uyuşan grafikten yararlanarak L ve SR, SRa, SRb (hepsi bir arada) tipi yıldız grupları için kinematik yaşlar hesaplanmış ve şöyle bulunmuştur: L tipi yıldızlar için 5-6 Gyıl ve SR, SRa, SRb tipi yıldızlar için 7-8 Gyıl'dır.

Kaynaklar

Binney J.J., Tremaine S., 1987, *"Galactic Dynamics"*, Princeton Univ. Press, Princeton.

Dehnen W., Binney J.J., 1998, *MNRAS*, **294**, 429

ESA, 1997, *The Hipparcos and Tycho Catalogue*, ESA Pub., Noordwijk.

Kerschbaum F., Hron J., 1992, *A&A*, **263**, 97

Spitzer L., Schwarzchild M., 1953, *ApJ*, **118**, 106

Wielen R., 1974, *"Highlights of Astronomy"*, **Vol.3**, XV. General Assembly of the IAU, (ed. G. Contopoulos), Reidel, p.395

Bakırlıtepe'de Görüş ve Meteorolojik Durum

Ümit KIZILOĞLU[1], Varol KESKİN[2], Selim O. SELAM[3]

[1]O.D.T.Ü., Fizik Bölümü, ANKARA
[2]Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100 Bornova-İZMİR
[3]Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 06100 Tandoğan-ANKARA
e-mail: umk@astroa.physics.metu.edu.tr

ÖZET: TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi Bakırlıtepe yerleşkesinde görüş ve meteorolojik şartların ne olduğu ve nasıl değiştiği oldukça önemli bir konudur. 1997 Kasım ayından itibaren arada kesiklikler olmakla beraber meteorolojik durum kayıt edilmeye çalışılmaktadır. Ayrıca Eylül 1998 tarihinden itibaren de her ay en az bir gün görüş ölçümleri yapılmıştır. Gözlemlerden elde edilmiş ön sonuçların 1.5 m teleskop ile yapılacak gözlemlere ışık tutacağı açıktır. Bu bildiride elde edilen sonuçlar tartışılacaktır.

Optik CCD Görüntüleme ve Temel Fotometri Teknikleri

Şölen BALMAN

Orta Doğu Teknik Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, ANKARA
e-mail: solen@astroa.physics.metu.edu.tr

ÖZET: TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nin (TUG) yakında işler duruma gelmesi ile 1.5 m lik teleskopla bir süre çoğunlukla fotometrik gözlem yapılabilecektir. Bu bildirinin amacı CCD ile alınmış fotometrik verilerin nasıl indirgeneceğini ve gerekli yazılım programlarının nasıl çalıştığını kısaca anlatmaktır. Bununla beraber 1998 yılında 40 sm lik teleskopla alınmış ilk CCD gözlemlerinin analiz sonuçları da açıklanacaktır. Alınan sonuçlara göre 40 sm de kullanılan CCD ile 12.5-17.0 kadir yıldızların fotometrik gözlemleri yapılabilir. Son olarak fotometrik gözlem analizine örnek olarak klasik nova Cygni 1992'nin patlamasıyla oluşmuş bir bulutsunun Kitt Peak NOAO, USA'da alınmış CCD görüntülerinin analiz sonuçları gösterilecektir.

1. CCD Verilerinin Kalibrasyonu

CCD verilerinin kalibrasyonunu yapabilmek için verideki gürültüden kurtulmak gerekir. Gürültü kaynakları şöyle sınıflandırılabilir :

1) *Poisson değişimleri (Poisson Fluctuations):* Bunlar verideki doğal değişimlerdir ve olasılık dağılımıyla hesaplanabilir. Bunu veriden ayıklamaya gerek yoktur. Sonuçtaki hataya yansır.
2) *Kazanç değişimleri (Gain Variations):* Her CCD'nin bir kuantum verimliliği vardır. Bu vuran fotonlarla kaydedilen fotonların oranıdır. Kazanç değişimi bu kuantum verimliliğine bağlıdır. CCD'lerde pixelden pixele değişiklik gösterir.
3) *Kozmik ışın elektronları (Cosmic ray induced electrons):* Kozmik ışınların CCD'ye çarpmasıyla sıcak pixeller oluşur. Görüntüde çok parlak noktacıklar olarak göze çarparlar.
4) *CCD Okuma Gürültüsü (Read Noise):* Pixellerdeki foto-elektronlar okunurken elektronik sistem her pixelde bunların bir kısmını kaçırır. Pixelde artık olarak kalan foto-elektron sayısı okuma gürültüsüdür.
5) *Kara Gürültü (Dark Noise):* CCD'nin ısınması (operasyon sıcaklığının üstüne çıkması) ile pixellerde foto-elektronlar oluşmaya başlar. Bunlar vuran fotonlardan değil de ionizasyondan kaynaklanırlar.
6) *Sıfır Seviyesi (Bias Level):* Sistemin elektroniğinden kaynaklanır. CCD'nin veri almadığı halde kendi kendine bir foto-elektron tabanı yaratmasından dolayı oluşur.

CCD ile bir ışık kaynağını tespit edebilmek için Vuru-Gürültü (Signal-to-noise) oranını hesaplamak gerekir. Bu oranı sağlayabilecek uzunlukta entegrasyon zamanına ihtiyaç olacaktır. Vuru-Gürültü oranı şöyle hesaplanabilir:

$$\frac{V}{G} = \frac{N_c}{\sqrt{N_c + n_{pix}\left(N_s + N_d + N_r{}^2\right)}}$$

Burada N_c toplam elektron sayısı (e/görüntü), N_s ve N_d gök tabanı ve kara gürültü sayılarını (e/pix/görüntü), N_r de okuma gürültüsü sayısını (e/pix/görüntü) göstermektedir. Bu sayılar ADU olarak da adlandırılırlar. Anologdan dijital çevirim yaparken belirli bir sayıda foto-elektron 1 ADU olarak alınır ve bu faktöre göre pixel sayıları belirlenir.

2. Ön İndirgeme İşlemleri

CCD verisinin fotometrik analizine geçmeden önce yukarıdaki gürültü kaynaklarından temizlenmesi gerekir. Bunun için şu ön indirgeme işlemleri uygulanmalıdır. İlk önce görüntüyü 2x2 bir matrix gibi düşünelim (G_{ij}). Buna benzer bir şekilde Sıfır görüntüsü (S_{ij}), Kara görüntü (K_{ij}) ve Düz alan (D_{ij}) olduğunu varsayalım. Sıfır ve Kara görüntü sıfır saniye de CCD herhangi bir kaynağa maruz bırakılmadan alınır. Düz alan (Flat Field) gözlem yapılmadan önce teleskop bir beyaz ışık kaynağına tutularak (kubbenin içinde) CCD ile alınmış görüntüdür. Düz alan her fıltre için ayrı alınır ve pixelden pixele kazanç değişimlerini düzeltmek için kullanılır. Bu kısaca alet tepkisi (detector response) için veriyi düzeltmektir.

$G_{ij}' = G_{ij} - S_{ij} - (K_{ij} - S_{ij})$
$D_{ij}' = D_{ij} - S_{ij} \;/\; < D_{ij} - S_{ij} >$
$G_{ij}'' = G_{ij}' \;/\; D_{ij}'$
$(G_{ij}''' = G_{ij}'' - Gök_{ij})$

D_{ij}' birimlenmiş düz alan görüntüsüdür. Yapılacak işe göre bir boş gök görüntüsü de alınarak asıl görüntüden çıkarılabilir. İlk satırdaki ayıklama işlemine gerekirse sıfır kuşağı (overscan region) ve CCE (Yük Sayma Verimliliği) düzeltmeleri de eklenebilir (duruma göre bu düzeltmeler eklenebilir veya çıkartılabilir). Bunlar dışında CCD'lerde çıkabilecek belli başlı diğer problemler de şunlardır:

1) *Doyma (Saturation):* Çok parlak kaynaklarda entegrasyon zamanına bağlı olarak pixellerde taşma meydana gelir. Yıldızın profili bozulur ve bir dikdörtgen haline gelir.
2) *Birikme (Pile-up):* Bazen CCD'lerin kapasitesi belli bir sayı oranında (count rate) kaynakları kaydetmeye yetmez. Fotonların bazıları kaydedilemediğinden dolayı yıldız profili bozularak Gaussian profilinin tepesi çukurlaşmaya başlar.
3) *CCD'nin zaman içinde doğrusal olması (CCE; Yük sayma verimliliği):* CCD'nin zamana bağlı olarak foton sayma oranı sabit olmalıdır. Bu zaman içinde değişirse yongada bir bozukluk var demektir. Bu uygun bir seri gözlemle anlaşılıp düzeltilebilir.
4) *Kozmik ışın vuran pixeller:* Bunlar parlak noktacıklar olarak görüntüde gözükürler ve analiz programlarındaki birtakım parametreleri ayarlayarak temizlenebilirler.
5) *Özürlü sütun ve sıralar:* Bu her CCD yongasında görülebilir. Elektronik okuyucu kapasitörler çalışmadığında belirli bir sütun veya sırada foton kaydedilemez ve boş olarak görüntüye yansırlar.
6) *Gök ve aydınlık değişimleri (Sky and Illumination variations):* Bu yıldızların kadirini belirlemeden çok saçık kaynakların görüntü analizlerinde önem kazanır. Bir boş gök görüntüsü alınarak düzeltilme yapılabilir.

Doymuş veya birikim olmuş kaynaklar için fotometri yapılamaz. CCD'nin doğrusal çalışmadığı durumlarda da bu kayıp oranının büyüklüğüne göre alanın fotometrisini yapmanın bir anlamı kalmaz.

3. Temel Fotometri (Işık Ölçüm) Teknikleri

3.1. Açıklık Fotometrisi (Aperture Photometry)

Seyrek alanlarda (görüntülerde) iyi işleyen bir tekniktir. Bunu uygulamak için iki önemli aşama vardır. Birincisi yıldızın görüntü merkezini bulma diğeri de tabanının belirlenmesidir. Gauss fonksiyonu uyumlayarak yada tahmini bir merkez bulup ağırlıklı iteleme yöntemiyle asıl yıldız merkezi bulunur.

Bu son yöntemde yıldız için bir merkez tahmin edilerek yıldızın içinde bulunduğu 2a×2a (a=FWHM yarı çapı) bir kare alınır ve içindeki pixeller aşağıdaki gibi toplanır.

$$\rho(x_i) = \sum_j I_{ij} \qquad \rho(y_j) = \sum_i I_{ij}$$

Bu toplanmış kolonların ve sütunların ortalama sayıları (ADU) bulunur (<x>,<y>). Bu ortalama şiddetler kullanılarak yeni yıldız merkezi aşağıdaki gibi hesaplanır. Yeni merkez ilk tahminin bir pixel kadar yakınlarındaysa merkez doğrudur ama değilse yeni bulunan merkez ilk tahmin olarak alınır ve işlem doğru merkez bulunana kadar yeniden yapılır .

$$x_1 = \frac{\sum_i (\rho(x_i) - \langle x \rangle) x_i}{\sum_i (\rho(x_i) - \langle x \rangle)} \qquad y_1 = \frac{\sum_j (\rho(y_j) - \langle y \rangle) y_j}{\sum_j (\rho(y_j) - \langle y \rangle)}$$

Yıldızın tabanı da etrafındaki yüzük şeklinde bir alandan hesaplanır. Taban halkasındaki pixel değerleri Gaussian dağılımı gösterir. Taban belirlemesi için aşağıdaki şu basit ilişki yeterlidir. Ortası ve ortalaması alınan değerler taban yüzüğündeki sayıdır (ADU).

mod = 3xorta–2xortalama (mode = 3xmedian–2xmean)

Sonuç olarak yıldızların kaç kadir olduğu göreceli kadir hesabıyla bir Çerçeve Sabiti (Frame Constant) alınarak yapılır. Bu sabit sayı "C" 20-25 arasındadır. Aşağıdaki ilişkide S kaynak sayımı (ADU) ve Z de taban sayımıdır (ADU). Süre toplam entegrasyon zamanıdır.

$$m = C - 2.5 \log\left[\frac{S - Z}{\text{süre}}\right]$$

3.2. Noktasal Yayılım Fonksiyonlu Işık Ölçüm (Point Spread Function Photometry)

Kalabalık alanlarda iyi işleyen bir tekniktir. Biri deneysel diğeri model olmak üzere iki türlü noktasal yayılım fonksiyonu (PSF) kullanılır. Deneysel PSF'de sedece veri, model PSF'te de belli fonksiyonlar kullanılarak bir noktasal yayılım fonksiyonu elde edilir. Kullanılan tipik model fonksiyonlar Gaussian, Modified Lorentzian ve Moffat'tır. Bu tür bir fotometride ilk önce PSF'yi yapmak için görüntüden yıldızlar seçilir ve bu yıldızların kadirlerine göreceli olarak diğer yıldızların kadirleri bulunur. Yıldızların taban sayısını bulma yöntemi ise açıklık fotometrisiyle aynıdır.

$$m_{psf} - m = 2.5 \log\left[\frac{S - Z}{S_{psf} - Z_{psf}}\right]$$

3.3. Standart Sisteme Çevirme

Hesaplanmış göreceli kadirler standard yıldızların gözlemlenmesiyle görünür kadire çevirilebilirler. Aşağıdaki ilişki genel olarak birçok fotometri programında bu çevirme işlemi için kullanılır. A_i uyumlama katsayılarını ve X de hava kütlesini göstermektedir. Örneğin $A_1 \approx 0.1$ ayarında bir değer alır. (B-V) standart yıldızın renk indeksidir.

$$V_{std} = V_{alet} + A_0 + A_1 (B\text{-}V) + A_2 X + A_3 X (B\text{-}V)$$

Bu çevirme için kullanılan programlar standart fotometri paketlerinin hemen hemen hepsinde bulunur. Örneğin PEPSYS (Midas) (Banse et al. 1985) ve PHOTCAL (Iraf) (Davis & Gigoux 1993). Bunların dışında genel CCD'ler ve CCD kullanarak neler yapılabileceği hakkında bilgiler şu kaynaklardan alınabilir: Golay 1974; Harris 1990; Howell 1989; Sterken & Manfroid 1992; Howell (ed.) 1991; Phillip 1979; Stetson 1987, 1990.

4. Fotometri (Işık Ölçüm) Programları

Genel veri analiz programlarının çoğunluğu CCD indirgeme paketi ve ışık ölçüm analiz programları içerir. Bunlardan en önemlileri şunlardır:

1) *MIDAS:* Daophot, Romaphot, Pepsys
2) *IRAF:* Apphot, Daophot, Surface Photometry
3) *STSDAS:* Isophote, Synthethic Photometry

Bu programlar ve fotometri paketleri hakkında bilgiler şu bilgi ağı sitelerinden bulunabilir:

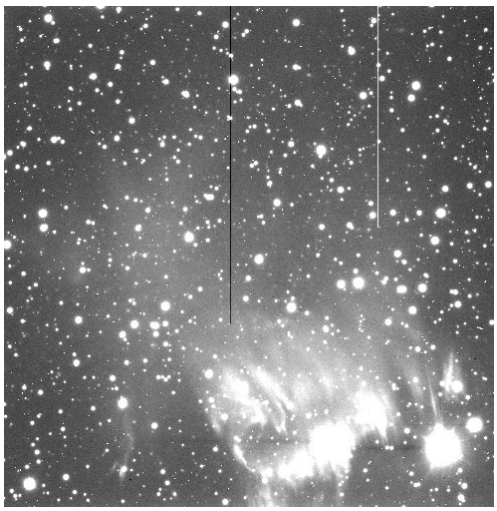
http://astroa.physics.metu.edu.tr/MANULAS/midas_manual/doc/95NOV/vol2/node1.html

http://iraf.noao.edu/docs/photom.html

Bunların içinden fotometrik analiz için kullanımı yaygın olan DAOPHOT programını ana hatlarıyla açıklayacağım. Bu program Stetson tarafından yazılmıştır (Stetson 1987, 1990). Programın akışı ana başlıklarıyla aşağıdaki gibidir. İlk önce MIDAS'a girilip (yada IRAF) daophot programı çağırılır. "attach" komutuyla analiz etmek istediğiniz görüntüyü programa bağlarsınız. Bundan sonraki aşamalar komutlarıyla aşağıda belirtilmiştir.

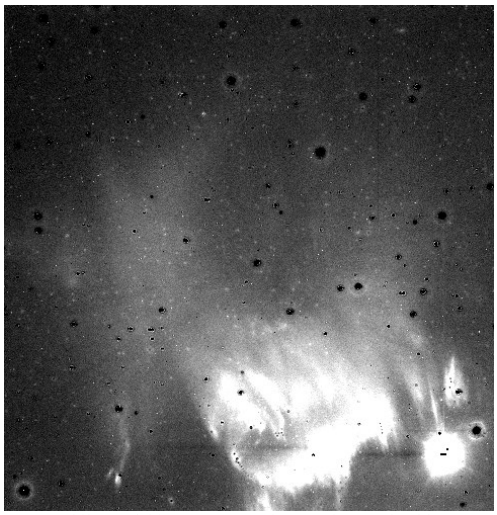
1) *Sky:* "clipping method" u uygulayarak bütün görüntü için bir taban hesabı yapar.
2) *Options:* Bu en önemli kısmıdır. Analizin yapılması için bir opsiyon tablosu doldurulur. Bu tabloda görüntünün tipik okuma gürültüsü, Kazancı, enalt ve enüst pixel ADUları, PSF yarıçapı, FWHM ölçüsü (görüntüden hesaplanır ve PSF yarıçapı FWHM'un iki katı alınır) ve başka parametreler doldurulur.
3) *Find:* Bu opsiyonlarla program yıldız merkezleri bulur. Bu komutun sonunda bir koordinat dosyası yaratır.
4) *Photometry:* Kabaca bir açıklık fotometrisi yapılarak kadirler hesaplanır ve bir dosyaya yazılır. Bu arada iki önemli karakteristik Gaussian özelliği "roundness ve sharpness" find komutuyla hesaplanıp yazılan dosyaya konulur ve photometry komutunda kullanılır (program tarafından). Belli kriterlerle Gaussian'ın FWHM (roundness) ve yüksekliğine (sharpness) göre bulunan yıldıza fotometri uygulanır veya atılır.
5) *Pick:* Yüklüce bir sayı yıldız PSF yapmak için seçilir (30-50) ve bir dosyaya yazılır. Önemli olan bu yıdızların ne çok parlak nede sönük olmamalarıdır. Saçık bir görüntü vermemesi de önemlidir.
6) *Psf:* Seçilmiş yıldızlardan empirik bir PSF meydana getirir.
7) *Nstar, substar yada ALLSTAR programına geçilebilir:* Bundan sonra PSF fotometrisi yapılır. Nstar ve substar komutları kullanıldığında empirik PSF ile yıldızların kadirleri hesaplanarak bir dosyaya yazılır ve "substar" komutuyla bu yıldızların hepsi görüntüden çıkarılır. Eğer bu aşamada "allstar" programına geçilirse bu program empirik PSF'ye en iyi uyumlanan model PSF'yi hesaplayıp bunu kullanarak yıldızların kadirlerini hesaplar. Sonunda yine yıldızları çıkararak yeni bir görüntü yaratır. "allstar" programının bir üstünlüğü model PSF kullanarak eşzamanlı uyumlama yapmasıdır.

Sonuçta elimizde yıldızların olmadığı bir görüntü kalacaktır. Fotometrinin ne kadar başarılı olduğu bu görüntüden anlaşılabilir. İlk etapta genelde bütün yıldızlar çıkmaz ve bu operasyonu birkaç defa uygulamak gerekir (her seferinde aynı PSF yıldızlarını kullanarak). Sonunda her etapta bulunan yıldız koordinatlarının dosyaları "apphend" komutuyla birleştirilerek bir dosya haline getirilir. Son bir defa bütün prosedür (1-7) uygulanır (gene aynı PSF yıldızlarını kullanarak). Bu yöntemle bulduğunuz göreceli kadirler en doğrusu olacaktır. Yıldız çıkarılmış görüntü de en temizi olacaktır.



Şekil 1. Klasik nova Cygni 1992 ve çevresinin ön indirgemeden evvelki görüntüsü. Ayrıca bozuk kolonlar da görünmektedir.

Şekil 2. Klasik nova Cygni 1992 ve çevresinin ön indirgemeden sonraki hali. Bozuk kolonlar da bunların yanindaki iki kolonun ortalamasının alınıp bozuk kolona yazılmasıyla düzeltilmiştir.

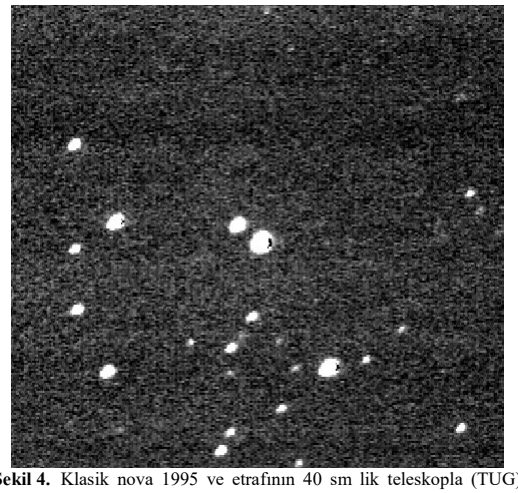


Şekil 3. Şekil 2 deki görüntüye fotometri uygulandıktan sonra yıldızların çıkartılmasıyla elde edilmiş görüntü. Saçık bulutsu novanın ilk ışığının etrafindaki tozları ve hidrojeni harekete geçirmesiyle oluşmuştur (a flash nebula; Casalegno et al. 2000).

Buna bir örnek olarak klasik nova Cygni 1992'nin görüntüsüne uygulanmış fotometrik analizin sonuçlarına bakalım. Şekil 1 nova ve çevresinin ön indirgemeden evvelki; Şekil 2 ön indirgemeden sonraki görüntüsüdür. Şekil 2 deki görüntüye fotometri uygulandıktan sonra yıldızların çıkartılmasıyla Şekil 3 deki görüntü elde edilmiştir. Bu görüntüye kozmik ışınların etkisini temizlemek için bir süzgeçleme yapılmıştır. Görüntü Kitt Peak NOAO, Arizona, ABD de 3.5 m lik bir teleskopla Mayıs 1997 de alınmıştır.

5. TUG ile CCD Kullanarak Yapılan İlk Işık Ölçümü

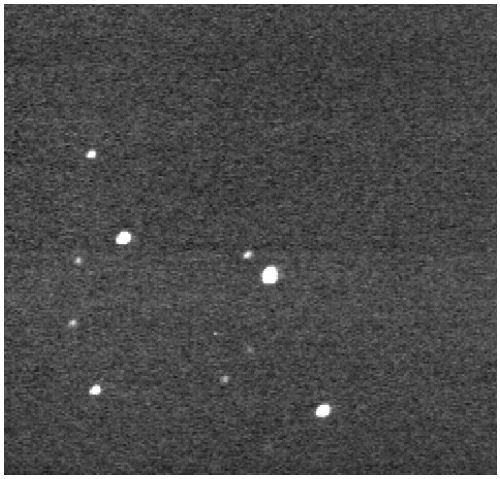
CCD kullanarak ilk ışık ölçüm TUG da Eylül ve Ekim 1998 yılında yapılmıştır. Önerinin genel amacı klasik novaların ışık eğrilerindeki değişimleri, hump veya superhump periodlarını aramaktı. Bunun için örnek bir nova, Nova Cas 1995, seçildi ve bu kaynaktaki bulunmuş ve olabilecek periodlara bakıldı. Asıl amaç CCD ile ölçüm yapıp elimizdeki CCD nin kapasitesini de ölçmekti. Nova Cas 1995 bütün gözlemlerde ya birikmiş yada doymuş olarak bulundu. Alan başına kadir aralığı yaklaşık 4 ($\Delta m=4$); filtrelerin ışık geçirgenliği I filtresi için %16 ve V filtresi için % 8 olarak hesaplandı. Şekil 4, 5 ve 6 Nova'nın bulunduğu alanın filtresiz, I ve V filtreleriyle alınmış ön indirgemeden geçirilmiş görüntüleridir. Bu görüntülere ve aynı zamanda CCD ile kalibrasyon için alınmış bir yıldız kümesinin (NGC 7790) görüntülerine DAOPHOT programıyla fotometri uygulanmıştır. Tablo 1.'de bazı sonuçlar verilmiştir. Tabloda parantez içinde verilen değerler görünür kadirlerdir. NGC 7790 görüntüsündeki bir K tipi yıldızın bilinen görünür I ve V kadirlerini kullanarak kalibrasyon yapılmıştır. Filtresiz gözlemlere bu tür bir kalibrasyon yapılamaz.



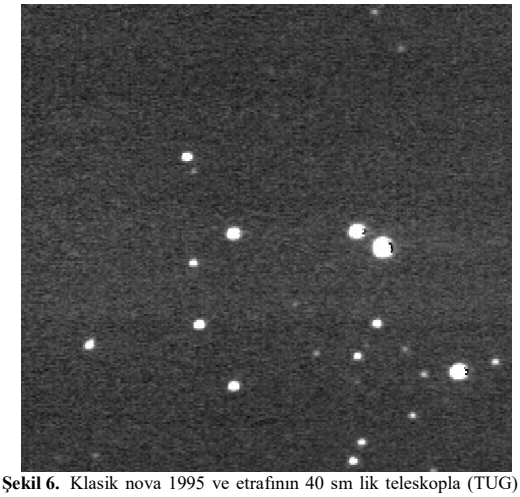
Şekil 4. Klasik nova 1995 ve etrafının 40 sm lik teleskopla (TUG) filtresiz alınmış CCD görüntüsü.

Tablo 1: Alanlara göre enüst ve enalt göreceli kadirler

Alan	Filtre	Enüst Kadir	Enalt Kadir
N Cas 1995	--	16.47	21.0
NGC 7790	--	15.12	20.06
NGC 7790	I	15.00 (10.58)	19.95 (15.80)
NGC 7790	V	15.89 (12.45)	19.86 (16.40)



Şekil 5. Klasik nova 1995 ve etrafının 40 sm lik teleskopla (TUG) V filtresiyle alınmış CCD görüntüsü.



Şekil 6. Klasik nova 1995 ve etrafının 40 sm lik teleskopla (TUG) I filtresiyle alınmış CCD görüntüsü.

6. Özet ve İleriki Planlar

CCD ile fotometri artık günümüzde bütün dünyada yaygın bir şekilde kullanılmaktadır. Türkiye'de de CCD ile görüntüleme ve fotometri uygulama hızlı bir şekilde kullanılmaya başlanmalıdır. Bu ilk ölçümlerde 40 sm lik teleskopla 17 kadire kadar inilebilmiştir. Kullanılan CCD eski ve maximum 256 ADU luk pixelli görüntüler verdiği için kullanımı kısıtlıdır ama 1.5 m lik teleskop için yeni alınan CCD en az 21 kadire kadar inebilecek kapasitededir, Δm yaklaşık 12 kadir kadar olacaktır. İlk etapta 1.5 m lik teleskopla Nova, Cüce Nova, Kataklismik Değişkenlerin ışık eğrilerini çalışmak için TUG'a bir öneri verilecektir (Bu öneri Şubat 2000 de teslim edilmiştir). Bunun dışında bahsi geçen klasik nova Cygni 1992'nin etrafında bulunan bulutsunun gelişimi TUG'la kalibrasyon kaynağı olarak yeni gözlemlerle izlenecektir.

Teşekkür

CCD ile ilk gözlemlerin yapılmasında yardımcı olan Ümit Kızıloğlu'na, verilerin indirgenmesinde çalışan proje öğrencim Yasemin Gürcan'a teşekkürler ederim.

Kaynaklar

Banse K., Grosbol P., Ouonnas C., Warmels R., 1988, *The Midas İmage Processing System*, in Instrumentation for Ground Based Astronomy Present and Future, (ed. I.B. Robinson), Springer, NY, p.431

Casalegno R., Orio M., Mathis J., Conselice C., Gallagher J., Balman S., Della Valle M., Homeimer N., Ögelman H., 2000, A&A, (baskıda).

Davis L.E., Gigoux P., 1993, *PHOTCAL: The IRAF Photometric Calibration Package*, (eds. Worrall, D.M., Biemesderfer C., Barnes, J.), *ASP Conf. Ser.*, Vol.52, p.479

Golay M., 1974, *Introduction to Astronomical Photometry*, D. Reidel Publishing, Dordrecht-Holland.

Harris W.E., 1990, *PASP*, **102**, 949

Howell S.B., 1989, *PASP*, **101**, 616

Howell S.B. (ed.), 1991, *Astronomical CCD Observing and Reduction Techniques*, *ASP Conf. Ser.*, Vol.23

Philip A.G. Davis (ed.), 1979, *Problems of Calibration of Multicolor Photometric Systems*, Dudley Observatory, Schenectady, New York

Stetson P.B., 1987, *PASP*, **99**, 191

Stetson P.B., 1990, *PASP*, **102**, 616

Sterken C., Manfroid J., 1992, *Astronomical Photometry: A Guide*, Kluwer, Dordrecht

Fotonun Görüntüden Tayfa Yolculuğu:
CCD Tayf Gözlemlerinin İndirgenmesi ve İndirgeme Yöntemleri

Sinan Kaan YERLİ

Orta Doğu Teknik Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, ANKARA
e-mail: sinan@astroa.physics.metu.edu.tr

ÖZET: Teknoloji, bilime katkısını sürekli yeniler. Bu yenilemeden gökbilim de olumlu etkilenmekte. Son yirmi yıl içinde CCD'nin (Charge Coupled Device-Yük Bağıl Araç) kullanıldığı gözlemler diğer tüm gözlem yöntemlerinin yerine geçmekte. Gökbilginleri, daha önce yapılmış gözlemlere eski damgasını vurarak, yapılagelmiş tüm gözlemleri yenileme çabası içinde. Bu gözle görülür değişimin temel öğelerini kavrayabilme ve özümseyebilmenin, Türkiye'de yeni ve çağdaş teleskopların kurulmaya başlandığı şu dönemde, çok önemli bir aşama olduğuna inanıyorum.

CCD gözlemlerinde, gözlemcilerin işleri eskiye göre kolaylaşmakta. Ancak, gözlem, gözlemi düzenlemekle başlayıp gözlemle alınan verilerin çözümlemesine kadar süren bir dizi işlemden oluşmakta. Her bir işlem kendine özgü ögelerle (parametre) anılmakta ve yapılan her hata işlemlerin sonuna kadar taşınabilmekte. Çok değerli olan gözlem zamanını ve gözlem olanaklarını boşa harcamamak ve en etkin, en çok gözlemi, en kısa sürede alabilmek için uyulması gereken temel kurallar geliştirmek, sanırım her CCD gözlemcisinin amacı olmalı.

Bu bildiride, bu kural-yöntem bağıntısı en iyi nasıl kurulabilir, anlatılmaya çalışılacak ve özelde de tayf gözlemleri örnek verilecektir. CCD'nin yapısı ve işlevselliği ise biliniyor varsayılacaktır.

1. Sıfır Görüntü (*ing.* Bias)

Sıfır görüntüsü adından da anlaşılacağı gibi *sıfır* süreli bir gözlemle kaydedilir. Amacı, CCD yongasındaki yongaya özgü, yapısal düzensizlik ve kararsızlıkları belirlemek, noktacıkların (*ing.* pixel) çerçeve (*ing.* frame) genelinden ne kadar uzaklaştığını (ya da yakınlaştığını) kaydetmek içindir.

Yonganın okuma-gürültüsüyle bağıntılı olarak, kaydetmeniz gerekecek SIFIR görüntü sayısı değişecektir. Genelde SIFIR görüntüsü birden çok sayıda alınır ve ortalaması (daha da güvenli olması için ise ortası; *ing.* median) alınır. Günümüzün CCD yongalarında, okuma-gürültüsü, vurudaki temel gürültü kaynağı olmaktan çıkmıştır. Bunun nedeni ise okuma-gürültüsünün bir kaç elektrona düşmesidir. Yüksek vuru-gürültü-oranı ile yürütülen gözlemlerde ise SIFIR'ın önemi yalnızca yonganın alt sınır tepkisini (vuru yoksa yonganın her noktacığı nasıl davranır) belirlemek için kullanılmaktadır.

Yonga yapısını belirlemede teleskop konumu, sıcaklık, elektronik kararlılık v.b gibi etkenler etkili olacağından ve SIFIR düzeyi yongadaki konuma bağlı olacağından, alınan her göknesnesi görüntüsü de SIFIR için düzeltilmelidir: SIFIR düzeyi genel vurudan çıkarılmalı. Bu ise *Sıfır Kuşağı*'ndaki bölgeyi kulllanarak sağlanabilir: Kuşaktaki tüm diksıraların (*ing.* column) ortalaması alınır ve yonga sırasına göre uyumu (*ing.* fit) bulunur. Bulunan bu uyum daha sonra ışık düşen diğer tüm diksıralardan çıkarılır. Böylece sıfır düzeyi tüm yongadan atılır. Yonga üstünde gereksizleşen sıfır kuşağı bundan sonraki işlemlerde yük olmaması için görüntüden de atılmalıdır.

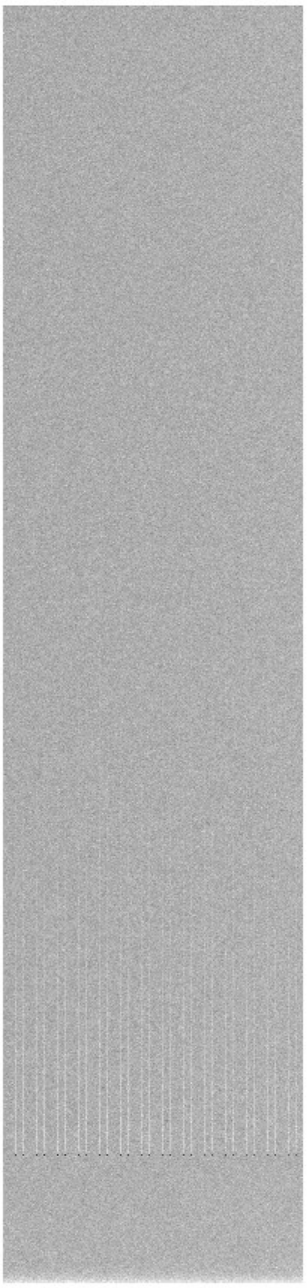
Sıfır *yapısını* belirlemek için ise en uygun gözlem sıklığı, CCD yongasının gürültüsüne bağlı olarak, 5 ile 10 görüntü arasında değişir. Sıfır görüntü dizisi her gece gözlemden önce ve sonra yapılmalıdır. Daha önce de söylediğimiz gibi ana sıfır görüntüsü yaratmak için tüm sıfırların ortası alınmalı. Bu görüntü yardımıyla gecelik değişimlerin düzeyi ve geceler arasındaki düzey değişimi gözlenebilir.

CCD veri indirgemesinde, görüntüleme (*ing.* imaging) ve tayfölçüm (*ing.* spectroscopy) arasındaki tek benzerlik sıfır düzeyi ve yapısının belirlemesindir. Görüntü 1.'de 1994 yılında 1m'lik bir teleskopta alınmış bir sıfır verilmektedir. Sıralar boyunca bir yapının varlığı açıkça gözükmektedir.

2. Düzalan Görüntü (*ing.* Flat-Field)

Her bir göknesne görüntüsü sıfır için düzeltildikten sonra sıra yonganın bir başka aletsel etkisini kaldırmaya gelir: Veriyi düzlemek (*ing.* flat-fielding).

Düzalan (DA) görüntüsü iki yöntemle üretilebilir:



Görüntü 1.

- Yarımkürede düzgün dağıtılmış bir bir aydınlatma: kolay (+), ucuz (+), aydınlatmada kararsızlıklar (-).
- Yarık üstünde heryönlü bir aydınlatma: zor(-), uygulaması pahalı (-), kesin sonuç (+).

Yonga üstündeki değişimlerin etkisi çarpansaldır. Bu yüzden göknesne görüntüleri düzalan görüntüleriyle bölünmeli: Noktacıktan-noktacığa kazanç kararsızlıkları ve büyük-ölçekli boşluksal (*ing.* spatial) kararsızlıklar çıkarılacaktır. Büyük-ölçekli kararsızlıklar uzun-yarık tayfölçüm ve görüntülemede önem kazanmakta.

Bunun yanında görüntüleme veriniz varsa veya tayf verinize akı ayarı yapacaksanız düzalan görüntülerini ortalama bir değere birimlemeniz (*ing.* normalization) yeterli olabilir. Ancak sayım (*ing.* count) değerlerini korumak ve istatistiksel tayfölçüm çalışmak istiyorsanız düzalan görüntüsüne bir fonksiyon uyumlayarak denet lambasının (*ing.* arc lamp) etkisini çıkartmak zorunda kalabilirsiniz. Çünkü bu tür etkiler dalgaboyuna bağımlı ancak kaynağa özgü olmayanlardır.

Temelde yapılan şudur: Nasıl SIFIR aşamasında uyarılmamış yonganın etkisini bulmaya çalışılıyorsa DÜZALAN aşamasında da uyarılmış, doyma sınırında ancak doymamış bir yonganın etkisi bulunmaya çalışılmaktadır. Böylece yonganın sınırları ve öğeleri belirlenebilecektir.

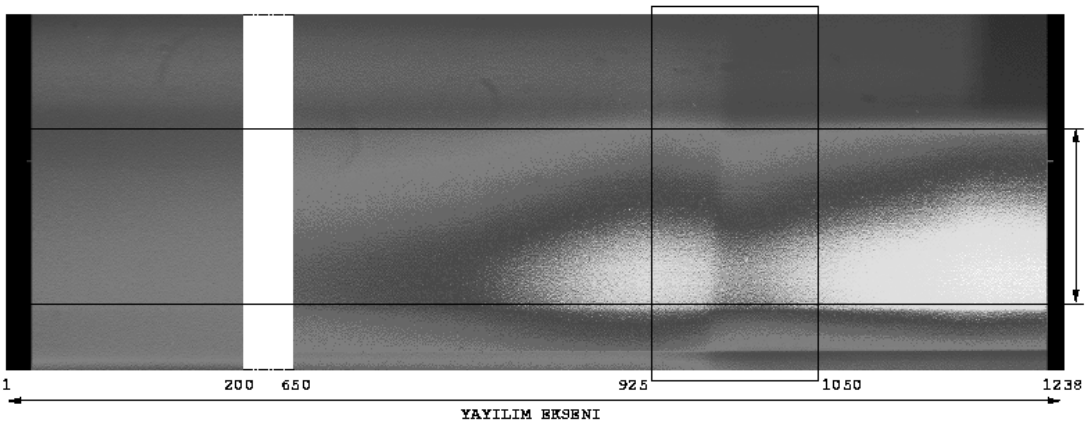
Düzalan görüntü sıklığı ise şöyle: Öncelikle düzalan görüntüleri için gerekli süreyi belirlemek gerekli. Bunun için ilk gece süresi değişik bir dizi görüntü alınmalı ve bunlardan noktacıkları doyurmamış ancak tüm noktalar ışıklandırmış olanının süresi genel DA görüntü süresi için seçilir. Bundan sonra da her gözlem gecesi, gözleme başlamadan önce, seçilen sürede, 2-5 kez arasında bir dizi DA görüntüsü alınmalı.

Görüntü 2a.'da ham bir DA görüntüsü verilmiştir. Bu görüntü gerekli düzleme işlerinden sonra Görüntü 2b.'ye dönüştürülmüştür. Dikkat edileceği gibi dalgaboyundaki değişim (veya kararsızlık) ve bölgesel ışıklanma yoğunlaşması kaldırılmıştır. Düzleme işlemi aynı zamanda temizlik anlamına da gelmekte: İşlemler sırasında keskin değişim gösteren veya düzlemeyi zorlaştıracak bölgeler kesilip atılmıştır. Yalnız bu kesilip atılma diğer tüm göknesne görüntülerinde de yapılmalıdır. Çizim 1.'de ise Görüntü 2a.'daki noktacık değerlerinin boşluksal yönde (y-ekseni; kısa eksen) toplanıp birimlenmesiyle elde edilmiştir. Bu çizim için bulunacak bir uyum yardımıyla 2b'deki temizlenmiş DA görüntüsü üretilebilir.

3. En Uygun Ayıklama (*ing.* Optimal Extraction)

Bu aşamada temel amaç tayfı CCD yongasından çekip çıkartmaktır. Şekil 1.'de en uygun ayıklama yönteminde kullanılan görüntü bölgeleri gösterilmiştir. Yöntem kısaca şöyledir.

- Her diksıra için bir Gauss çan eğrisi ve orta noktası (yarık gözleminin yonga üstündeki yeri) belirlenir. Buna *değer* diyelim.
- Görüntü üstünden ve tayfın iki yanından taban değeri belirlemek için birer bölge seçelim ve bunun ortalamasını alalım. Buna da *gök* diyelim.

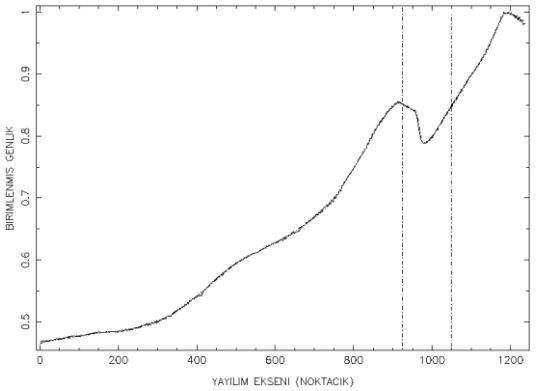


Görüntü 2a.

Görüntü 2b.

- Yarık olağan koşullarda 2-3 noktacığı ışıklandırır. Bu bölge üzerine ugulanacak Gauss uyumu (*değer*) ile bu uyumun tabanı (*gök*) kullanarak bulacağımız *diksıra değeri* (=değer – gök) bize o diksıranın "en uygun" değerini verir.
- Her diksıra için bulunan en uygun değerleri peşpeşe sıraladığımızda ise tayf üretilir.
- Bu aşamayla tayf CCD'den ayrıştırılacaktır. Daha doğrusu 3 boyutlu görüntü 2 boyutlu çizime dönüştürülür.

Bu aşamada aynı zamanda kozmik ışın (evren ışığı) temizliği de yapılmaktadır çünkü Gauss uyumu ile elde edilen değerler çok yüksek



Çizim 1.

Şekil 1.

sayımlardaki kozmikleri doğrudan elemektedir. Dikkat gerektiren tek durum, kozmiklerin yarık görüntüsü üstüne veya 2-3 noktacığın hemen yanına geldiği görüntülerdir. Böyle durumlarda ya görüntü tümden göknesne görüntü listesinden çıkarılmalı ya da elle kozmik temizleme yapılmalıdır.

4. Dalgaboyu ayarı (*ing.* Wavelength Calibration)

Artık elimizde yayılım yönündeki konuma karşı sayım değerli bir çizim var. Bu her ne kadar bir tayfı andırsada buna dalgaboyu eklemediğimiz sürece bu adı alamayacaktır. Dalgaboyu ayarındaki temel amaç ise doğrusal olduğunu varsaydığımız yayılım eksenini dalgaboyu eksenine aktarmaktır. Buradaki en zor iş doğrusallığın boyutunu bulabilmektir.

Dalgaboyu ayarı için gerekli en önemli gözlem denet lambasıdır. Bu lamba, fotoelektrıik ışıkölçümündeki *denet yıldızı* ile benzer görevi üstlenmektedir. Denet lambası bir göknesnesi gibi gözlenip kaydedilmelidir. Gözlem süresi doğrudan lambanın özelliklerine ve çizgi genliklerinin CCD duyarlığıyla algılanabilmesine bağlıdır. Denet lambası seçerken dikkate alınması gereken öğelerin başında çalıştığınız dalgaboyunda bolca salma çizgisi üretebilmesi gelmektedir. Salma çizgisi sayısı ne kadar çoksa yukarıda sözü geçen "aktarma" işlemi de o kadar *doğrusal* olacaktır.

Optik düzenek (teleskop ve tayfölçer) ve denet lambasının toplam kararsızlığını gidermek için göknesne gözlemleri denet gözlemleriyle sıkıştırılmalı. Bu fotoelektrik ışıkölçümündekinin aynısıdır; denet – nesne – denet veya denet – nesne … nesne – denet).

Elimizdeki göknesne ve denet lambası görüntülerinin yayılım ekseni "sıralı sayı" türünden. Amacımız bu sayıları bilinen dalgaboyu değerlerine aktarmak. Bu aktarmayı ise denet lambasındaki bilinen dalgaboyu değerlerinin yardımıyla yapabiliriz: Denet görüntülerinde bir dizi dalgaboyu bilinen salma çizgisi belirlenir: eşleme (*ing.* line identification). Bunların "sayı" değerleri hesaplandığında da artık "sayı $\Rightarrow$ dalgaboyu" aktarımı yapılabilir.

Bu aktarım, doğrusallığın ölçeğinden emin olamadığımız için yine yayılım yönünde bulunacak bir uyumla sağlanmalıdır. Ancak uyum kertesi çokça yükseltimemelidir. Yoksa, doğrusallığı bozan herhangi bir salma çizgisi bile işe yarıyor gibi gözükebilir. Bu yüzden kerte arttırımı ancak zorda kalındığında yapılmalıdır. Buna karar verecek en iyi öğe ise uyumun hata oranıdır. Bu 10^{-4} kadar düşürülmelidir. Buna ulaşmaya çalışırken gerekirse kullanılan denet çizgileri çıkartılmalı veya eklenmelidir.

CCD noktacıklardan oluştuğundan her noktacığa denk gelecek dalgaboyu değeri hesaplanmalıdır. İşte bu hesaplama da dalgaboyu ayarının son aşamasını oluşturur: Yuvarlama (*ing.* crunching):

$$\lambda_i = \lambda_0(x_1) + \Delta\lambda(\Delta x)$$

Burada $\lambda_0(x_1)$, birinci noktacığın hesaplanan dalgaboyu değerini; $\Delta\lambda(\Delta x)$ ise birinci noktadan Δx uzaklıktaki noktacığın dalgaboyu değerini göztermektedir.

Bu aşama sonunda elimize gerçek anlamda bir tayf geçmektedir.

5. Akı Ayarı (*ing.* Flux Calibration)

Düzalan hazırlanma bölümünde de söylediğimiz gibi akı ayarı her zaman gerekmeyebilir. Yine fotoelektrik ışıkölçümünden örnek verirsek bu aşama ışık değişimlerini "kadirle" (=akı ayarlı) veya "kadir farklarıyla" (=akı ayarsız) göstermeye benzer. Yöntem şöyle özetlenebilir.

Gözlem dönemi boyunca ara ara veya zamanınız var ve hiç bir şeyi şansa bırakmamak istiyorsanız her gece, tayf-ışıksal (*ing.* spectrophotometric) standart yıldırlar gözlenmeli. Bu tür yıldızlar daha önce, kullandığınız veya başka bir teleskopla gözlenmiş ve dalgaboyuna karşılık *duyarlı* akı değerleri, bir çizelgede toplanmış olmalıdır.

Önce tüm göknesne tayf zamanları gözlem orta zamanında hava kütlesi için düzeltilmeli. Sonra gözlediğimiz standart yıldızın dalgaboyu ekseni, arşiv değerlerine uyarlanmalı (ara değer bulma) ve birim zamana indirgenmeli. Daha sonra da bu uyarlamalardan bir uyum eğrisi üretilmeli. Gözlemevinin bilinen sönümlenme çizelgesi bu aşamada tayfalara etkilendirilmelidir. Son olarakta elde edilen uyum eğrisi tüm tayfala aktarılmalı: sayı değerleri akıya çevrilmeli.

6. Diğer aşamalar

Akıya uyarlanmış bir y-ekseni yerine, tayfınızı birimleyebilirsiniz de. Bunun için yapılması gereken ise tayfın sürek (*ing.* continuum) düzeyini duyarlı olarak uyumlamak ve tayfı bu uyum eğrisine bölmektir.

Echelle tayfçekeri ile alınan görüntülerin indirgenmesinde oluşacak temel farkla ise şöyle:

- Bir yerine birçok yarık gözlemi gibi düşünülmeli.

- Her tayfsırası (*ing.* order) ayrı ayrı belirlenmeli.
- Bu önindirgeme işlemlerini zorlaştırmaktadır.
- Düzalan görüntüsünün süresi çok kritiktir: Tayfsıraların başı veya sonu ya az ya da çok ışıklanmaktadır.
- Denet lambası çok iyi seçilmelidir. Çünkü tüm tayfsıralarında yeteri kadar salma çizgisi olmalıdır.
- Dalgaboyu ayarı ikinci bir boyut girdiğinden daha karmaşıklaşmaktadır.

Kaynaklar

Massey P.,1997, "*A User's Guide to CCD Reductions with IRAF*".

Massey P., Valdes F., Barnes J., 1992, "*A User's Guide to Reducing Slit Spectra with IRAF*".

Valdes F., 1992, "*Guide to the Slit Spectra Reduction Task DOECSLIT*".

Willmarth D., Barnes J., 1994, "*A User's Guide to Reducing Echelle Spectra with IRAF*".

Yerli S.K., 1999, "*An Observational Study of Algol-type Binary Stars*", Ph.D Thesis, Sussex University.

TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nin 40 cm'lik Teleskobunun Otomasyonu

Varol Keskin [1], Murat KOÇAK[2]

[1]Ege Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100 Bornova-İZMİR
[2]TÜBİTAK-Ulusal Gözlemevi-ANTALYA
e-mail: keskinv@astronomy.sci.ege.edu.tr

ÖZET: Bu çalışmanın amacı, TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde kullanılmakta olan 40 cm'lik teleskobun, öncelikle bilgisayarla kontrol edilebilmesini sağlamak, bu aşamadan sonra da, teleskobun bilgisayar ağı yardımıyla uzaktan kullanılabilmesini sağlamaktır. Bunun için, teleskobun her iki ekseniyle ilgili motorların bilgisayar ile kontrolu yapılabilmelidir. Ayrıca, teleskobun belli bir zamanda gökyüzünde doğrultulduğu noktaya bağlı olarak, bina kubbesinin yarığının da buna uygun bir konuma getirilmesi gerekmektedir. Böylesi bir uygulamada öncelikle yapılması gereken, saat kondüzeneğine uygun bir sistemle çalışmakta olan teleskobun zamana ve gözlenen cismin konumuna bağlı hareketlerinin matematik ifadeleri belirlenmelidir. Daha sonra da buna uygun elektronik kontrol düzeneği ve bunun çalışmasını sağlayan bilgisayar yazılımı üretilmelidir. Çalışma sırasında konum hesaplamaları ile ilgili yazılım öncelikle geliştirilmiş, daha sonra da, şu anda teleskobun yönlendirilme ve takibi için kullanılan motorların yerine, sayısal kontrole izin veren "stepper" motor olarak adlandırılan motorların özellikleri belirlenmiştir. Başlangıçta, bu motorların yerine, şu anda kullanılmakta olan asenkron motorlar kullanılacaktır.

1. Kondüzeneği Hesaplamaları

Gökbilimde, bir gökcisminin gökküresi üzerindeki konsayıları, genel olarak eşlek kondüzeneğine göre verilir. Genel olarak teleskopların çoğu ise saat kondüzeneğine göre çalışacak biçimde tasarlanmıştır. Kullanılacak yazılım, herhangi bir zaman için, gözlenmek istenen gökcisminin eşlek konsayılarını kullanarak, bunun saat kondüzeneğindeki karşılığını hesaplayacak ve teleskobun da bu konsayılarına uygun konuma getirilmesini sağlayacaktır. Pek çok durumda, bu yeterli olmamaktadır. Yıldızların günlük hareketleri genel olarak zabit bir hızla olmasına karşın, teleskopta zamanla ortaya çıkan mekanik sorunlar, teleskobun bu sabit hıza uygun hareketini engellemektedir. Bu nedenle de, bu sabit hızın elde edileceği varsayımıyla hareket edilirse, gökcisimlerinin takibi istenen biçimde yapılamamaktadır. Bunu sağlamak için ek düzeneklere gereksinim vardır. Bunlardan biri "encoder" adıyla bilinen ve bir motorun, dönüşü sırasında, duyarlı bir biçimde yerini belirlemek için kullanılmaktadır. Böylelikle de, dönüşte bir aksama sözkonusu ise, bu encoder yardımıyla belirlenebilmektedir. Bunun dışında, eğer gökyüzünde yeterince parlak bir gökcismini görüntüsü bir kamera yardımıyla alınabilirse, bu cismin görüntüsününün görüntü işleme yazılımları yardımıyla yeri belirlenip, daha sonra zamanla her iki eksende de yer değiştirme miktarları belirlenerek, motorların ne kadar ve hangi yönde döndürülmesi gerektiği hesaplanabilir.

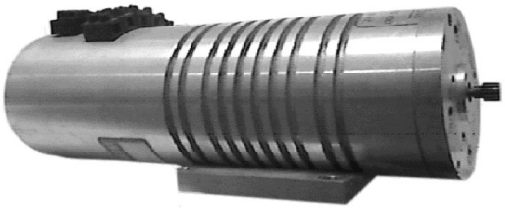
2. Elektronik Sistem

Elektronik sistem, bilgisayardan alınan verileri teleskop motor kontrol bölümüne iletimi görevini üstlenir. Sistem ana hatları ile şu şekilde açıklanabilir:

1. Bilgisayar paralel ve seri port çıkışlarının ana elektronik devreyle bağlantısını sağlayan optokuplör bölümü: Bu bölümün görevi, ana elektronik sistemle bilgisayar arasında oluşabilecek elektriksel sorunlardan bilgisayarın etkilenmemesini sağlamaktır.

2. Ana Elektronik devre: Bu devre, optokuplörden gelen sayısal verilerin kodunu çözerek, bu verilerin bir bölümünü Analog-Digital converter (analog-sayısal çevirici) bölümüne göndermektedir. Buradaki verilerin bir kısmı kontrol verisi olarak değerlendirilirken, bir kısmı da teleskop motorlarının hız bilgisini içerirler.

3. Uygulamada kullanılabilen tekniklerden biri de, motorun üzerine düşen elektriksel gücün, motora bağlı yük değerinin bir miktar üzerine



Resim 1. Teleskop Kontrolünde Kullanılabilecek Asenkron Motor

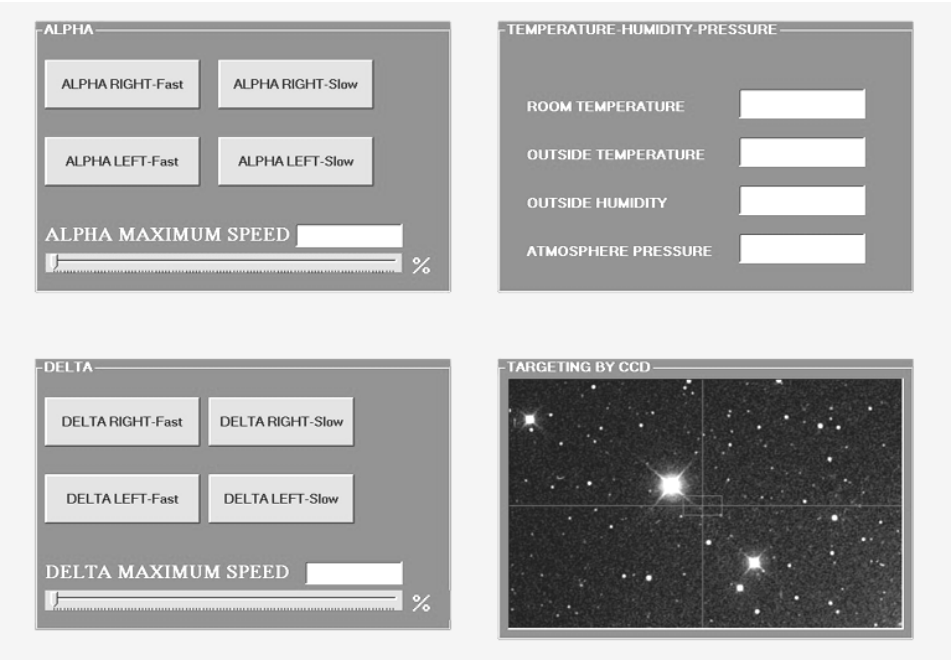
ayarlanmasıyla ve bu güç fark değerinin değiştirilmesiyle yapılan hız ayarıdır. Burada hız ayarı için de, bu adı geçen teknik kullanılacaktır.

Bilgisayardan gelen ikili sayı sisteminde belli bir değere sahip olan sayısal veri, sayısal-analog çevirici bölümüne gelir. Bu bölümde, gelen verinin sayısal değerine uygun genlikte analog bir sinyal üretilir. Daha sonra bu sinyal, girişindeki gerilimin genliğiyle doğru orantılı bir frekans üretecek olan gerilim-frekans çevirici bölümüne uygulanarak, bilgisayar çıkışındaki sayısal bilgiye uygun frekansa sahip bir sinyal elde edilmiş olur. Diğer taraftan teleskop motorları besleme gerilimlerini, primer (birincil) sargısı bir güç transistörü tarafından iletime geçirilen transformatörün sekonder (ikincil) sargısından almaktadır. Buradaki güç transistörünün birim zamandaki iletim sayısı, sekonder sargısı üzerinden motorlar üzerinde düşen besleme geriliminin etkin değerini belirlemektedir. Gerilim-frekans çevirici çıkışında bilgisayardan gönderilen motor hız verisine uygun frekansa sahip sinyal, güç transistörüne uygulanmaktadır. Böylelikle, güç transistörünün birim zamandaki iletim sayısı ayarlanmakta ve sonuç olarak motor üzerine düşen besleme geriliminin etkin değeri ayarlanmış olmaktadır. Motor üzerindeki gerilimin etkin değerinin değiştirilmesiyle de, hız kontrolu yapılmış olmaktadır.

3. Teleskop Motorlarının Dönüş Açısı ve Encoder Sistemi

Teleskobun bilgisayar tarafından belirlenen hedefe yöneltilmesi ve takip sisteminin gerçekleştirilebilmesi için, her iki motor ekseninde, belli bir referans noktasına göre açısal uzaklıklarının bilinmesi gerekmektedir. Burada geliştirilen encoder sistemi, bilinen encoder sistemlerinden farklı bir yapıya sahiptir. Sistem, astronomik gereklere cevap verebilecek ve ekonomik olacak şekilde tasarlanmıştır.

Kodlama yapısı iki bölümden oluşmaktadır. Bunlardan ilki, doğrudan motor miline bağlıdır ve buradaki yüksek hızdaki dönüşleri sayar. Diğer kodlama sistemi, redüksiyon çıkışına bağlıdır ve buradaki her 30° lik dönüşleri sayar. Bilgisayar öncelikle ikincil kodlamadaki 30'ar derecelik dönüşleri okuyacak ve yeni bir 30° algıladığında, bunun üzerine birincil kodlamadaki değeri sayacaktır. Böylelikle, yapılabilecek, dikkate alınmayacak hatalar bile, ikincil kodlamanın hissettiği yeni 30° ile sıfırlanacaktır. Bu sistemle kusursuza yakın bir ölçme sistemi gerçekleştirilebilir. Burada verilen 30°, sembolik bir değerdir ve bu değer çok daha küçük değerlere indirilebilir.



Resim 2. Taslak Kontrol Programı'nın Ekran görüntüsü.

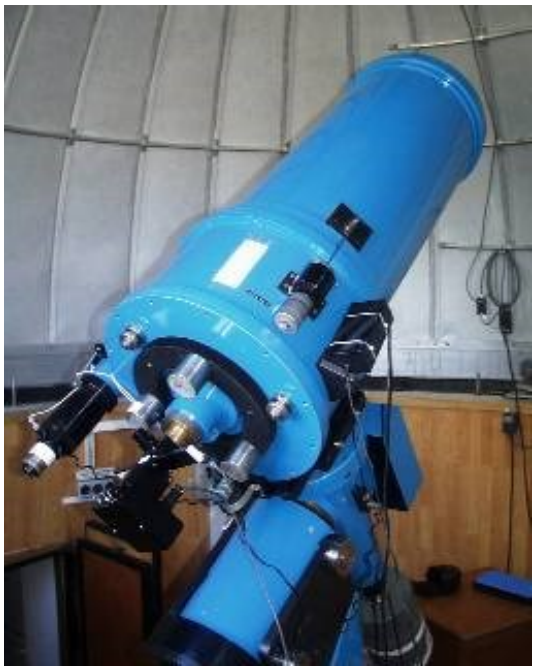
4. Ortamın Fiziksel Parametrelerinin Belirlenmesi

Astronomik gözlemlerin duyarlı bir şekilde yapılabilmesi, iyi bir teleskop sistemine sahip olmanın yanında, ortamın sıcaklık, basınç ve nem değerlerinin de duyarlı bir şekilde belirlenmesini gerektirmektedir. Bu çalışmada, bu parametrelerin gereken duyarlıkta ölçümüyle ilgili bir sisteme de yer verilecektir.

Sıcaklık: Ortamın sıcaklık parametresinin ölçülmesi, dünyada güncel bir konu olmakla birlikte, çeşitli elektronik bileşen üretici firmaları, istenilen çözünürlükte yarıiletken-entegre devreleri uygulamacıların hizmetine sunmuştur. Biz burada, Amerikan Dallas firmasının üretmiş olduğu I2C Bus data iletişimine olanak sağlayan, DS1721 entegre devresinin çevresinde kurulmuş bir sisteme yer vereceğiz. DS1721 entegresi ile, 0.0625 °C lik çözünürlüğe sahip bir sıcaklık örnekleyici yapmak mümkündür. Bu entegre, sistemimizde Microchip firmasının üretmiş olduğu Pic 16C84 mikroişlemcisi ile birlikte çalışmaktadır. Pic16C84 tarafından belirlenmiş zaman aralıklarında, sensör entegreden alınan sıcaklık değerleri, indirgeme hesaplamalarında kullanılmak üzere belli bir veritabanında saklanabilir.

Basınç: Ortamın basınç değerlerinin ölçümü, Alman Siemens firmasının KPY serisi Silicon Piezoresistive Pressure Sensörlerinden alınan analog değişimlerin, Analog-Digital dönüştürücü tarafından sayısal veriye dönüştürülmesi ve bu verinin bilgisayar veya mikroişlemci tarafından işlenmesi ve kaydedilmesi ile gerçekleştirilmektedir.

Nem: Nem ölçümü, basınç ölçümüne benzer bir şekilde yapılmaktadır ancak, sensördeki değşimler rezistif değil kapasitiftir. Bu nedenle bu kapasitif etki, öncelikle frekans değişimine dönüştürülerek ve daha sonra bu frekensın değeri ölçülerek nem miktarı belirlenmektedir.



Resim 3. TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi – T40 Teleskobu

V471 Tauri: Uzun Dönemli Gözlemler ve Sonuçlar

Cafer İBANOĞLU

Ege Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100 Bornova-İZMİR
e-mail: ibanoglu@astronomy.sci.ege.edu.tr

ÖZET: V471 Tauri örten çift yıldızı bir beyaz cüce ile anakol kırmızı cüce yıldızından oluşur. Örten çift özelliğinin bulunduğu 1970 yılından bu yana dizge erke tayfının hemen hemen tüm dalgaboylarında gözlenmiştir. Ege Üniversitesi Gözlemevi'nde 1973-1999 yılları arasında sürekli olarak her yıl ışık eğrisi elde edilen bu örten çift yıldızın yörünge dönemindeki değişme, ortalama parlaklığındaki değişme ve beyaz cücenin parlaklığında gözlenen uzun dönemli değişmeler incelenmiş ve bu değişmelerin nedenlerinin neler olabileceği tartışılmıştır.

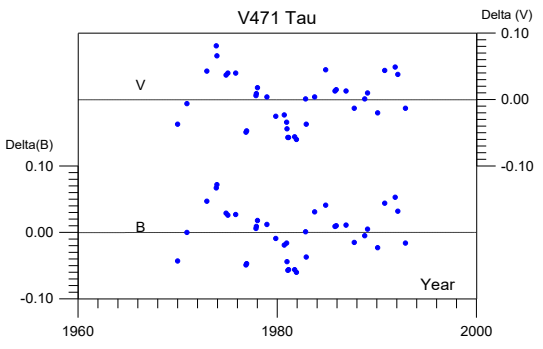
1. Giriş

V471 Tauri'nin bir örten çift yıldız olduğu Nelson ve Young (1970) tarafından bulundu. Örten çift yıldız üyesi bir beyaz cücenin bulunması ışık ve dikine hız eğrilerinden beyaz cücenin kütle ve yarıçapını belirleme olanağı sağladı. Hemen bir yıl sonra Young ve Caps (1971) yıldızın özdevinimlerini ölçerek Hyades açık yıldız kümesinin üyesi olduğunu bildirdiler. Böylece, beyaz cücenin kırmızı dev aşamasında kaybedebileceği kütlenin alt sınırı belirlenebildi. Nelson ve Young, ışık eğrilerinin analizi ile yörünge eğikliği ve yıldızların yarıçaplarını buldular. İbanoğlu (1978), 1973 ile 1978 yılları arasında elde ettiği ışık eğrilerinden kırmızı cüce K2V yıldızının güneş türü etkinlikler gösterdiğini, ışık eğrisindeki dalga benzeri bozulmanın ışık eğrisinin tamamını 191 günlük dönemlerle taradığını ve yörünge döneminin zamanla değiştiğini duyurdu. Bundan önce Young ve Lanning (1975) yörünge dönemindeki değişimi incelemiş ve bu değişimin kütle aktarımından kaynaklanabileceğini ileri sürmüşlerdi. Aynı gözlem verileri Herczeg (1975) tarafından incelendi ve çifte dinamik olarak bağlı üçüncü bir bileşenin olabileceği önerisi yapıldı. Oliver ve Rucinski (1978), yörünge döneminde nedeni belli olmayan üç ayrı değişimin olabileceğini ileri sürdü. Beavers ve ark. (1986) çiftin yörünge döneminin değişmediğini, tutulma zamanlarındaki dönemli kaymaların üçüncü cisimden kaynaklandığını ve örten çiftin üçüncü cisimle oluşturduğu kütle merkezi çevresinde bir dolanımını 24.64 yılda tamamladığını önerdiler. Skillman ve Patterson (1988)'e göre bu dönem 20 yıl yöresindedir ve üçüncü cismin kütlesi 0.04-0.20 $M_{\odot}$ arasındadır. Applegate (1992), RS CVn türü örten çift yıldızlarda gözlenen dönem değişimlerinin çiftin bileşenlerinden birindeki manyetik etkinlikten kaynaklanabileceğini ileri sürdü. Bu öneriye göre yörünge dönemindeki değişim ile çiftin ortalama parlaklığındaki değişim aynı dönemli olmalıydı. Applegate, bu önerisini doğrulayan aktif bileşenli örten çiftler içerisinde V471 Tauri'yi de göstermişti.

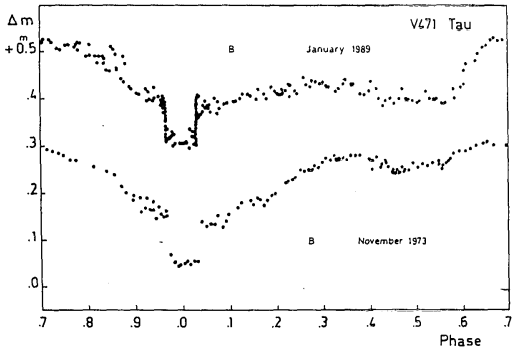
2. Ortalama Parlaklığın Değişimi

V471 Tauri örten çifti 1973 ile 1999 yılları arasında E.Ü. Gözlemevi'nde her yıl bir ışık eğrisi elde edilecek şekilde gözlenmiştir. Bu süre içerisinde elde edilen ışık eğrilerinde beyaz cücenin tutulmasıyla oluşan minimum çukuru dışında kalan bölümünün 0.1 evre aralıklarıyla parlaklıkları okunmuş ve ortalaması alınmıştır. Ortalama parlaklıkların zamana göre değişimi düzgün bir artış göstermektedir. Dizgenin parlaklığı 30 yılda $0^m.25$ artmıştır. Parlaklıktaki yıllık artış $0^m.008$ dir. Ortalama parlaklıktaki doğrusal artış çıkartıldığında geriye çevrimli bir değişim kalmaktadır (Şekil 1).

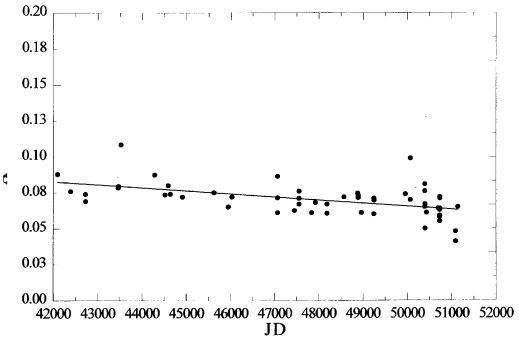
Ortalama parlaklıktaki düzgün değişimin daha iyi görülebilmesi için Şekil 2'de dizgenin 1973 ve 1989 yıllarında elde edilen ışık eğrilerini gösteriyoruz. 1989 yılı ışık eğrisi 1973'tekine göre $0^m.2$ kadar daha yukarıda, başka bir değişle dizge $0^m.2$ daha parlaktır.



Şekil 1. V471 Tauri'nin ortalama parlaklık değişimi



Şekil 2. V471 Tauri'nin 1973 ve 1989'da mavi bölgede elde edilen ışık eğrileri



Şekil 3. Tutulma derinliğinin yıllara göre değişimi

Ortalama parlaklıktaki doğrusal artış çıkartıldığında dizgenin parlaklığı küçük genlikli çevrimli bir değişim göstermektedir (Şekil 1). Bu çevrimli değişimin genliği $0^m.03$, çevrim uzunluğu da beş yıl dolayındadır. Bu değişimin kırmızı cüce bileşenin yüzeyindeki etkinliklerden kaynaklandığını tahmin ediyoruz.

3. Tutulma Derinliğinin Değişimi

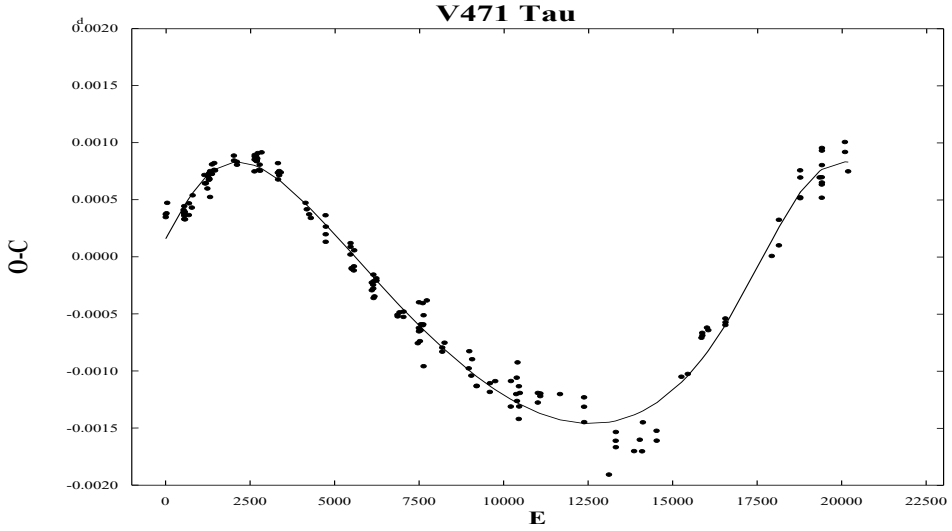
Beyaz cücenin örtülmesiyle oluşan baş minimumun derinliği $0^m.08$ yöresindedir. Her ışık eğrisinde dıştan teğet ve içten teğet evrelerindeki parlaklıklar okunarak ortalamaları alınmış ve tutulma derinlikleri bulunmuştur. Tutulma derinlikleri zamana göre işaretlenerek Şekil 3'te gösterilmiştir. Tutulma derinlikleri zamanla azalmaktadır.

1970 yılında tutulma derinliği $0^m.0803$ iken 2000 yılında $0^m.0607$ olup toplam azalma $0^m.0197$, yıllık azalma $0^m.0007$ yöresindedir.

Işık eğrisinin çözümü ile $L_{WD} / L_K = 0.302$ bulunmuştur. Bileşen yıldızların bilinen fiziksel öğelerini kullanarak $L_K = 0.336\ L_\odot$, $L_{WD} = 0.1015$ bulunmuştur. Bu veriler kullanılarak beyaz cücenin sıcaklığındaki yıllık azalmanın 5 ºK dolayında olduğu hesaplanmıştır. Beyaz cüce yıldızların sabit yarıçapla zamanla soğuduğunu biliyoruz. Ancak bu bilgilerimiz tamamen kuramsal öngörülere dayanmaktadır. Gözlemsel bir bulgu, belki de ilk kez bu çalışmayla ortaya çıkmaktadır.

4. Yörünge Dönemindeki Değişme

Dizgenin örten çift özelliğinin bulunuşundan bu yana gözlemlerle elde edilen tutulma zamanları E sayılarına göre işaretlenerek Şekil 4'te gösterilmiştir. Gözlenen ile hesaplanan tutulma zamanları arasındaki farkın zamana göre değişimi $0^g.0014$ yarı genlikli bir sinüs eğrisine benzemektedir. Bu tür O-C değişimini eksen dönmesi ya da üçüncü cisim oluşturabilir. Örten çiftin dikine hız eğrisi ideal sinüse çok yakın olduğundan yörünge hemen hemen daireseldir. Geriye yalnızca üçüncü cisim etkisi kalmaktadır. Dolayısıyla, O-C değişiminin üçüncü cisimden



Şekil 4. O-C eğrisi

kaynaklandığı varsayımı ile O-C verileri analiz edilmiş ve aşağıdaki öğeler bulunmuştur:

T_0 = JD 24 40610.06447 ± 0.00006
T_3 = JD 24 40975.7
$P_0 = 0^g.521183306 \pm 2^g.7\times10^{-9}$
$a_3 \sin i = 3.11\times10^7$ km = 0.21 AB
$e_3 = 0.36 \pm 0.03$
$\omega_3 = 46° \pm 4°$
$P_3 = 25.87 \pm 0.09$ yıl

Bu çözüm sonucuna göre, V471 Tauri olası bir üçüncü cisimle oluşturduğu kütle merkezi çevresinde bir dolanımını yaklaşık 26 yılda tamamlamaktadır. Bu devinimden dolayı V471 Tauri örten çiftinin kütle merkezinin uzay hızı 26 yılda 0.3 km s^{-1} yarı genlikli sinüs benzeri bir değişim göstermelidir. Yukarıdaki verilerden giderek, örten çiftin, üçüncü cisim çevresindeki yörüngesinin eğimi 5°, 10°, 20° ve 25° için üçüncü cismin hesaplanan kütleleri sırasıyla 0.43, 0.20, 0.10, 0.08 $M_\odot$'tir. Yörünge eğikliği 25° den büyük ise üçüncü cisim bir yıldız olamaz.

Kaynaklar

Applegate J.H., 1992, *ApJ*, **385**, 621.
Beavers W.I., Herczeg T.J., Lui A., 1986, *ApJ*, **300**, 785.
İbanoğlu C., 1978, *Ap&SS*, **57**, 219.
Nelson B., Young A., 1970, *PASP*, **82**, 699.
Oliver P., Rucinski S., 1978, *IAU-IBVS*, no:1444.
Skillman D.R., Patterson J., 1988, *AJ*, **96**, 976.
Young A., Lanning H.H., 1975, *PASP*, **87**, 461.
Young A., Capps P.W., 1971, *ApJ*, **166**, L81.
Herczeg T.J., 1975, *IAU-IBVS*, no:1076.

W UMa Sisteminin Yörünge Dönemi Değişimleri

Selim O. SELAM

A.Ü.F.F. Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 06100, Tandoğan-ANKARA
e-mail: selim@astro1.science.ankara.edu.tr

ÖZET: W UMa sistemi, geç tür değen çift yıldızların prototipi olarak bilinmektedir. Sistemin 1903-1999 yılları arasında elde edilmiş ve yayınlanmış tüm tutulma minimumu zamanları, sistemin yörünge dönemindeki değişim karakterlerini ortaya koymak amacı ile (O-C) analizinden geçirilmiştir. Sistemin (O-C) değişimi bir parabol ve iki sinüs eğrisinin bileşkesi olarak ifade edilebilmektedir. Değişik yöntemlerle geçerliliği test edilen (O-C) fitlerinin sonuçları, sistemin bileşenleri arasındaki kütle aktarımı, sistemden uzaya kütle kaybı, bileşenlerin manyetik aktivitesi ve sisteme bağlı ilave cisim varlığı açısından irdelenmiştir.

1. Giriş

1902 yılında ışık değişimi gösterdiği, Müller ve Kempf (1903) tarafından keşfedilen ve ADS 7494 görsel çiftinin parlak bileşeni olan W UMa (HD 83950, BD+56°1400, ADS 7494A) sistemi, geç tür değen çift yıldızların prototipi olarak bilinmektedir.

Keşfinden bu yana çok sayıda araştırmacıya konu olan W UMa sisteminin eski gözlemleri ve sonuçları Woodward (1942), Binnendijk (1966), Breinhorst (1971), yakın geçmiştekileri ise Linnell (1985, 1987, 1991a,b,c) tarafından özetlenmiştir. Sistemin 1964 yılında yapılan fotometrisi sırasında Kuhi (1964), U bandında 9 dakika süren ve parlaklık artışı 1.5 kadir olan bir flare gözlemiştir. Bu flare 0.703 yörünge evresine denk gelmektedir.

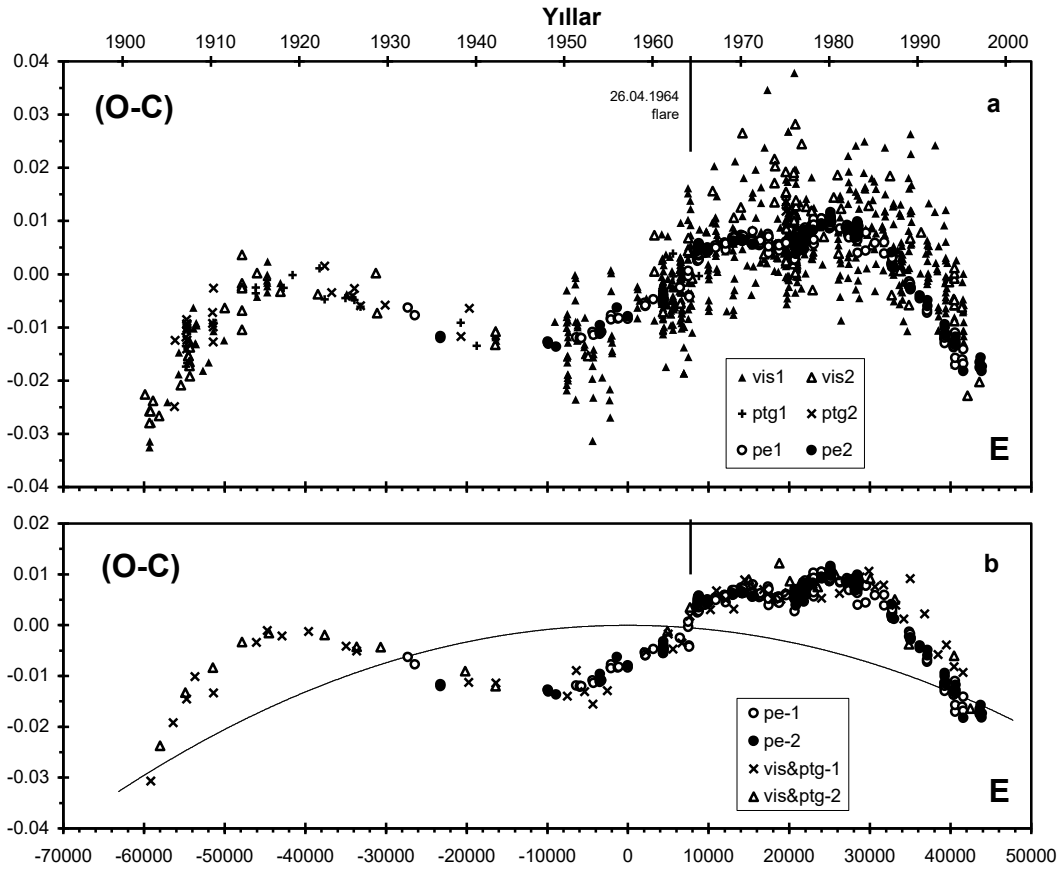
W UMa'nın literatürde çok sayıda fotometrik gözlemi bulunmaktadır. Bunlardan en kapsamlı ve yakın zamanda elde edileni Linnell'in (1985) UBVRI fotometrisi ve ANS uydusu ile elde edilen UV fotometrisidir (Linnell 1991b). Linnell (1987, 1991a,b,c), bu gözlemlerden oluşan ışık eğrilerini, çeşitli model kabulleri altında analiz edilmiştir ve w-türü W UMa ışık eğrileri için önerilen kuramları test etmiştir. W UMa'nın ışık eğrisi analizinde karşılaşılan önemli problem, w-türü ışık eğrilerinin açıklanması için önerilen temel iki modelin de tam anlamı ile gözlemlerle uyuşmamasıdır. Linnell'e (1991a) göre sıcak ikinci bileşen (hot secondary) modeli, tüm dalgaboyu verilerini bir bütün olarak daha iyi temsil etmektedir. Buna karşılık büyük bileşen üzerinde soğuk leke ile yapılan modellemeler, belli dalgaboylarındaki w-türü ışık eğrileri ile daha iyi uyum göstermektedir (Linnell 1991c). Sistemin ışık eğrilerinde görülen O'Connell etkisi (ana maximum daha parlak) ise sistemin bileşenleri üzerinde yer alan karanlık lekelerle açıklanabilmiştir (Linnell 1991c).

Sistemin eski tayfsal gözlemleri ve sonuçları Batten vd.'de (1989) yer almaktadır. Sistemin son yayınlanmış tayfsal gözlemi ve dikine hız eğrisi analizi Rucinski vd.'ne (1993) aittir ve sistemin mutlak boyutları da hesaplanmıştır. Sistem, her iki bileşeni de F8V tayf türündendir.

Sistemin dönem değişimi gösterdiği Baldwin'den (1908) bu yana bilinmektedir. Dönem değişimi karakteri son olarak Morgan vd. (1997) tarafından çalışılmıştır. Bu araştırmacılar, çevrimli dönem değişiminin nedenini, bir dizi aktivite kökenli kütle aktarımı/kaybı olarak yorumlamışlardır. Bu çalışma dışında literatürde, dönem değişiminin detaylı olarak yorumlandığı bir tek çalışma daha vardır. Schmidt ve Schrick'e (1956) ait bu çalışmada sisteme bağlı 0.25 $M_{\odot}$ kütleli ve P=49.9 yıl yörünge dönemli üçüncü bir bileşenin varlığı üzerinde durulmuştur.

2. Veriler ve Dönem Değişim Karakteri

Bu çalışmada W UMa sisteminin gösterdiği ilginç dönem değişimi karakteri analiz edilmiş ve geçerli modellerin ışığı altında yorumlanmıştır. Bu amaçla sistemin 1903 yılından bu yana gözlenmiş tüm tutulma minimumu zamanları orijinal kaynaklarına ulaşılarak yeniden derlenmiş ayrıca yakın zamanda, A.Ü. Gözlemevi'nde 4, TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi-TUG'da ise 2 minimum gözleminden yeni veri üretilmiştir. TUG'da elde edilen W UMa gözlemleri, 40 cm'lik aynalı teleskoba ait "İlk Işık" gözlemidir (Keskin ve Aslan, 1998). Böylece sistemin son 96 yılllık zaman aralığına dağılmış toplam 1186 adet minimum zamanına ulaşılmıştır. Bunlardan 374'ü fotoelektrik, 51'i fotografik, 761'i ise görsel gözlemlerin sonucudur.



Şekil-1

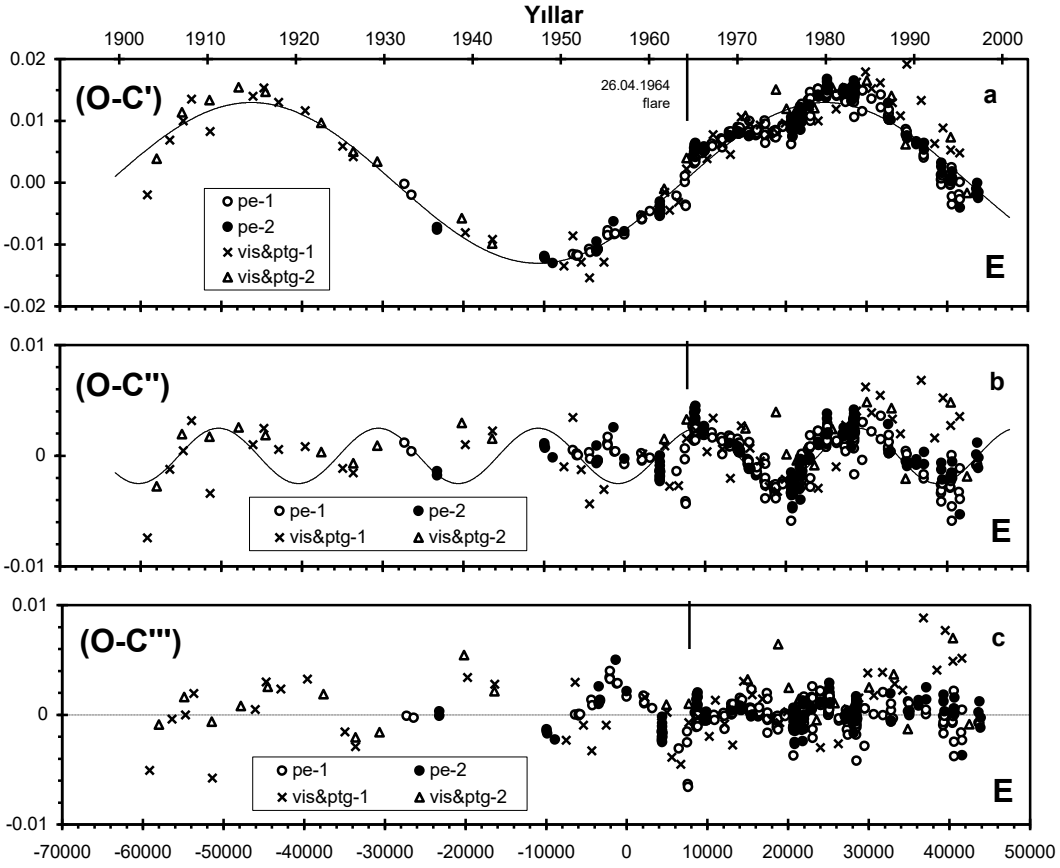
2.1. (O-C) Analizi

Bu çalışmada elde edilen yeni ışık elemanlarının doğrusal kısmı kullanılarak tüm minimum zamanları için oluşturulan (O-C) diyagramı Şekil-1a da görülmektedir. Kuhi'nin (1964) flare gözleminin tarihi bu diyagramda işaretlenmiştir. Görsel ve fotografik veriler, gösterdikleri aşırı saçılma nedeni ile birleştirilerek yıllık normal minimum zamanlarına dönüştürülmüştür. Bu yolla görsel ve fotografik normal minimum sayıları 53 adet 1. minimum ve 23 adet 2.minimum olmuştur. Şekil-1b de bu normal minimumlar ve fotoelektrik minimumlardan oluşturulmuş (O-C) diyagramı görülmektedir. Dönem analizi verisi olarak bu diyagrama ait minimum zamanları kullanılmıştır. Tekil verilerin ortalama hatası görsel/fotografik normaller için 0.005 gün, fotoelektrik veriler için 0.0005 gün yöresindedir.

(O-C) diyagramının genel yapısı gereği, sistemin döneminin uzun vadede bir azalma gösterdiği görülmektedir. Buna göre tüm verilere uygulanan ikinci derece en küçük kareler yaklaşımı Şekil-1b de sürekli çizgi ile gösterilmiştir ve yüzyılda 0.155 sn mertebesinde seküler bir dönem azalmasını gerektirmektedir.

İkinci derece yaklaşımdan olan (O-C') artıkları Şekil-2a da görülmektedir. Bu artıklarda 1.5 dönemini tamamlamış çevrimsel yapılı değişim hemen görülebilmektedir. Bu değişime ardışık yaklaştırma yöntemleri ile uygulanan sinüsel yaklaşımlardan en iyi uyumu sağlayan fit Şekil-2a da sürekli çizgi ile gösterilmiştir. Bu fit fonksiyonunun yarı-genliği 0.013 gün ve dönemi de 65 yıldır. Bu yaklaşımdan olan (O-C'') artıkları Şekil-2b de yer almaktadır. İlk bakışta bir ortalama etrafında düzensiz saçılmalar gibi görülen bu artıklarda, özellikle Kuhi'nin (1964) flare gözlediği tarihten sonra yarı-düzenli çevrimsel bir yapının varlığı hissedilmektedir. Bu çevrimsel yapıya en iyi uyum gösteren sinüsel yaklaşım Şekil-2b de sürekli çizgi ile görülmektedir. Yarı-genliği 0.0025 gün ve dönemi 18.1 yıldır. Şekil-2c de bu fitlerden kalan artıklar görülmektedir. Böylece (O-C) değişimini bir bütün olarak temsil eden parabol+2sinüs yaklaşımının gözlemsel verilerden olan artıklarının toplamı, tüm veri için χ^2=0.00147, fotoelektrik veriler için χ^2=0.00066 olmaktadır. Buna göre sisteminin yeni ışık elemanları:

$$\text{Min I= HJD } 2435918.4154 + 0^{g}.333637388*E - 8.1*10^{-12}*E^2$$
$$+0^{g}.0130\sin[(2\pi(E+10700)/71158.841)-\pi/2]$$
$$+0^{g}.0025\sin[(2\pi(E-19000)/19815.0)-\pi/2]$$

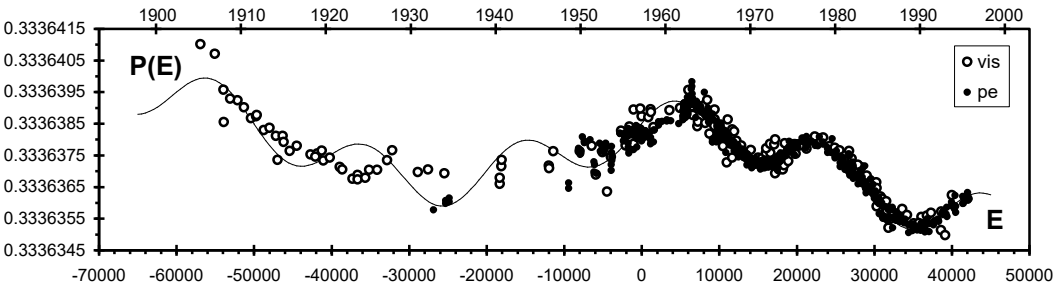


Şekil-2

2.2. Dönem-Zaman P(E) Diyagramı

(O-C) değişim karakterinin sürekli fonksiyonlarla ifade edilebilmesi halinde, bu fonksiyonun zamana göre (E'ye veya T'ye göre) $P(E)=d(O-C)/dE$ türevi bize teorik dönem değişim fonksiyonunu verecektir. Ayrıca tüm minimum zamanları kullanılarak bağımsız bir yoldan dönem değişim karakteri, ardışık zaman aralıklarındaki anlık dönem değerlerinin hesaplanması ile direkt olarak elde edilebilir ve teorik dönem değişim fonksiyonu ile karşılaştırılarak (O-C) fitlerinin geçerliliği denetlenebilir. Anlık dönem değerlerinin hesabı için $P(E_i+(n/2)) = [O(E_{i+n}) - O(E_i)] / n$ ifadesi kullanılmaktadır. Burada O ve E_i değerleri, i inci minimuma ait zaman ve epok değeridir. Bu formülde $E_{i+n}=E_i+n$ ve n ise pozitif bir tamsayıdır. Burada $(E_{i+n} - E_i)$ zaman aralığını belirleyici ölçüt n tamsayısıdır ve çok büyük seçilmesi halinde aşırı düzeltmeye (over-smoothing); çok küçük seçilmesi halinde ise duyarlılığı düşük minimum zamanlarındaki hataların hesaplara yansımasına neden olabilir (bkz. Drechsel vd. 1982).

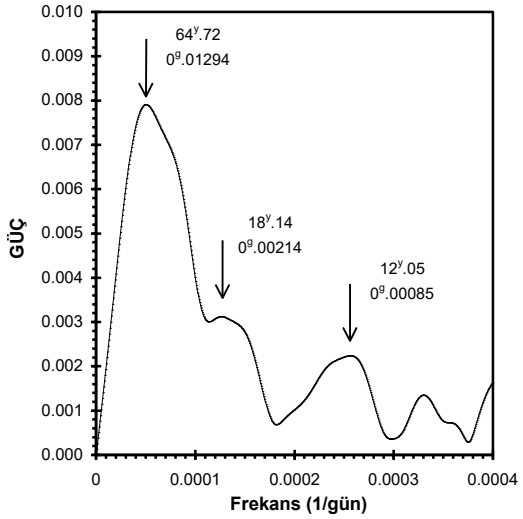
Yukarıda anlatılan yöntemlerle elde edilen P(E) diyagramı Şekil-3 de yer almaktadır. Sürekli çizgi ile ifade edilen (O-C) fonksiyonun türevi ile anlık dönem değerlerinin uyumları (O-C) analizi ile elde edilen teorik yaklaşımların yerinde olduğuna işarettir.



Şekil-3

2.3. Fourier Analizi

Sperl (1998) tarafından geliştirilen ve her türlü zaman serisi içinde beklenen dönemlilikleri fourier dönüşüm teknikleri ile araştıran *PERIOD98* (V1.0.9) programı, W UMa'nın (O-C) analizi ile tespit edilen çevrimsel yapıların varlığının denetlenmesi amacı ile kullanılmıştır. Parabolik yaklaşımdan olan (O-C') artıkları girdi verisi olarak kullanılmıştır. 1 yıla karşılık gelen frekans değerindeki pencere fonksiyonu kullanılarak, gözlemsel veride görülen sezonluk boşluklardan kaynaklanabilecek "aliasing" etkisi elimine edilmiştir. [0 - 0.0004] frekans aralığı $1.4*10^{-9}$ adım ile taranmıştır. Fourier dönüşümü sonucu elde edilen güç spektrumu Şekil-4 de görülmektedir.



Şekil-4

Analiz sonucu elde edilen 64.72 yıl dönem ve 0.01294 gün genlikli 1.çevrim ile 18.14 yıl dönem ve 0.00214 gün genlikli 2. çevrim, (O-C) analizi ile bulunan ve P(E) diyagramı ile test edilen değerlerle tam olarak uyuşmaktadır. *PERIOD98* programının önerdiği ve ~12 yıl döneme sahip 3. bir çevrim daha bulunmaktadır. Bu dönemli yapı dikkatli bakılması halinde Şekil-2c de yer alan (O-C'") artıklarının fotoelektik verilerinde görülebilmektedir. Ancak verilerin duyarlılığı dikkate alınarak, artıkların dağılım aralığı göz önünde bulundurulursa bu çevrimin olası olmadığı söylenebilir.

3. Yorum ve Tartışma

Yakın çift yıldızlarda dönem değişimlerinin olası nedenleri ve modelleri açısından bakıldığında, bugün için geçerliliğini koruyan ve daha fazla gözlemsel destek bulan dört temel mekanizma vardır: (i) kütle aktarımı ve kaybı (ii) eksen dönmesi (iii) ilave cisim varlığı (iv) çevrimli manyetik aktivite. Birinci mekanizma kendini (O-C) diyagramlarında, sürekli (seküler) bir değişim olarak göstermekte ve genelde 2. dereceden polinomlarla ifade edilmektedir. Polinom derecesinin 2 olması, kareli terimin katsayısının işaretine bağlı olarak dönemin düzgün ve sürekli artması veya azalması anlamına gelmektedir. Bu katsayı $\Delta P/P$ dönem değişim miktarının bir ölçüsüdür ve belli denklemlerde yerine konarak sistemdeki kütle aktarımı/kaybı miktarı tahmin edilebilir. Bu irdeleme yapılırken sistemin evrimsel durumu, kütle kaybeden bileşenin hangisi olduğu ve kütle aktarımının yönü dikkate alınmalıdır. Geri kalan üç mekanizma da (O-C) diyagramlarında çevrimsel yapılı değişimler oluşturmakta ve sinüs benzeri eğriler ile temsil edilebilmektedir. Eksen dönmesi olayı gözlemsel belirteçleri açısından bir ayrıcalığa sahiptir. Buna göre (O-C) diyagramlarında birinci ve ikinci minimumların göstermiş olduğu çevrim yapıları tam olarak zıt fazdadır ve hemen ayırtedilmesini sağlar. W UMa'nın (O-C) eğrisinde bu özellik gözlenmemektedir. Buna göre eksen dönmesi, W UMa sistemi için geçerli bir dönem değişimi mekanizması olamaz. İlave cisim varlığı ve geç tayf türünden yıldızlarda çevrimli manyetik alan mekanizmaları, (O-C) eğrilerinde aynı karaktere sahip dönemli değişimler gerektirmektedir. Bu iki mekanizmanın birbirinden ayrılması ancak bazı kriterler ışığında yapılabilmektedir ve çok kesin olmamaktadır. Ancak ilave cisim varlığı ile ortaya çıkan çevrimsel yapılı değişimlerin hem genlik hem de dönem açısından daha düzenli olması beklenebilir. Çünkü çevrimli manyetik aktivite olgusunun, özellikle genlik açısından fazla düzenli olmadığı, bir çevrimden diğerine değişimler gösterdiği ve ilave cisim olgusuna göre daha düşük genlikli değişimler yarattığı gözlemlerden bilinmektedir. Diğer yandan, ilave cisimden kaynaklanan (O-C) eğrilerinde düzenli bir asimetri (eksantrik yörünge nedeni ile) olabilirken, manyetik çevrimlerden kaynaklanan (O-C) eğrilerinde düzenli asimetri beklenmemektedir. Ayrıca manyetik aktivite çevrim dönemlerinin istatistiksel olarak 5-25 yıl aralığına dağıldığı Maceroni et al. (1990) ve Bianchini (1990) tarafından belirtilmiştir. Buna göre geç tayf türünden bileşen içeren ve (O-C) diyagramlarında çevrimsel yapılı değişimler gösteren sistemler için küçük genlikli ve kısa dönemli değişimlerin açıklamasında manyetik aktivite çevrimi daha olası görülmektedir. Manyetik aktivite çevriminin, sistemin bileşenlerinden en az biri üzerindeki karanlık leke sayısının ve alanlarının çevrimli olarak artıp azalması ile açıklandığı göz önünde

bulundurulursa, sistemin toplam ışığının aynı çevrim süresi ile değişimler göstermesi gerekmektedir. Bu durum sistemin uzun süreli yapılmış sistematik gözlemleri mevcut ise kontrol edilebilir ve önemli bir kanıt olabilir. İlave cisim varlığına elde edilebilecek en önemli gözlemsel kanıt, koşulların uygun olması halinde ilave cisme ilişkin tayfsal çizgilerin, çift sistem tayfında görülebilmesidir. Bunun yanısıra özel girişim teknikleri (speckle interferometri) kullanılarak elde edilen yüksek ayırma güçlü astrometrik gözlemlerle, ilave cismin beklenen konumlarda görülebilmesi en önemli kanıtlardan biri olacaktır. Günümüzde bu türden gözlemlerin kapasitesi $\Delta\alpha$=0".04 açısal ayrılıkları ve Δm=1.5-2.0 kadir parlaklık farklarını algılayabilecek ölçüdedir (McAlister et al. 1987).

Bu bilgilerin ışığı altında W UMa'nın (O-C) diyagramında görülen parabolik yapının sistemden kütle kaybını işaret ettiği söylenebilmektedir. Bilindiği gibi kütle aktarımının yönü düşük kütleli bileşenden, diğerine olmalıdır ve bu aktarımın korunumlu olması durumunda sistemin döneminin düzgün olarak artması beklenir. Ancak (O-C) diyagramından da görüldüğü gibi parabolik yapı dönem azalmasını işaret etmektedir. Bu durum, kütle aktarımının korunumlu olmadığı ve sistemden kaybedilen kütlenin daha baskın olduğu şeklinde yorumlanabilir ve yüzyılda 0.155 sn'lik bir dönem azalmasını gerektirir. Parabolik değişimden olan artıkların iki çevrimsel yapı ile ifade edilebildiğini 2. bölümde görmüştük. Yukarıda açıklanan kriterlere göre; 65 yıl dönemli çevrimsel yapının ilave cisim etkisinden, 18.1 yıl dönemli çevrimsel değişimin ise büyük kütleli bileşenin çevrimsel manyetik alanından kaynaklandığı söylenebilir. Üçüncü cisim parametrelerinin hesabında Irwin'in (1959); manyetik aktivite çevrimi parametrelerinin hesabında ise Applegate'in (1992) formülasyonu kullanılmıştır. Bu hesaplamalar sırasında kullanılan W UMa'nın mutlak boyutları Rucinski vd. (1993) den alınmıştır. Üçüncü cismin yörüngesinin çift sistemin yörüngesi ile çakışık ve dairesel olduğu varsayılarak kütlesi M_3=0.21$M_\odot$ olarak bulunmuştur. W UMa çiftinin kütle merkezine uzaklığı a_3=19.96AB ve gösterdiği max. açısal ayrıklık α_3=0″.402 dir. Anakol yıldızı olduğu varsayılarak, Demircan ve Kahraman'ın (1991) deneysel kütle parlaklık kalibrasyonu kullanılırsa bolometrik mutlak parlaklığı $11^m.3$ olarak bulunmaktadır ve W UMa çiftinden 7^m daha sönüktür. Buna göre üçüncü bileşenin, bilinen gözlem teknikleri ile belirlenebilmesi zor gözükmektedir. Çift sisteme göre oldukça sönük olmasına rağmen gösterdiği büyük açısal ayrıklık nedeni ile belki interferometrik tekniklerle varlığı denetlenebilir. Sistemin büyük bileşeninin gösterdiği manyetik aktivite çevrimi olarak yorumlanan ikinci dönemli değişim, Applegate (1992) formülasyonuna göre aktivite çevrimi başına ΔP=0.068 sn genlikli bir dönem değişimini öngörmekte ve bu bileşenin yüzey manyetik alanının 7900 Gauss yöresinde olmasını gerektirmektedir. Model hesapları gereği, aktif bileşenin ışınım gücünün bir çevrim boyunca ΔL(cgs)=1.69*10^{31} kadar değişim göstermesi gerekmektedir. Bu değer bileşen parlaklığında $0^m.0024$ lik bir değişime karşılık gelmektedir. Bu koşullar altında manyetik aktivite çevriminin izlerini geçmiş fotometrik gözlemlerde aramak bir sonuç vermeyecektir. Ancak sistematik olarak yapılacak uzun dönemli ve duyarlı gözlemlerle bu olguya kanıtlar bulunabilir.

Teşekkür: UT40 teleskobunda "ilk ışık" gözlemi amacı ile elde edilen W UMa gözlemlerinin bu çalışmada kullanılmasına izin verdiği için TÜBİTAK-Ulusal Gözlemevi'ne teşekkür ederim.

Kaynaklar

Applegate J.H., 1992, *ApJ*, **358**, 621.
Baldwin J.M., 1908, *MNRAS*, **69**, 78.
Batten A.H., Fletcher J.M., MacCharty D.G., 1989, *PDAO*, **17**, 1.
Bianchini A., 1990, *AJ*, **99**, 1941.
Binnendijk L., 1966, *AJ*, **71**, 340.
Breinhorst R.A., 1971, *Ap&SS*, **10**, 411.
Demircan O., Kahraman G., 1991, *Ap&SS*, **181**, 313.
Drechsel H., Rahe J., Wargau W., Wolf B., 1982, *A&Ap*, **110**, 246.
Irwin J.B., 1959, *AJ*, **64**, 148.
Keskin V., Aslan Z., 1998, *IAU-IBVS*, no:4625
Kuhi L.V., 1964, *PASP*, **76**, 430.
Linnell A.P., 1985, *ApJS*, **57**, 611.
Linnell A.P., 1987, *ApJ*, **316**, 389.
Linnell A.P., 1991a, *ApJ*, **374**, 307.
Linnell A.P., 1991b, *ApJ*, **379**, 338.
Linnell A.P., 1991c, *ApJ*, **383**, 330.
Maceroni C., Bianchini A., Rodono M., van't Veer F., Vio R., 1990, A&Ap, **237**, 395.
McAlister H.A., Hartkopf W.I., Hutter D.J., Shara M.M., Franz O.G., 1987, *AJ*, **93**, 183.
Morgan N., Sauer M., Guinan E., 1997, *IAU-IBVS*, no: 4517.
Müller G., Kempf P., 1903, *ApJ*, **17**, 201.
Rucinski S.M., Lu W.-X., Shi J., 1993, *AJ*, **106**, 1174.
Schmidt H., Schrick K.W., 1956, *ZfA*, **41**, 1
Sperl M., 1998, *Manual for Period98 V1.0.9*, Univ. of Vienna.
Woodward E.C., 1942, *HC*, **no:446**, 1.

Etkin Çift Yıldız Sistemleri RT And ve ER Vul'un 1995 - 1998 Gözlemleri

Fehmi EKMEKÇİ, Ferhat F. ÖZEREN, Berahitdin ALBAYRAK, Hasan AK

A.Ü.F.F. Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 06100, Tandoğan-ANKARA
e-mail: ekmekci@astro1.science.ankara.edu.tr

ÖZET: Kromosferik etkin çift yıldız sistemleri olarak bilinen RT And ve ER Vul'un ışık eğrileri zamana bağlı ilginç değişimler göstermektedir. Özellikle tutulma dışı kısımlardaki değişimler düzensiz olmakta ve parlaklıktaki bu düzensizliklerin bileşenlerden biri veya ikisi üzerinde büyük soğuk lekelerin varlığından ve bu lekelerin değişen fiziksel ve dinamik özelliklerinden kaynaklanabileceği üzerinde durulmaktadir. Gözlemler A.Ü.Ahlatlıbel Gözlemevinde B ve V reklerinde ve Türkiye Ulusal Gözlemevinde ise U, B, V ve R renklerinde yapılmıştır. Elde edilen sonuçlar, daha önce diğer araştırmacılar tarafından elde edilen sonuçlar ile karşılaştırılmıştır. Bu karşılaştırma yardımıyla leke etkinliği ve değişimi irdelenmiştir.

1. Giriş:

RT And (BD+52° 3383A) sistemi Hall(1976) tarafından kısa dönemli RS CVn sınıfına konulduktan sonra pek çok araştırmacı tarafından gözlem programına alınmıştır. Bu sistemin ışık eğrisinde ilginç değişimler olmaktadır. Özellikle tutulmalar dışı kısmındaki değişimlerin genelde baş yıldızın üzerinde varolan büyük soğuk lekeden ileri geldiği öne sürülmüştür (Budding ve Zeilik,1987; Zeilik vd,1989). Zeilik vd(1989) kendi verileri ile birlikte daha önce yayınlanmış görsel ışık eğrisi verilerini kullanarak sistemi tekrar incelemişler ve soğuk yıldız lekelerinin fiziksel parametrelerini elde etmeye çalışmışlardır. Bu incelemenin sonucunda büyük bir lekenin, 1920 den beri yıldızın gösterdiği fotometrik etkileri açıklayabileceği ortaya çıkarılmıştır. RT And sistemine ilişkin tayfsal ve fotometrik özellikler Çizelge 1 de özetlenmektedir.

ER Vul (HD 200391, BD+27° 3952) sistemi çift çizgili tayfsal çift sistemdir. 1956 da örten değişen olduğu anlaşılan ER Vul sistemi(Northcott ve Bakos 1967), Hall(1976) tarafından kısa dönemli RS CVn sistemlerinin sınıfına konulmuştur. Sistemin tayfsal ve fotometrik özellikleri Çizelge 2 de özetlenmektedir. Bu sistemin ışık eğrisinin tutlmalar dışı kısmında görülen değişimin de lekelerden kaynaklandığı üzerinde çeşitli yazarlar tarafından durulmuştur (Budding ve Zeilik, 1987 ; Hill vd. 1990).

Bu çalışmada RT And ve ER Vul sistemlerinin 1995-1998 arasındaki A.Ü. Ahlatlıbel Gözlemevi ve Türkiye Ulusal Gözlemevi'nde yapılan fotoelektrik fotometri gözlemlerinden elde edilen ışık eğrileri Wilson-Devinney programı aracılığıyla incelenmiş ve sistemin bileşenlerinden biri üzerine leke modellemesi yapılarak ışık eğrisi değişimleri araştırılmıştır.

Çizelge 1. RT And Sistemi.

Uzaklığı : 95 pc
V(max) : $8^m.95$
Bozulma dalgası genliği (ΔV) : $0^m.06$
Yörünge eğim açısı (i) = 88°.9 (Tam tutulma)
$P_{ph} = P_{orb} = 0.6289298$ gün (dP_{orb}/dt değişimi var)
Tayf Türü : F8 V + K0 V (Çift çizgili tayfsal çift)
$M_h = 1.50\ M_\odot$, $M_c = 0.99\ M_\odot$
$R_h = 1.17\ R_\odot$, $R_c = 0.84\ R_\odot$

Çizelge 2. ER Vul Sistemi.

Uzaklığı : 46 pc
V(max) : $7^m.27$
Bozulma dalgası genliği (DV) : $0^m.06$
Yörünge eğim açısı (i) = 66°.7 (Parçalı tutulma)
P_{ph}= 0.6942 gün, P_{orb} = 0.6289298 gün (dP_{orb}/dt değişimi var)
Tayf Türü : G0 V + G5 V (Çift çizgili tayfsal çift)
$M_h = 1.10\ M_\odot$, $M_c = 1.05\ M_\odot$
$R_h = 1.07\ R_\odot$, $R_c = 1.07\ R_\odot$

2. Gözlemler:

RT And sisteminin 1995 ve 1997 gözlemleri ile ER Vul sisteminin 1997 gözlemleri, A.Ü. Ahlatlıbel Gözlemevi'ndeki 30 cm lik Maksutov teleskoba bağlı SSP-5A fotometresi (R1414 Hamamatsu fotokatlandırıcısına sahip) kullanılarak, RT And sisteminin 1998 gözlemleri de Türkiye Ulusal Gözlemevi(TUG)'nde 40 cm Cassegrain teleskoba bağlı SSP-5A fotometresi (R1414 Hamamatsu fotokatlandırıcısına sahip) kullanılarak yapılmıştır. Ahlatlıbel gözlemleri B

ve V renginde, TUG gözlemleri ise U, B, V ve R renklerinde yapılmıştır. RT And'ın 1995 yılı ışık eğrileri 20.09.1995 ile 14.10.1995 tarihleri arasındaki toplam altı gecelik gözlem verilerinden, 1997 yılı ışık eğrileri 01.08.1997 ile 29.08.1997 tarihleri arasındaki toplam yedi gecelik gözlem verilerinden ve 1998 yılı ışık eğrileri de 20.07.1998 ile 01.08.1998 tarihlerindeki toplam iki gecelik gözlem verilerinden elde edilmiştir. ER Vul'un 1997 yılı ışık eğrileri ise 08.07.1997 ile 27.08.1997 tarihleri arasındaki toplam yedi gecelik gözlem verilerinden elde edilmiştir. Bu gözlemlerdeki gecelik kadir hataları Çizelge 3 de verildiği gibi olmuştur. RT And'ın 1998 yılı TUG gözlemlerindeki hataların beklenmedik şekilde büyük oluşu o gecelerin hava durumlarının iyi olmamasından kaynaklanmaktadır.

Çizelge 3. Gözlemlerin gecelik kadir hataları.

Sistem	Gözlem Yılı	Gecelik kadir hataları
RT And	1995	$0^m.01 < \sigma(\Delta B) < 0^m.03$; $0^m.006 < \sigma(\Delta V) < 0^m.025$
RT And	1997	$0^m.02 < \sigma(\Delta B) < 0^m.04$; $0^m.01 < \sigma(\Delta V) < 0^m.03$
RT And	1998	$0^m.01 < \sigma(\Delta U) < 0^m.03$; $0^m.006 < \sigma(\Delta B) < 0^m.025$
		$0^m.01 < \sigma(\Delta V) < 0^m.03$; $0^m.006 < \sigma(\Delta R) < 0^m.025$
ER Vul	1997	$0^m.005 < \sigma(\Delta B) < 0^m.015$; $0^m.008 < \sigma(\Delta V) < 0^m.014$

3. Işık Eğrilerinin Wilson-Devinney Çözümleri

RT And ve ER Vul'un ışık eğrilerinin Wilson-Devinney programı kullanılarak yapılan çözümlerinde tutulmalar dışındaki dalga benzeri bozulmaların sistemlerdeki lekelerden kaynaklandığı düşüncesi dikkate alındı ve her iki sistem için büyük yıldız lekelerinin parametreleri elde edildi. Daha önce bu konuda yapılan çalışmalar özetlenecek olursa; RT And sisteminin 1987 ve 1989 gözlemlerini kullanan Zeilik vd(1989), baş yıldızın üzerine yüksek enlemlerde büyük lekenin bulunduğu bir bölge ile bu bölgenin 180^o lik bir boylam farkı ile ötede ikinci bir lekeli bölgenin varolduğu sonucunu elde ettiler. Hill vd(1990), ER Vul'un 1985-1987 gözlemlerini kullanarak , sıcak bileşenin kutbunda büyük bir lekenin sistemdeki etkinlik çevriminden sorumlu olduğu ve sistemdeki renk ve parlaklık değişimlerinin leke ile uyumlu oldukları sonucunu çıkardılar. Budding ve Zeilik(1987), ER Vul'un sıcak bileşeninde lekelerin olduğunu kabul ederek leke çözümünü yapmışlar ve 101^o ile 235^o boylamlarında iki lekenin var olduğu sonucunu çıkarmışlardır. Diğer taraftan hızlı dönen yıldızlarda (senkronize dönmenin varolduğu varsayımı ile kısa dönemli yldızlar) lekelerin kutuplarda bulunma eğilimleri (Zeilik vd (1989), Hill vd(1990)) de yukarıda yayınlanan sonuçlarla birlikte dikkate alındı ve her iki sistemde lekelerin kutup yöresinde bulunma olasılıklarına bu çalışmada ağırlık verildi.

RT And ve ER Vul'un Wilson-Devinney (WD) çözüm sonuçları Çizelge 4 de özetlenmektedir. Işık eğrileri ise WD çözümünden elde edilen lekeli teorik ışık eğrileri ile birlikte Şekil 1, 2, 3 ve 4 de gösterilmektedir. Çizelge 4 de bileşenlerin T(ph) fotosfer sıcaklıkları, albedoları, g çekim kararma katsayıları, x kenar kararma katsayıları, Omega potansiyelleri, dört doğrultudaki kesirsel yarıçapları ile lekelerin enlemleri, boylamları, yarıçapları, f(T) sıcaklık faktörleri ve sıcaklıkları her yılın her renkteki ışık eğrisi için verilmektedir. Sıcaklıklar Kelvin derece biriminde, lekelerin enlem, boylam ve yarıçapları da derece biriminde verilmektedir. Ayrıca lekelerin boylamları normalizasyon evresi E(norm) 'a bağlı olan boylamlardır. Yani E(norm) evresinde, bileşenleri birleştiren ve sistemin kütle merkezinden geçen doğrunun yıldızın yüzeyinde kesiştiği boylam dairesi başlangıç boylamı alınmıştır. Konvektif yıldızlar için yansıma katsayısı 0.5 olduğundan dolayı çözümlerde bileşenler için 0.5 olan albedo katsayıları alınmıştır. Kenar kararma katsayıları ise Van Hamme(1993) tarafından verilen çizelgelerden elde edilmiştir. Ayrıca WD analizlerinde bileşenlerin dönme eksenlerinin yörünge düzlemine dik oldukları varsayılmıştır.

RT And sisteminde 3 nolu leke ve ER Vul sisteminde de 2 nolu leke güney kutup yöresinde bulunan leke olarak görülmektedir. Her iki sistem için ışık eğrilerinin bozulma dalgasını toplam üç lekenin etkisi ile oluşturmak mümkün olmuştur. Leke enlemleri WD programı dahil şimdiye kadar yapılmış hiç bir analizde boylamlar kadar kesinlik kazanamamaktadır. Leke boylamlarının etkisi ışık eğrisinin ilgili evreleri ile kolayca denetlenebilmekte ama enlemler, sistemin yörünge düzleminin uzaydaki konumu (yani i yörünge eğiminin işareti) ve bileşenlerin dönme eksenlerinin yörünge düzlemine göre eğimleri belirsiz oldukları için denetlenememekte ve bu yüzden enlem olarak birden fazla seçenek ortaya çıkabilmektedir. Ayrıca leke sayıları, leke büyüklüklerine göre toplam etkiyi dikkate alarak ve uygun boylamlara yerleştirerek arttırılabileceği gibi (Zeilik vd 1989), küçük lekelerin toplam etkisini uygun büyüklük ve sıcaklık faktörü ayarlaması ve uygun konum seçimi yapılarak azaltılabilir. Böylesi işlemlerde kuramsal yaklaşım ile gözlemsel verilerin arasındaki uyuşmanın ölçüsü (örneğin χ^2 testi) leke sayısı hakkında en uygun seçimi yapmamızı sağlar. Bu çalışmada gözlemsel kadir hataları yeterince küçük olmadıkları için bireysel lekerin sayısının artırılması yerine, bu olası bireysel leke gruplarını

Çizelge 4. WD leke çözümlerinin sonuçları.

Sistem: RT And		Yıl: 1995		Renk: B	$q(M_1/M_2)$: 0,7303		i: 81º		E(norm): 0.75
Bileşen	*T(ph)*	*Albedo*	*g*	*x*	*Omega*	*r(pole)*	*r(point)*	*r(side)*	*r(back)*
1	6000	0.5	0.32	0.72	4.3197	0.277	0.292	0.282	0.288
2	4806	0.5	0.32	0.867	3.8912	0.262	0.284	0.268	0.278
	Leke no	*Bileşen*	*Enlem*	*Boylam*	*r(leke)*	*f(T)*	*T(leke)*		
	1	1	40	350	15	0.85	5100		
	2	1	40	230	25	0.90	5400		
	3	1	130	130	15	0.85	5100		

Sistem: RT And		Yıl: 1995		Renk: V	$q(M_1/M_2)$: 0,7339		i: 81º		E(norm): 0.75
Bileşen	*T(ph)*	*Albedo*	*g*	*x*	*Omega*	*r(pole)*	*r(point)*	*r(side)*	*r(back)*
1	6000	0.5	0.32	0.569	4.3068	0.287	0.293	0.283	0.290
2	4768	0.5	0.32	0.714	3.9046	0.262	0.283	0.268	0.278
	Leke no	*Bileşen*	*Enlem*	*Boylam*	*r(leke)*	*f(T)*	*T(leke)*		
	1	1	40	350	15	0.85	5100		
	2	1	40	230	25	0.90	5400		
	3	1	130	130	15	0.85	5100		

Sistem: RT And		Yıl: 1997		Renk: B	$q(M_1/M_2)$: 0,7303		i: 81º.6		E(norm): 0.35
Bileşen	*T(ph)*	*Albedo*	*g*	*x*	*Omega*	*r(pole)*	*r(point)*	*r(side)*	*r(back)*
1	6100	0.5	0.32	0.720	4.3197	0.277	0.292	0.282	0.288
2	4900	0.5	0.32	0.867	3.8912	0.262	0.284	0.268	0.278
	Leke no	*Bileşen*	*Enlem*	*Boylam*	*r(leke)*	*f(T)*	*T(leke)*		
	1	1	15	67	15	0.85	5185		
	2	1	27	137	24	0.85	5185		
	3	1	149	318	15	0.93	5673		

Sistem: RT And		Yıl: 1997		Renk: V	$q(M_1/M_2)$: 0,7339		i: 81º.6		E(norm): 0.35
Bileşen	*T(ph)*	*Albedo*	*g*	*x*	*Omega*	*r(pole)*	*r(point)*	*r(side)*	*r(back)*
1	6100	0.5	0.32	0.569	4.3068	0.278	0.293	0.283	0.290
2	4900	0.5	0.32	0.714	3.9046	0.262	0.283	0.268	0.278
	Leke no	*Bileşen*	*Enlem*	*Boylam*	*r(leke)*	*f(T)*	*T(leke)*		
	1	1	15	67	15	0.85	5185		
	2	1	27	137	24	0.85	5185		
	3	1	149	318	15	0.93	5673		

Sistem: RT And		Yıl: 1998		Renk: U	$q(M_1/M_2)$: 0,7303		i: 80º		E(norm): 0.30
Bileşen	*T(ph)*	*Albedo*	*g*	*x*	*Omega*	*r(pole)*	*r(point)*	*r(side)*	*r(back)*
1	6000	0.5	0.32	0.746	4.3398	0.275	0.290	0.280	0.286
2	4800	0.5	0.32	0.996	3.9103	0.260	0.281	0.266	0.276
	Leke no	*Bileşen*	*Enlem*	*Boylam*	*r(leke)*	*f(T)*	*T(leke)*		
	1	1	50	310	30	0.88	5280		
	2	1	60	60	25	0.88	5280		
	3	1	130	160	40	0.90	5400		

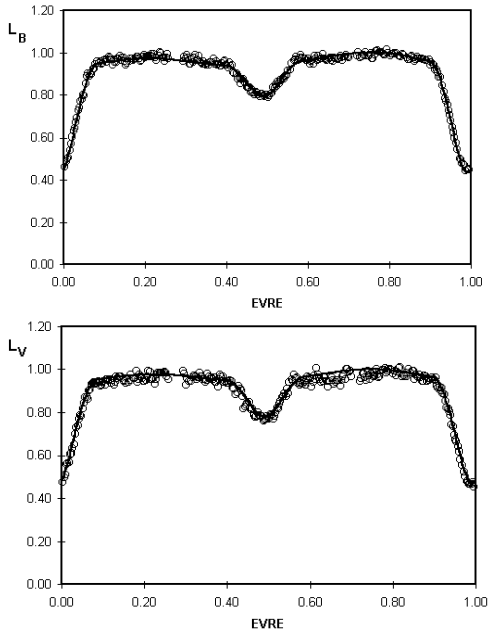
Sistem: RT And		Yıl: 1998		Renk: B	$q(M_1/M_2)$: 0,7303		i: 80º		E(norm): 0.30
Bileşen	*T(ph)*	*Albedo*	*g*	*x*	*Omega*	*r(pole)*	*r(point)*	*r(side)*	*r(back)*
1	6000	0.5	0.32	0.720	4.3398	0.275	0.290	0.280	0.286
2	4800	0.5	0.32	0.867	3.9103	0.260	0.281	0.266	0.276
	Leke no	*Bileşen*	*Enlem*	*Boylam*	*r(leke)*	*f(T)*	*T(leke)*		
	1	1	50	310	30	0.88	5280		
	2	1	60	60	25	0.88	5280		
	3	1	130	160	40	0.90	5400		

Sistem: RT And		Yıl: 1998		Renk: V	$q(M_1/M_2)$: 0,7303		i: 80º		E(norm): 0.30
Bileşen	*T(ph)*	*Albedo*	*g*	*x*	*Omega*	*r(pole)*	*r(point)*	*r(side)*	*r(back)*
1	6000	0.5	0.32	0.569	4.3398	0.275	0.290	0.280	0.286
2	4800	0.5	0.32	0.714	3.9103	0.260	0.281	0.266	0.276
	Leke no	*Bileşen*	*Enlem*	*Boylam*	*r(leke)*	*f(T)*	*T(leke)*		
	1	1	50	310	30	0.88	5280		
	2	1	60	60	25	0.88	5280		
	3	1	130	160	40	0.90	5400		

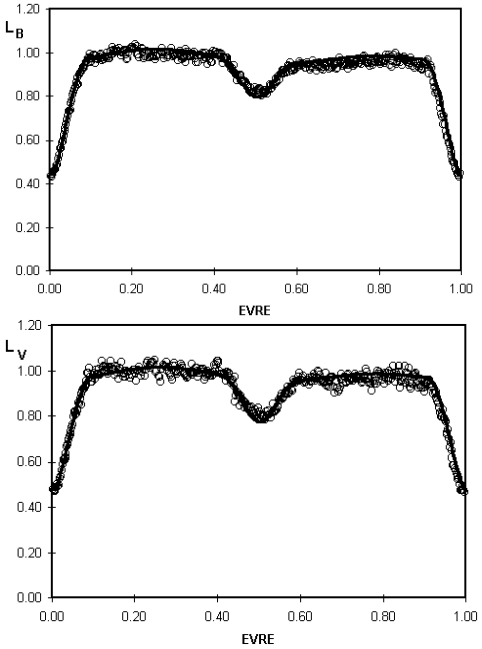
Sistem: RT And		Yıl: 1998		Renk: R	$q(M_1/M_2)$: 0,7303		i: 80º		E(norm): 0.30
Bileşen	*T(ph)*	*Albedo*	*g*	*x*	*Omega*	*r(pole)*	*r(point)*	*r(side)*	*r(back)*
1	6000	0.5	0.32	0.460	4.3398	0.275	0.290	0.280	0.286
2	4800	0.5	0.32	0.589	3.9103	0.260	0.281	0.266	0.276
	Leke no	*Bileşen*	*Enlem*	*Boylam*	*r(leke)*	*f(T)*	*T(leke)*		
	1	1	50	310	30	0.88	5280		
	2	1	60	60	25	0.88	5280		
	3	1	130	160	40	0.90	5400		

Sistem: ER Vul		Yıl: 1997		Renk: B	$q(M_1/M_2)$: 0,9546		i: 66º		E(norm): 0.75
Bileşen	*T(ph)*	*Albedo*	*g*	*x*	*Omega*	*r(pole)*	*r(point)*	*r(side)*	*r(back)*
1	5900	0.5	0.32	0.720	4.6227	0.270	0.288	0.276	0.283
2	5500	0.5	0.32	0.819	4.3582	0.283	0.307	0.290	0.300
	Leke no	*Bileşen*	*Enlem*	*Boylam*	*r(leke)*	*f(T)*	*T(leke)*		
	1	2	40	115	45	0.92	5060		
	2	2	120	328	22	0.97	5335		
	3	2	40	295	26	0.88	4840		

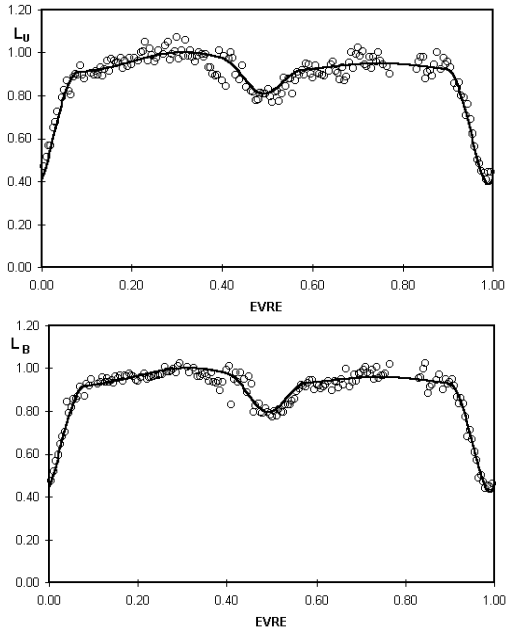
Sistem: ER Vul		Yıl: 1997		Renk: V	$q(M_1/M_2)$: 0,9546		i: 66º		E(norm): 0.75
Bileşen	*T(ph)*	*Albedo*	*g*	*x*	*Omega*	*r(pole)*	*r(point)*	*r(side)*	*r(back)*
1	5900	0.5	0.32	0.569	4.6227	0.270	0.288	0.276	0.283
2	5500	0.5	0.32	0.734	4.3582	0.283	0.307	0.290	0.300
	Leke no	*Bileşen*	*Enlem*	*Boylam*	*r(leke)*	*f(T)*	*T(leke)*		
	1	2	40	115	45	0.92	5060		
	2	2	120	328	22	0.97	5335		
	3	2	40	295	26	0.88	4840		



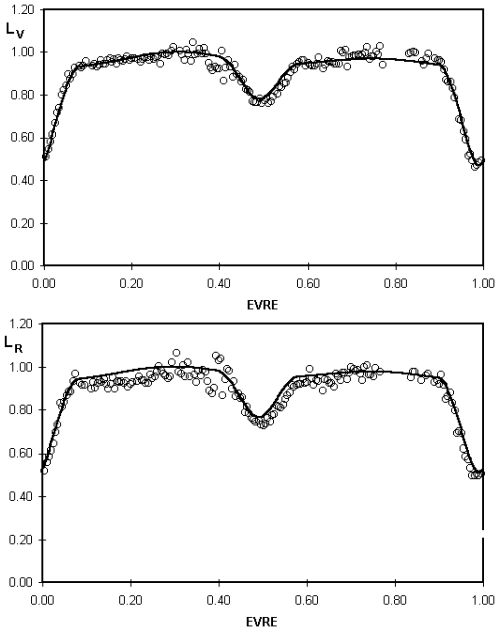
Şekil 1. RT And sisteminin 1995 yılı B ve V ışık eğrilerinin WD leke çözümlü kuramsal ışık eğrileri ile birlikte karşılaştırılması.



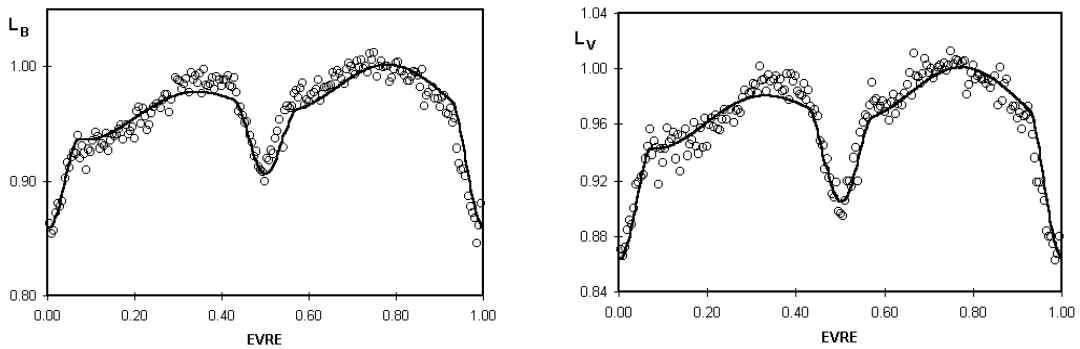
Şekil 2. RT And sisteminin 1997 yılı B ve V ışık eğrilerinin WD leke çözümlü kuramsal ışık eğrileri ile birlikte karşılaştırılması.



Şekil 3a. RT And sisteminin 1998 yılı U ve B ışık eğrilerinin WD leke çözümlü kuramsal ışık eğrileri ile birlikte karşılaştırılması.



Şekil 3b. RT And sisteminin 1998 yılı V ve R ışık eğrilerinin WD leke çözümlü kuramsal ışık eğrileri ile birlikte karşılaştırılması.



Şekil 4. ER Vul sisteminin 1997 yılı B ve V ışık eğrilerinin WD leke çözümlü kuramsal ışık eğrileri ile birlikte karşılaştırılması.

yerel leke bölgesi olarak değerlendirip bu bölgeye eşdeğer etkiyi verebilecek büyük bir lekenin dikkate alınması tercih edilmiştir. Dolayısıyle lekeli bölgenin özelliği üzerinde durulmuş olmaktadır. Yani bireysel leke sayısına dayalı bir etkinlik çevrimi yerine lekeli bölgenin etkinliği üzerinde durmak daha anlamlı olacaktır.

ER Vul sistemi ışık eğrisinden görüleceği gibi lekeli çözüm ile uyuşmanın, özellikle tutulma dışı kısmın yaklaşık 0.3 - 0.4 evreleri arasında tam sağlanamamıştır. Bunun nedenleri şunlar olabilir:

i) ER Vul sisteminde lekenin umbra ve penumbra özelliğinin etkisi önemlidir,
ii) bireysel lekelerin etkileri yerel leke bölgesine göre daha anlamlı souç verebilir, ya da
iii) leke etkinliğinin yanısıra faküla gibi diğer etkiler de önemli olabilir.

Ancak bu çalışmada, sadece 1997 de elde edilen ışık eğrisi çalışıldığı için bu etkiler araştırılmamıştır.

4. Sonuç ve Tartışma

RT And için, ışık eğrileri üzerindeki bozulma dalgasına neden olan lekelerin evreye göre konumları incelendiğinde şu özellikler görülmektedir:

a) 1995 yılı gözlemlerinde 1 nolu leke yaklaşık 0.80-1.10 evreleri arasında, 2 nolu leke de yaklaşık 0.00-0.55 evreleri arasında etkilerini gösterirken güney kutup yöresindeki 3 nolu leke ise yaklaşık 0.45-0.80 evreleri arasında etkisini göstermektedir.
b) 1997 yılı gözlemlerinde 1 nolu leke yaklaşık 0.80-1.00 evreleri arasında, 2 nolu leke de yaklaşık 0.25-0.75 evreleri arasında etkilerini gösterirken güney kutup yöresindeki 3 nolu leke ise yaklaşık 0.00-0.25 evreleri arasında etkisini göstermektedir. Ancak 1 ve 2 nolu kuzey yarımküre lekeleri enlem bakımından 1995 teki konumlarına göre ekvatora daha yakın olmuşlardır.
c) 1998 yılı gözlemlerinde 1 nolu leke yaklaşık 0.00-0.30 evreleri arasında, 2 nolu leke de yaklaşık 0.60-0.90 evreleri arasında etkilerini gösterirken güney kutup yöresindeki 3 nolu leke ise yaklaşık 0.30-0.60 evreleri arasında etkisini göstermektedir. Ayrıca 1 ve 2 nolu kuzey yarımküre lekeleri enlem bakımından tekrar kutba yakın olmuşlardır. Ek olarak 1 ve 3 nolu lekeler kapladıkları alan bakımından daha büyük olmuşlardır.

Lekelerin yıldan yıla boylamsal konumları dikkate alındığında, lekelerin boylamsal ve enlemsel kaymalarının olabileceği görülür. Bu kayma hareketlerinde bir düzenlilik olmamakla birlikte, 1995 ve 1997 deki boylamsal harekete göre RT And sisteminde bozulma dalgasının göç döneminin yaklaşık 15 ile 20 yıl arasında olabileceği ortaya çıkmaktadır. Bu dönem bişenlerin senkronize dönmeye sahip oldukları varsayımı ile elde edilen dönem değeridir. Ancak 1998 yılı boylamlara bakıldığında kaymanın aynı yönde olmadığı görüldüğünden yukarıda verilen 15-20 yıllık dönemin iki yıllık verilere dayanarak gerçek durumu gösteremeyeceği görülür. Bu üç yıllık ışık eğrileri sonuçlarına göre lekelerin düzenli boylamsal hareketlerinin olmadığı görülmektedir. Diğer taraftan Milano vd(1981), göç dalgası döneminin, sinüzoidal dalga yaklaşımını yaparak, yaklaşık 22 yıl değerinde olduğunu, O-C dönem analizinden O-C de 44 yıllık bir değişimin varolduğunu ayrıca 11 yıllık genlik değişim döneminin varolduğunu ileri sürmektedir.

ER Vul sisteminin sadece 1997 ışık eğrisi incelendiği için böylesi bir dalga göçü dönemi bulunamamıştır.

Bu sistemler için lekeler ile ilgili direk bilgileri veren daha kapsamlı bir çalışmanın yapılması gereği ortadadır. Hemzamanlı optik, radyo ve X-ışın gözlemlerinin önemi lekelerin doğasını anlamak açısından çok önemlidir. Diğer taraftan bu tür etkin yıldızlarda bu tür büyük kutupsal lekelerin varlığının dikkate alınması, lekelerin ve dolayısıyle leke çözümlerinin şüpheli olmasına neden olmuştur(Hall,1996). Etkinlik çevrimini doğrudan verebilecek olay lekelerin boylamsal hareketinin dönemidir. O-C deki değişimler manyetik süreçleri ile birlikte modellenebilirse dolaylı olarak etkinlik dönemi hakkında bir sonuç elde edilebilir. Her iki yaklaşımdan elde edilecek sonuçlar uyumlu olduğu takdirde manyetik etkinlik ve dolayısıyle leke etkinliği hakkında daha güvenilir bir durum ortaya çıkacaktır. Yaklaşık 1970 lerden beri yıdız yüzeyinde bulunan leke kuramları ve analizleri olmasına rağmen, görülen o ki lekeler gerçekten yıldızlarda varsa , henüz onların doğası en azından Güneş'teki lekeler kadar bilinmemektedir. Bundan dolayı lekeler ile ilgili çalışmaların bu tür sistemlerde devam etmesinin yararı büyük olacaktır.

1995 ve 1997 gözlemleri A.Ü. Ahlatlıbel Gözlemevi'ne sunulan "Kromosferik Etkin Yıldızların Fotoelektrik Fotometresi ve Bu Sistemlerde Renk Değişimi" adlı Gözlem Projesi çerçevesinde ve 1998 yılı gözlemler ise Bakırlıtepe-Antalya'daki TÜBİTAK Ulusal

Gözlemevi'ne sunulan P15 nolu Gözlem Projesi çerçevesinde yapılmıştır.

KAYNAKLAR

Budding, E., Zeilik, M.,1987, *ApJ*, **319**, 827.
Hall, D.S.,1976, Proc. IAU Coll. No. 29, Budapest, Part 1, p287
Hall, D.S.,1996, in Stellar Surface Structure, (Eds. K.G. Strassmeier, J.L. Linsky), p217.
Hill, G., Fisher, W.A., and Holmgren, D., 1990, *A&A*, **238**, 145.
Milano, L., Russo, G., and Mancuso, S., 1981, *A&A*, **103**, 57.
Northcott, R.J., Bakos, G.A., 1967, *AJ*, **72**, 89.
Strassmeier, K.G., Hall, D.S., Fekel, F.C., Scheck, M., 1993, *A&AS*, **100**, 173.
Van Hamme, W., 1993, *AJ*, **106**, 2096.
Zeilik, M., Cox, D.A., De Blasi, C., Rhodes, M., Budding, E.,1989, *ApJ*, **345**, 991.

Bir Süperdev Olan α Cygni (A2 Iae)'nin Atmosferi

Berahitdin ALBAYRAK[1], Cemal AYDIN[1], Dursun KOÇER[2], Saul J. ADELMAN[3]

[1]A.Ü.F.F. Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 06100, Tandoğan-ANKARA
[2]İ. Ü. Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Üniversite, 34452, İstanbul
[3]Physics Department, The Citadel, 171 Moultrie Street, Charleston, S.C., 29409, USA
e-mail: albayrak@astro1.science.ankara.edu.tr

ÖZET: Bu çalışmada, oldukça dar ve keskin soğurma çizgilerine sahip A2 Ia tayf türünden en parlak bir süperdev olan α Cygni'nin element bolluğu yeni analiz teknikleriyle ayrıntılı bir şekilde hesaplanmıştır. Öncelikle, Dominion Astrophysical Observatory (DAO)'de Reticon ve CCD detektörleri ile alınmış tayflar üzerinde yapılan çizgi tanısı sunulmuştur. Tayflar λλ3830 - 5212 Å dalgaboyu aralığında olup 2.4 Å mm^{-1} ayırma gücüne ve 0.072 Å çözünürlüğe sahiptir. Tüm tayflar için sinyal-gürültü oranı (S/N) ortalama 800 dır. Çizgi tanısı sonucunda belirlenen çizgilerin gözlenen ve laboratuvar dalgaboyları, çizgi genişlikleri, derinlikleri ve hangi elemente ait oldukları belirlenmiştir. Bu inceleme sonucunda; H I, He I, C I, C II, N I, N II, O I, Mg I, Mg II, Al I, Al II, Si I, Si II, S II, Ca I, Ca II, Sc II, Ti I, Ti II, V II, Cr I, Cr II, Mn I, Mn II, Fe I, Fe II, Fe III, Co II, Ni I, Ni II, Sr II, Y II, Zr II, Ba II, La II ve Eu II atom ve iyonlarının bu yıldızın atmosferinde mevcut olduğu belirlenmiştir. Bunlardan C I, N II, Si I, Fe III, Ba II ve La II çizgilerinin varlığı ilk kez bu çalışmayla tespit edilmiştir. Ayırma gücü, çözünürlük ve S/N bakımından çok daha kaliteli tayfsal verilere ilişkin bu çalışmada sunulan çizgi tanısı sonuçları, diğer A tayf türü süperdevler için yapılacak benzer çalışmalara önemli bir kaynak oluşturacaktır.

Model Atmosfer hesaplamaları Kurucz (1995)'un ATLAS9 programıyla gerçekleştirildi. Atmosfer parametreleri (T_{et}, log g) dört farklı ölçüt dikkate alınarak belirlendi. Bunlar sırasıyla; Mg I/II ve Fe I/II'nin iyonizasyon dengesi, gözlemsel ve kuramsal H_γ profilinin çakıştırılması ve görsel bölge için yapılmış spektrofotometrik gözlemlerdir. Bu birbirinden farklı yöntemleri kullanarak belirlenen değerlerden oluşturulan Kiel diyagramından T_{et} = 9000 °K ve log g = 1.45 olarak tespit edildi. Mikrotürbülans hızı; Mg I, Mg II, Si II, Ti II, Cr II, Fe I ve Fe II çizgileri için sırasıyla 3.60, 6.50, 8.50, 8.00, 11.90, 3.60 ve 10.40 km s^{-1} hesaplandı. Ayrıca, mikrotürbülansın α Cygni'nin atmosferinde derinliğe ve eşdeğer genişliğe bağlı olarak değiştiği incelenen 34 Fe II çizgisinden tespit edildi.

SYNTHE (Kurucz ve Avret 1981) programıyla üretilen sentetik tayfın gözlemler ile karşılaştırılmasından, α Cygni'nin dönme ve makrotürbülans hızı için mümkün olabilecek en iyi değerler sırasıyla $v \sin i$ = 25 km s^{-1} ve ξ = 14 km s^{-1} olarak belirlendi. Her iki değer de daha önceki çalışmalarda hesaplananlara oldukça yakındır. Tayflara ilişkin yapılan radyal hız ölçümleri, radyal hız değişim genliği için yaklaşık 15 km s^{-1} değerini vermektedir. Bu sonuç makrotürbülans için bulduğumuz değere oldukça yakındır. Diğer taraftan α Cygni'nin makrotürbülans ve radyal hız değişim genliği için bulunan bu değerler, mevcut pulsasyonlarının toplam genliği için Lucy (1976) tarafından hesaplanan 10.44 km s^{-1} ile de uyuşmaktadır. Ayrıca Lucy'e göre, bu süperdevin atmosferindeki kararsızlıklar makrotürbülans olarak adlandırılan hız alanlarından kaynaklanır.

α Cygni'nin atmosferinde helyum'un Güneş'e göre 0.15 dex daha az olduğu belirledi. Ayrıca, karbon orta düzeyde (0.34 dex) az, azot oldukça fazla (0.91 dex) ve oksijen ise hafif denilebilecek miktarda (0.25 dex) azdır. CNO elementlerinin bu sonuçları A tayf türü bir süperdev olan α Cygni'nin, yıldız evriminde ilk büyük karışım (first dredge-up) olarak adlandırılan evreyi geçirdiğini göstermektedir.

Ayrıca, α Cygni'nin atmosferinde Güneş'e göre alüminyum 0.24 dex ve kükürt 0.43 dex daha azdır. Magnezyum ve silisyum için hesaplanan bolluk değerleri Güneş ile aynıdır. Metal bolluğu (Sc hariç Ca'dan Ni'e kadar olan elementler) Güneş'e göre kıyaslandığında bu erken A tayf türü süperdevin metalce daha zengin olma eğilimi taşıdığı söylenebilir. α Cygni Sc bakımından biraz (0.22 dex) fakirdir. Ağır elementlere (Sr, Y ve Zr) ilişkin belirlenen bolluk değerleri ise Güneş'e göre (sırasıyla 0.31, 0.79 ve 0.81 dex) oldukça fazladır. Elde edilen bu kimyasal kompozisyona göre α Cygni, diğer normal Populasyon I A tayf türü süperdevlere benzerdir (bkz. Venn 1995a). Nadir toprak elementleri (Ba, La ve Eu) bakımından Güneş'e göre anlamlı sayılabilecek oranda (sırasıyla 0.75, 1.64 ve 1.97 dex) zengindir. Ayrıca bu üç elemente ilişkin bolluk hesaplaması bir A tayf türü süperdev için ilk kez bu çalışmasıyla gerçekleştirildi.

Kütle kaybı nedeniyle α Cygni'nin atmosferinde oluşan hız alanının çizgi profilleri üzerindeki etkisi araştırıldı. Bu amaç için kuvvetli çizgiler ($W_\lambda \geq 250$ mÅ) dikkate alındı. Bu inceleme, α Cygni'nin görsel bölge tayfında bulunan tüm kuvvetli çizgilerin simetrik olduğunu göstermektedir. Böylece fotosferik çizgi profilleri, bu süperdevin atmosferinde kütle kaybı nedeniyle oluşan hız alanından ya etkilenmemektedir (asimetrik olmamakta) ya da α Cygni'nin kütle kaybı miktarı 10^{-6} $M_\odot y^{-1}$'den daha küçük olmalıdır.

1. α CYGNI

Galaksimizdeki en önemli yıldızlardan biridir. Öyle ki α Cygni, Samanyolu Galaksisi'nde ve diğer spiral galaksilerde gözlenen A tayf türü süperdev yıldızların bir temsilcisidir. Genel özellikleri Çizelge 1'de verilmiştir. Yayınlanmış, astrofizik yönünden önemli bir çok çalışma bu yıldızı içerir. Bu çalışmaların en önemlilerinden biri, Groth (1961) tarafından gerçekleştirilen ve λλ3076 - 8728 Å dalgaboyu aralığını kapsayan tayfsal verilerin analizidir. Groth, metalce Güneş'e göre 0.3 dex daha zengin olduğunu belirledi. Diğer bir önemli çalışma radyal hız değişimi üzerine olup Lucy (1976) tarafından gerçekleştirilmiştir. Bu çalışmasında Lucy, Paddock (1935)'un gözlemsel verilerini

inceleyerek değişimin birden fazla dönemlilik içerdiğini tespit etti.

Çizelge 1. α Cygni'nin bazı parametreleri

Görsel parlaklık	1.30 kadir
Mutlak parlaklık	- 8.83 kadir
Bolometrik parlaklık	- 9.04 kadir
Kütle	35 $M_\odot$
Yarıçap	185 $R_\odot$
Uzaklık	990 pc

2. α Cygni'nin Tayfsal Gözlemleri

Gözlemsel veriler, Ocak 1985 - Temmuz 1998 tarihleri arasında Dr. S. J. Adelman ile Dr. A. F. Gulliver tarafından Dominion Astrophysical Observatory (DAO)'de 1.2 m'lik teleskoba bağlı CCD ve Reticon detektörlerle alınmıştır. λλ3830 - 5212 Å dalgaboyu aralığını kapsayan bu gözlemler 43 adet 2.4 Å mm^{-1}'lik tayftan oluşmaktadır (bkz. Çizelge 2.1). Birden fazla tayfın alındığı aynı tayfsal bölge için sinyal gürültü oranını (S/N) artırmak amacıyla "coadded" tekniği (Hill ve Adelman 1986) kullanılarak tayflar birleştirildi. Bu bölgeler için S/N oranı 900 dır. Bazı bölgeler için tek bir tayf kullanıldı ki bu durumda S/N oranı 750 dır. Tüm tayflar için ise sinyal gürültü oranı ortalama 800 dır. Her bir tayfın dalgaboyu genişliği 67 Å olup merkezi dalgaboyları arasında 55 Å'lık fark vardır. Dolayısıyla her tayfın sonu bir sonrakinin yaklaşık 10 Å'lık bir kısmıyla çakışır. Bu örtüşen bölgeler arasında kozmik ışından kaynaklanan gürültüler dışında bir fark tespit edilememiştir.

2.1. Gözlemsel Materyalin Analizi

Tayflar, çok amaçlı bir paket program olan REDUCE (Hill ve Fisher 1986) ile ölçüldü. Her bir tayf için öncelikle süreklilik belirlendi. Sonra, eşdeğer genişliği 20 mÅ dan daha küçük olan zayıf çizgilere Rotational profil olmak üzere, diğer tüm metal çizgilerine Gauss eğrileri çakıştırıldı. Dev, alt-dev ve cüce yıldızların tayf çizgileri, bu çeşit kuramsal profiller ile iyi bir şekilde temsil edilebilir. Fakat, α Cygni'nin kuvvetli metal çizgilerinin genişlemiş kanatları ilave çakıştırmalar gerektirir. Böylece, her bir çizgi için eşdeğer genişlik, merkezi dalgaboyu, çizgi derinliği, çakıştırılan profilin genişliği belirlendi (bkz. Albayrak 1999).

Çizelge 2.1. α Cygni'nin analiz edilen tayfları ve gözlem tarihleri, S/N değerleri, ve ölçülen radyal hızları

Tayf	Julian tarihi (HJD)	Merkezi dalgaboyu (Å)	S/N	Radyal hız (km s^{-1})	Standart hata (km s^{-1})
W48927687	2448847.88366	3860	650	- 4.04	1.18
W48922514	2448759.91626	3915	925	- 2.48	1.02
W48922543	2448760.91398	3970	250	- 2.57	1.50
W122_98_8539	2450986.73870	3970	550	- 6.60	0.82
W122_98_8541	2450986.75370	3970	850	- 6.42	0.82
W122_98_8543	2450986.76890	3970	625	- 6.40	0.82
W122_98_8547	2450986.83280	3970	750	- 6.43	0.82
W48921834	2448711.05029	4025	475	- 2.23	1.46
W122_98_7183	2450966.96830	4025	500	- 7.90	0.90
W122_98_7184	2450966.98000	4025	750	- 8.19	0.90
W122_98_7232	2450967.95800	4025	900	- 7.44	0.90
W122_98_7234	2450967.97670	4025	875	- 7.61	0.90
W48892563	2447747.67640	4080	400	- 7.21	0.55
W122_98_11340	2451024.75820	4080	750	- 6.14	1.06
W122_98_11342	2451024.77030	4080	900	- 5.41	1.06
W48904090	2448225.55567	4135	975	- 6.38	1.64
W48921805	2448710.01491	4190	900	- 2.63	1.20
W48892617	2447748.62990	4245	950	- 7.08	1.67
W48927667	2448846.84902	4245	700	- 11.51	1.67
W48921775	2448708.00087	4300	1000	- 4.46	1.24
W48904016	2448222.66580	4355	850	- 3.10	1.07
W48894610	2447785.56630	4410	950	+ 0.14	0.98
W48894503	2447831.57270	4465	750	- 2.83	0.70
W48894558	2447832.56960	4520	1200	- 2.87	0.68
W48901454	2448072.80101	4575	800	+ 3.35	1.31
W48901735	2448095.85210	4630	450	+ 0.58	1.10
W122_98_8741	2450992.74870	4630	450	- 5.98	1.58
W122_98_8743	2450992.76120	4630	325	- 5.80	1.58
W122_98_8745	2450992.77410	4630	750	- 5.92	1.58
W122_98_8747	2450992.78310	4630	550	- 5.60	1.58
W48913708	2448480.84004	4685	550	- 0.18	1.11
W48921742	2448707.03957	4740	750	- 3.98	0.66
W48927812	2448851.96527	4795	650	- 3.25	0.77
W48927841	2448852.77771	4795	675	- 4.48	0.77
W48927851	2448852.96967	4850	850	- 2.67	0.83
W122_97_9144	2450590.98785	4905	775	- 2.64	0.67
W48927917	2448855.98969	4960	1000	+ 0.29	1.41
W122_97_11836	2450649.98946	5015	650	- 8.26	1.03
W122_97_11838	2450649.98946	5015	650	- 8.24	1.03
W48901355	2448065.78950	5070	850	- 1.48	1.36
W122_97_9350	2450592.98665	5070	800	- 8.27	1.36
W48901361	2446066.96520	5125	725	- 1.96	1.29
W48927887	2448853.96924	5180	700	- 2.37	1.28
			Ortalaa	= - 4.53 ± 3.02	

2.2. Radyal Hız Ölçümleri ve Çizgi Tanısı

Radyal hız ölçümleri için temiz (blend olmayan) çizgiler seçildi. Eğer bir tayf çizgisinin gözlenen dalgaboyu (λ_o) ve laboratuvar dalgaboyu (λ_L) ise o çizgi için radyal hız değeri; $V_R = [(\lambda_o - \lambda_L)/\lambda_L]c$ bağıntısıyla bulunur. Burada c, ışık hızıdır. Bu şekilde her tayf için bir ortalama radyal hız ve onun standart hatası hesaplanır. α Cygni'nin her bir tayfı için radyal hız değerini belirlemek amacıyla başlıca Fe II, Fe I, Ti II, Cr II, V II ve Ni II çizgileri kullanıldı. Bazı tayfların radyal hız değerleri en az beş çizgiden belirlenmesine rağmen çoğu tayf için on'dan daha fazla çizgi kullanıldı. Çizelge 2.1'de analiz edilen tayfların numaraları, Heliosantrik Jülyen günü olarak gözlem tarihleri, tayf çizgilerinin merkezi dalgaboyları, sinyal gürültü oranları, radyal hız değerleri ve bu değerlerin hataları sunulmuştur.

Bu çalışmada, 32 farklı gecede alınmış tayflardan belirlenen radyal hız değeri – 4.53 ± 3.02 km s^{-1} dır. Minimum ve maksimum radyal hız değerleri ise sırasıyla – 11.51 ve 3.35 km s^{-1} olup değişim genliği 14.86 km s^{-1} dir (bkz. Çizelge 2.1). Radyal hız değişim genliği olarak bulunan 14.86 km s^{-1} lık değer 14 km s^{-1} olarak hesapladığımız makrotürbülans hızına hemen hemen eşittir. Lucy (1976), bu yıldızın atmosferindeki makrotürbülansın birden fazla (çoklu) döneme sahip radyal olmayan salınımların bir sonucu olduğunu ileri sürdü. Parthasarathy ve Lambert (1987) yaptıkları 123 radyal hız ölçümünden, değişim genliğini 14.3 km s^{-1} olarak hesaplamışlar. Bu çalışmada ulaşılan 14.86 km s^{-1} 'lik değişim genliği onların sonucuna da oldukça yakındır.

α Cygni'nin optik bölgede yapılan çizgi tanısında; H I, He I, C I, C II, N I, N II, O I, Mg I, Mg II, Al I, Al II, Si I, Si II, S II, Ca I, Ca II, Sc II, Ti I, Ti II, V II, Cr I, Cr II, Mn I, Mn II, Fe I, Fe II, Fe III, Co II, Ni I, Ni II, Sr II, Y II, Zr II, Ba II, La II ve Eu II atom ve iyonlarına ait çizgilerin var olduğu belirlendi. Bunlardan C I, N II, Si I, Fe III, Ba II ve La II çizgilerinin varlığı ilk kez bu çalışmayla tespit edildi (bkz. Çizelge 2.2).

Çizelge 2.2. Farklı araştırmacılar tarafından α Cygni'nin atmosferinde var olduğu belirlenen atom ve iyonlar

Atomik tür	Buscombe (1951)	Huang ve Struve (1955)	Chadeau (1955)	Groth (1961)	Taffara (1966)	Zverko (1971)	Bu çalışma
He I	✓	. . .	✓	✓	✓	✓	✓
C I	. . .	. . .	. . .	. . .	. . .	. . .	✓
C II	. . .	. . .	✓ (x)	✓	✓	✓	✓
N I	. . .	. . .	. . .	✓	✓	✓	✓
N II	. . .	. . .	. . .	. . .	. . .	. . .	✓
O I	. . .	. . .	. . .	✓	✓	✓	✓
Mg I	✓	✓	✓	✓	✓	✓	✓
Mg II	✓	✓	✓	✓	✓	✓	✓
Al I	✓	. . .	. . .	✓	✓	✓	✓
Al II	. . .	. . .	✓ (x)	. . .	✓	✓ (x)	✓
Si I	. . .	. . .	. . .	. . .	. . .	. . .	✓
Si II	✓	✓	✓	✓	✓	✓	✓
Si III	. . .	. . .	. . .	. . .	. . .	✓ (*)	. . .
S II	. . .	. . .	. . .	✓ (m)	✓	✓	✓
Cl II	. . .	. . .	. . .	. . .	✓ (*)	✓ (*)	. . .
Ar I	. . .	. . .	. . .	. . .	✓ (*)	✓ (*)	. . .
Ca I	✓	. . .	. . .	✓ (m)	✓	✓	✓
Ca II	✓	✓	. . .	✓	✓	✓	✓
Sc II	✓	✓	✓	✓	✓	✓	✓
Ti I	. . .	. . .	. . .	✓	✓ (x)	✓ (m x)	✓
Ti II	✓	✓	✓	✓	✓	✓	✓
V II	✓	✓	✓	✓	✓	✓	✓
Cr I	✓	✓	. . .	✓	✓	✓	✓
Cr II	✓	✓	✓	✓	✓	✓	✓
Mn I	✓	. . .	. . .	✓	✓	✓	✓
Mn II	✓	✓	✓	✓	✓	✓	✓
Fe I	✓	✓	✓	✓	✓	✓	✓
Fe II	✓	✓	✓	✓	✓	✓	✓
Fe III	. . .	. . .	. . .	. . .	. . .	✓ (+)	✓
Co II	✓	. . .	. . .	✓	. . .	. . .	✓
Ni I	✓	. . .	. . .	. . .	. . .	. . .	✓
Ni II	✓	✓	✓	✓	✓	✓	✓
Sr II	✓	✓	✓	✓	✓	✓	✓
Y II	✓	. . .	. . .	✓	✓	✓	✓
Zr II	✓	. . .	. . .	. . .	✓	✓	✓
Ba II	. . .	. . .	. . .	. . .	. . .	. . .	✓
La II	. . .	. . .	. . .	. . .	. . .	. . .	✓
Ce II	. . .	. . .	. . .	. . .	. . .	✓ (*)	. . .
Pr II	. . .	. . .	. . .	✓ (*)	✓ (*)	✓ (*)	. . .
Eu II	. . .	. . .	. . .	✓	. . .	✓	✓
Gd II	. . .	. . .	. . .	. . .	. . .	✓ (*)	. . .
Hf II	. . .	. . .	. . .	. . .	. . .	✓ (*)	. . .

Not: ✓ = mevcut, m = muhtemelen mevcut, x = yanlış tanı, * = bu çalışma onun varlığını doğrulamaz, + = daha onceki tanı yanlış fakat bu çalışma ile varlığı yeniden belirlendi, . . . = belirlenemedi. Ayrıca bu çalışma, Buscombe (1951), Chadeau (1955), Huang ve Struve (1955), Groth (1961), Taffara (1966) and Zverko (1971)'nın verileri sırasıyla λλ3830 - 5212, λλ3308 - 4666, λλ3997 - 6456, λλ3736 - 4541, λλ3076 - 8728, λλ3783 - 4923, ve λλ3693 - 4635 Å bölgelerini kapsar.

3. α Cygni'nin Atmosfer Analizi

3.1. Atmosfer Parametrelerinin Belirlenmesi

α Cygni'nin etkin sıcaklık ve yüzey çekim ivmesine ilişkin literatürde yayınlanmış bir çok değer mevcuttur (bkz. Albayrak 1999). Bu değerler etkin sıcaklık için 10080 ile 7635°K arasında ve yüzey çekim ivmesi için 2.5 ile 1.0 cm s^{-1} arasındadır. Yakın bir geçmişte Venn (1995a, 1995b), 22 A tayf türü süperdevin atmosfer parametrelerini, LTE yaklaşımıyla kimyasal bolluğunu belirleyerek bu yıldızların evrim durumlarını inceledi. Fakat A tayf türü süperdevlere ilişkin yapılmış bu en kapsamlı çalışma α Cygni'yi içermez.

α Cygni'nin atmosfer parametreleri olan etkin sıcaklık ve yüzey çekim ivmesini (T_{et}, log g) belirleyebilmek için aşağıda belirtilen ölçütler kullanıldı. Bunlar:

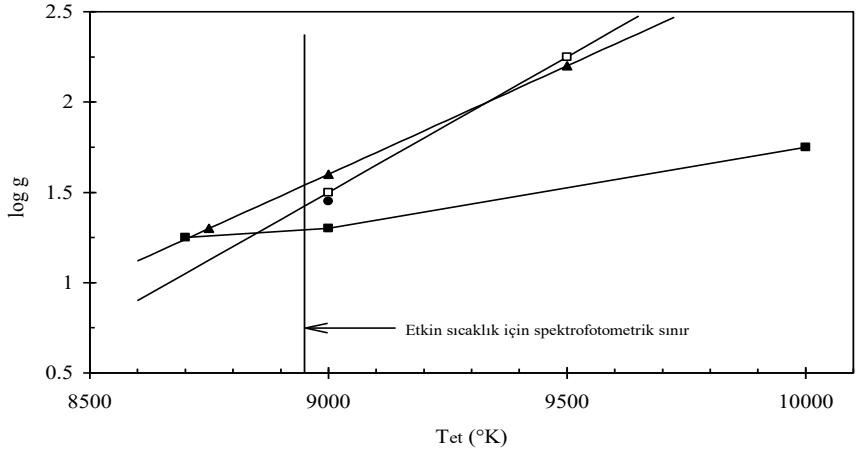
1- Gözlemsel ve kuramsal Balmer çizgi profillerinin (özellikle H_γ ve/veya H_δ, H_β) karşılaştırılması. Bu karşılaştırma işleminde, çizgi kanatlarındaki uyum dikkate alındı. Çünkü, ATLAS9 (Kurucz (1995) programının bir yardımcı programı olan ve kuramsal Balmer çizgilerinin üretildiği BALMER isimli program, NLTE (Non Local Thermodynamic Equilibrium = Yerel Termodinamik Dengeden Sapma) etkisini, dönme ve aletsel genişleme etkilerini ve ayrıca olası kütle kaybı veya diğer atmosferik değişimleri dikkate almadığından söz konusu çizgilerin merkezi bölgelerini güvenilir bir şekilde üretememektedir. Balmer çizgilerinin kanatları sıcaklık ve yüzey çekim ivmesi çiftine bağlı olup bu iki parametrenin birkaç farklı değeri için kuramsal Balmer çizgisi veya çizgileri üretilerek gözlemsel profiller ile çakıştırılır. Bu çalışmada α Cygni için DAO Reticon dedektör ile alınmış 2.4 $Åmm^{-1}$ dispersiyona sahip (W48904016) H_γ profili kullanıldı. Model hesaplaması için ATLAS9 ve H_γ bölgesi için kuramsal tayf üretmek amacıyla SYNTHE (Kurucz ve Avrett 1981) programları kullanıldı.

2- Yıldızların enerji dağılımları öncelikle etkin sıcaklıklarına ve ikinci derecede de yüzey çekim ivmelerine bağlıdır. Bu nedenle, dar bant fotometrik sistemlerin kullanılmasıyla elde edilmiş gözlemsel sürekli enerji dağılımı, kuramsal olarak üretilmiş enerji dağılımıyla karşılaştırılır. Gözlemsel enerji dağılımı, modelle üretilen enerji dağılımıyla karşılaştırılmadan önce yıldızlararası kızarma etkisinden arındırılması gerekir. Bu amaçla, α Cygni için Schild et al. (1971) ve Alekseva et al. (1996)'ın spektrofotometrik gözlemleri kullanıldı. Bu gözlemler, birinci fotometrik standart olarak bilinen Vega'ya göre kalibre edilmiştir (Hayes-Latham 1975). Yıldızlararası sönümleme etkisinden arındırmak amacıyla Schild (1977)'in yıldızlar arası sönümleme değerleri kullanıldı.

3- Etkin sıcaklık ve yüzey çekim ivmesinin belirlenmesinde kullanılan bir diğer yol "iyonizasyon dengesi" dir. Bir başka ifadeyle, bir elementin farklı iki iyonik durumu için hesaplanan bolluk değerleri birbirine eşit ise (aynı atmosfer parametrelerinin kullanılması durumunda) o element için yıldız atmosferinde iyonizasyon dengesi sağlanmaktadır. Bu amaçla birden fazla element dikkate alınabilir.

Bu çalışmada öncelikle Mg I/II çizgilerini kullandık. Ayrıca A tayf türü süperdevlerde Si I/II iyonizasyon dengesinden bulunan atmosfer parametreleri Mg I/II iyonizasyon dengesinden bulunanlarla benzerdir (Venn 1995). Böylece Si elementi, bu yıldızlar için atmosfer parametrelerinin belirlenmesinde kullanılabilecek diğer bir belirteç olarak ele alınabilir. Fakat, bu çalışmada incelenen gözlemsel verilerde bu amaçla kullanılabilecek temiz (unblended) Si I çizgileri bulunmamaktadır. Ayrıca, Mg I/II çizgilerinden başka Fe I ve Fe II iyonları için Fe'in iyonizasyon dengesine karşılık gelen T_{et} ve log g değerlerini araştırdık (daha fazla bilgi için bkz. Albayrak 1999).

Magnezyum iyonizasyon dengesinden (log ε(Mg I) = log ε(Mg II)), demir iyonizasyon dengesinden (log ε(Fe I) = log ε(Fe II)), kuramsal olarak üretilen H_γ profillerinin gözlemlerle karşılaştırılmasından ve spektrofotometrik gözlemlerden belirlenen enerji dağılımının kuramsal olarak üretileni ile farklı kızarma değerleri için çakıştırılmasından belirlenen atmosfer parametreleri Şekil 3.1'de görüldüğü gibidir. T_{et} - log g veya Kiel diyagramı olarak adlandırılan bu grafik, farklı yöntemlerin kullanılmasıyla elde edilen değerlerden hareketle en olası atmosfer parametrelerini belirlemeye imkan vermesi bakımından çok faydalıdır. Bu diyagramda görüleceği gibi Mg iyonizasyon dengesinden belirlenen değerlerin belirttiği doğru ile Fe iyonizasyon dengesinden belirlenen değerlerin belirttiği doğrunun kesim noktasına T_{et} = 9325 °K ve log g = 2.0 değerleri karşılık gelir. Diğer taraftan H_γ profili ve Mg iyonizasyon dengesine ilişkin bulunan sonuçlar bu diyagramda T_{et} = 8700 °K ve log g = 1.25 değerlerine karşılık gelen noktada kesişirler. Ayrıca, H_γ profili ile Fe



Şekil 3.1. α Cygni için T_{et} - log g diyagramı (veya Kiel Diyagramı). İçi dolu üçgenler ve içi boş kareler sırasıyla Mg I/II ve Fe I/II iyonizasyon dengesinden, içi dolu kareler ise H_γ profili için yapılan kuramsal kıyaslardan belirlenen değerleri göstermektedir. 8950 °K deki düşey çizgi etkin sıcaklığın minimum değeri için spektrofotometrik sınırdır. En uygun model atmosfer parametreleri içi dolu daire ile gösterilmiştir

iyonizasyon dengesine karşılık gelen değerler de T_{et} = 8800 °K ve log g = 1.25 olacak şekilde kesişmektedir. Fakat spektrofotometre, etkin sıcaklığın 8950 °K den daha büyük olmasını gerektirmektedir. Çünkü 8950 °K den daha düşük etkin sıcaklık değerleri için morötesi bölgede üretilen kuramsal akı gözlenmiş akının çok altında kalmaktadır. Böylece atmosfer parametreleri olarak söz konusu yöntemlerin yakınsadığı en iyi değerler olan T_{et} = 9000 °K ve log g = 1.45 dır. Diğer ölçütler (H_γ, Mg I/II ve Fe I/II iyonizasyon dengesi) dikkate alınmadan spektrofotometrik gözlemlere daha uygun bir çakıştırma yapılabilir. Bu anlamda en iyi uyum T_{et} = 9200 °K ve log g = 1.35 değerleri için elde edilebilir. Aynı etkin sıcaklık ve yüzey çekim ivmesine göre, küresel geometri yaklaşımını dikkate alan model atmosfer hesaplamasından belirlenecek Balmer düşmesi, parelel düzlem yaklaşımıyla hesaplanan model atmosfere karşılık gelen Balmer düşmesinden daha büyüktür (Kubat 1996). Kuramsal H_γ profili ve sürekli enerji dağılımının üretilmesi için gerekli model hesaplamalarında ortalama mikrotürbülans değeri olarak aşağıda tartışıldığı gibi 8 kms^{-1} kabul edildi.

Spektrofotometrik gözlemlerin kullanılması, sıcaklığın iyi bir şekilde belirlenmesine olanak sağlar. Fakat, bu gözlemlerin yıldıza ilişkin yıldızlararası kızarma miktarına göre düzeltilmesi gerekir. Çünkü söz konusu etki, gözlenmiş enerji dağılımını ve etkin sıcaklık değerini önemli sayılabilecek bir oranda etkiler. Spektrofotometrik gözlemlere yapılan çakıştırmalar E (B-V)'nin 0.04'ten daha büyük olması gerektiğini göstermektedir. E(B-V) 0.09'a yaklaştıkça 9000 °K den uzaklaşılmaktadır. Kızarma değeri olarak en iyi çakıştırmanın elde edildiği E(B-V) = 0.05 kabul edildi. Bu değer fotometrenin belirlediği sınırlar içersindedir (bkz. Albayrak 1999).

α Cygni'nin gözlemsel enerji dağılımı (Schild et al. 1971) ile T_{et} = 9000 ° K, log g = 1.45 için hesaplanan kuramsal enerji dağılımının bir karşılaştırılması ve ayrıca gözlenmiş H_γ profili ile kabul edilen model atmosfere göre üretilen kuramsal profilin uyumu Albayrak (1999)'da verilmiştir.

3.2. Bolluk Analizi

3.2.1. Mikrotürbülans

Mikrotürbülans hızı tayf çizgilerinin şeklini etkiler (bkz. Albayrak 1999). Bir elementin bolluğu, o elemente ait tayf çizgilerinin eşdeğer genişlik ölçümlerinden hesaplandığı için bolluk değeri de mikrotürbülansa bağlı olarak değişir. WIDTH9 (Kurucz 1995) programıyla, elementin gözlenmiş tayfta bulunan çizgilerinin ölçülmüş eşdeğer genişliklerinden çeşitli mikrotürbülans hızları kullanarak o element için farklı bolluk değerleri hesaplanır. Hesap edilen bolluklar arasında eşdeğer genişliğe bağlılığın bulunmadığı veya minimum olduğu dağılıma ait mikrotürbülans değeri o element için sonuç mikrotürbülans hızı olarak kabul edilir. Böylece, Mg I için 7 çizgiden 3.60 km s^{-1}, Mg II için 9 çizgiden 6.50 km s^{-1}, Si II için 12 çizgiden 8.50 km s^{-1}, Ti II için 70 çizgiden 8.00 km s^{-1}, Cr II için 49 çizgiden 11.90 km s^{-1}, Fe I için 118 çizgiden 3.60 km s^{-1} ve Fe II için 155 çizgiden 10.40 km s^{-1} olarak belirlendi (bkz. Çizelge 3.1). Görüldüğü gibi nötr ve bir kez iyonize olmuş Mg ve Fe çizgileri için bulunan mikrotürbülans hızları farklılık göstermektedir. Bir başka önemli sonuç, α Cygni'nin atmosferinde mikrotürbülans hızının

elementlere göre farklı olmalısıdır. Ayrıca, Mg I ve Fe I çizgileri diğer atom ve iyonlara göre daha küçük mikrotürbülans hızları verdi. Bu farklı mikrotürbülans atmosferdeki hız gradyentinin bir göstergesidir. Benzer sonuçlar Rosendhal (1970) ve Aydın (1972) tarafından diğer süperdevler için bulundu. Böylece, α Cygni'nin atmosferinde mikrotürbülans hızı optik derinliğe göre sabit olmayabilir.

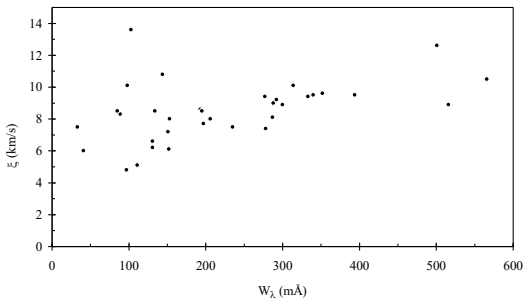
Çizelge 3.1. α Cygni'nin atmosferinde bulunan bazı atom ve iyonlar için belirlenen mikrotürbülans hızları

Atomik tür	Kullanılan çizgi sayısı	ξ (km s^{-1})
Mg I	7	3.60 ± 0.1
Mg II	9	6.50 ± 0.1
Si II	12	8.50 ± 0.2
Ti II	70	8.00 ± 0.1
Cr II	49	11.9 ± 0.3
Fe I	118	3.60 ± 0.2
Fe II	155	10.40 ± 0.2

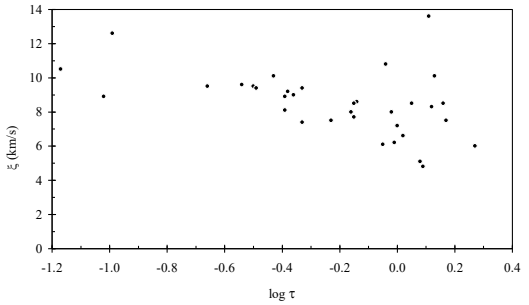
Çizelge 3.1'den de görüldüğü gibi α Cygni'nin atmosferinde Mg I, Mg II, Si II, Ti II, Cr II, Fe I ve Fe II çizgilerinden, çizgi oluşum bölgesi boyunca ortalama mikrotürbülans hızı 7.5 km s^{-1} dır. Bu nedenle, model atmosfer hesabında donukluğun belirlenmesi için derinlikten bağımsız mikrotürbülans hızı için ortalama bir değer olarak 8 km s^{-1} alındı. Çünkü ATLAS9 programı, model atmosfer hesabında mikrotürbülans hızı için girdi parametreleri olarak 0, 2, 4 ve 8 km s^{-1} değerlerinden birini kabul etmektedir. Ayrıca, bu çizelgede olmayan diğer bütün atom ve iyonların bolluk hesaplamaları için de mikrotürbülans hızı 7 km s^{-1} olarak kabul edildi.

İlk kez Rosendhal (1970), α Cygni'nin atmosferinde mikrotürbülansın derinliğe bağlı olarak değiştiğini belirledi. Bu yönde en son çalışma Samedov (1993) tarafından yapıldı Samedov da optik derinliğe bağlı olarak mikrotürbülans hızının değiştiğini tespit etti. Ancak, Boer et al. (1988), - 4 < log τ > - 1 aralığında mikrotürbülans hızının sabit ve ortalama 10.3 km s^{-1} olduğunu hesapladı.

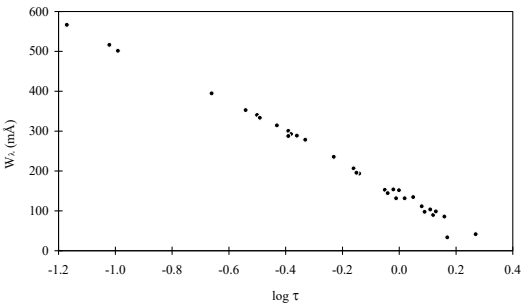
Mikrotürbülans hızının atmosferde derinliğe bağlı değişimini araştırmak için sadece Fe II çizgileri kullanıldı. α Cygni'nin tayfında Fe II çizgileri diğer elementlerin çizgilerine göre sayıca daha çoktur. log gf değerleri Fuhr, Martın ve Wiese (1988) tarafından daha duyarlı biçimde belirlenmiş blend olmayan 34 Fe II çizgisinin her biri için ayrı ayrı mikrotürbülans hızları ve bu çizgilerin atmosfer içersindeki ortalama oluşum derinlikleri hesaplandı (bkz. Albayrak 1999). Şekil 3.2 ve 3.3'de, seçilen Fe II çizgileri için belirlenmiş mikrotürbülans hızlarının eşdeğer genişlik ve optik derinlikle değişimi verilmiştir. Şekil 3.2 ve 3.3'den de görüldüğü gibi, bu yıldızın atmosferinde mikrotürbülans hızı optik derinliğe ve eşdeğer genişliğe bağlı olarak farklılık gösterme eğilimindedir. Ayrıca, aynı çizgiler için eşdeğer genişliğin optik derinliğe bağlılığı da Şekil 3.4'de verildi. Kuvvetli çizgiler daha büyük mikrotürbülans hızları içerir (bkz. Şekil 3.2). Böylece, α Cygni'nin atmosferinde mikrotürbülans hızı hem elemente göre farklılık gösterirken hem de aynı elementin farklı iyonları için farklıdır. Ayrıca, optik derinliğe bağlı olarak da değişir (bkz. Şekil 3.3).



Şekil 3.2. Fe II çizgileri için eşdeğer genişliğin fonksiyonu olarak mikrotürbülans hızlarının değişimi



Şekil 3.3. Fe II çizgileri için optik derinliğin fonksiyonu olarak mikrotürbülans hızlarının değişimi



Şekil 3.4. Fe II çizgileri için optik derinliğin fonksiyonu olarak eşdeğer genişliğin değişimi

3.2.2 Element bollukları

Helyum ve metal bolluğunu hesaplamak için sırasıyla SYNSPEC (Hubeny et al. 1994) ve WIDTH9 (Kurucz 1995) programları kullanıldı. Helyum/Hidrojen (He/H) oranının belirlenmesi,

yıldız evrimi ve kozmolojide olduğu gibi bir yıldızın kimyasal bolluk analizinde de önemlidir. Helyum bolluğunu belirlemek için blend olmayan sekiz He I çizgisi seçildi. Diğer He I çizgileri ya çok zayıf ya da çok temiz (unblended) değildir. Program SYNSPEC ile değişik He/H oranı için söz konusu sekiz He çizgisi kuramsal olarak hesaplandı. Gözlemsel ve kuramsal He çizgileri karşılaştırılmadan önce her bir kuramsal He çizgisi, aletsel ve yıldızın dönmesinden ileri gelen genişlemeler için düzeltildi. Gözlemsel ve kuramsal çizgiler arasındaki uyumun en iyi olduğu He/H değerlerinden He/H = 0.071 ± 0.008 olarak belirlendi (bkz. Çizelge 3.2). Diğer elementler için WIDTH9 (Kurucz 1995) programıyla hesaplanan bolluklar Çizelge 3.3'de verilmiştir. Bu çizelgede, her bir atom ve ya iyon için belirlenmiş ortalama kimyasal bolluk sonuçları hidrojen bolluğu cinsinde(log N/N_H) ifade edilmiştir.

Çizelge 3.2. α Cygni için hesaplanan He/H değerleri

Çizgi (λ, Å)	He/H
4009	0.06
4026	0.06
4120	0.07
4169	0.08
4437	0.07
4471	0.08
4713	0.07
4921	0.08
	Ortalama = 0.071 ± 0.008

Çizelge 3.3. α Cygni için belirlenen bollukların (log N/N_H) Güneş'e ilişkin değerlerle karşılaştırılması

Element	Çizgi sayısı	α Cygni	Güneş (*)	[x] (**)
He I	8	-1.15 ± 0.01	(-1.00)	- 0.15
C I	3	-3.79 ± 0.20	-3.45	- 0.34
C II	1	-3.06	-3.45	+0.39
N I	5	-3.12 ± 0.28	-4.03	+0.91
N II	2	-3.69 ± 0.28	-4.03	+0.34
O I	4	-3.37 ± 0.30	-3.12	- 0.25
Mg I	7	-4.31 ± 0.26	-4.42	+0.11
Mg II	9	-4.49 ± 0.14	-4.42	- 0.07
Al I	2	-5.75 ± 0.13	-5.53	- 0.22
Al II	1	-5.79	-5.53	- 0.26
Si II	12	-4.60 ± 0.21	-4.45	- 0.15
S II	10	-5.10 ± 0.25	-4.67	- 0.43
Ca II	1	-5.21	-5.64	+0.43
Sc II	3	-9.05 ± 0.18	-8.83	- 0.22
Ti II	70	-7.00 ± 0.23	-6.98	- 0.02
V II	21	-7.88 ± 0.28	-8.00	+0.12
Cr I	6	-5.94 ± 0.19	-6.33	+0.39
Cr II	49	-6.28 ± 0.29	-6.33	+0.05
Mn I	1	-6.64	-6.61	- 0.03
Mn II	22	-6.40 ± 0.27	-6.61	+0.21
Fe I	118	-4.26 ± 0.30	-4.50	+0.24
Fe II	155	-4.43 ± 0.27	-4.50	+0.07
Fe III	1	-5.08	-4.50	- 0.58
Ni I	4	-5.52 ± 0.21	-5.75	+0.23
Ni II	4	-5.76 ± 0.08	-5.75	- 0.01
Sr II	2	-8.72 ± 0.09	-9.03	+0.31
Y II	5	-8.97 ± 0.22	-9.76	+0.79
Zr II	12	-8.59 ± 0.20	-9.40	+0.81
Ba II	1	-9.12	-9.87	+0.75
La II	1	-9.19	-10.83	+1.64
Eu II	1	-9.52	-11.49	+1.97

(*) Güneş için bolluk değerleri Grevesse, Noels ve Sauval (1996)'dan alındı
(**) [x] = $\log \varepsilon(x)_{\star} - \log \varepsilon(x)_{\odot}$

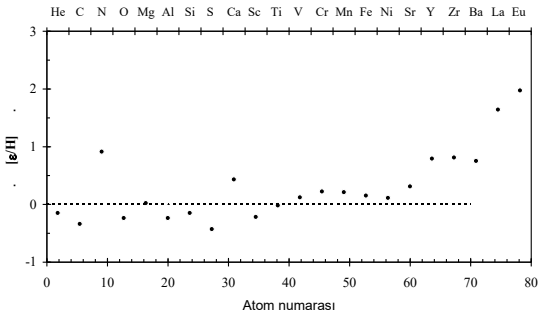
Mg I ve Mg II den belirlenen bolluklar kendi aralarında oldukça iyi bir uyum göstermektedir (bkz. Çizelge 3.3). Bu durum, Fe I ve Fe II için bulduğumuz bolluklar için de geçerlidir. Her iki elementin nötr ve bir kez iyonize olmuş çizgileri için belirlenen bolluklar arasındaki fark (0.17 dex) hata sınırları içindedir. Her iki element de atmosfer parametrelerin belirlenmesinde iyonizasyon dengesi için kullanıldı. Böylece, $\log \varepsilon$ (Mg I) ~ $\log \varepsilon$ (Mg II) ve $\log \varepsilon$ (Fe I) ~ $\log \varepsilon$ (Fe II) olarak elde edilmesi tamamen kabul edilen model atmosfer parametrelerinin bir sonucudur. α Cygni'nin tayfında C, N, Al, Cr, Mn ve Ni elementlerinin birden fazla iyon (hem nötr ve hem de iyonize olmuş) durumlarına ilişkin çizgiler bulunmaktadır. Fakat bu elementler için iyonizasyon dengesi, atmosfer parametrelerinin belirlenmesinde kullanılmadı.

Sadece bir C II çizgisinden bulunan karbon bolluğu üç C I çizgisinden bulunandan oldukça farklıdır. Ayrıca, N I ve N II çizgilerinden hesaplanan azot bollukları da birbiriyle uyuşmamaktadır. Beş N I çizgisinin her biri için bulunan sonuç bir diğeri için belirlenene çok yakındır. Öte yandan iki N II çizgisinden bulunan sonuçlar birbirinden oldukça farklıdır. Yani N I çizgilerinin verdiği bolluklar arasındaki uyum N II'nin bu iki çizgisine ilişkin bulunan sonuçlar arasında görülmemektedir. Ayrıca, N I çizgilerinden bulunan azot bolluğu N II çizgilerinden bulunandan 0.57 dex daha fazladır. Böylece, N I/II α Cygni'nin atmosferinde iyonizasyon dengesinden oldukça uzak gözükmektedir. Alüminyum bolluğu Al I ve Al II çizgilerinden hesaplandı. Bir Al II çizgisinden bulunan bolluk iki Al I çizgisinden bulunana oldukça yakındır. Cr I çizgilerinden bulunan krom bolluğu Cr II çizgilerinden bulunandan yaklaşık 0.34 dex daha fazladır. Mn I ve Mn II çizgilerinden hesaplanan mangan bollukları da farklılık göstermektedir. Mn I'den bulunan bolluk için tek bir çizgi kullanıldı. Elde edilen bolluk değeri Mn II çizgilerinden bulunan bolluk değerleri aralığındadır. Nikel bolluğu için Ni I ve Ni II'nin dörder çizgisi kullanıldı. Bu elementin her iki iyon durumundan elde edilen bolluklar hata sınırları içinde aynıdır. Böylece Al ve Ni elementleri Mg ve Fe elementleri gibi α Cygni'nin atmosferinde iyonizasyon dengesindedir.

Karbon, azot, oksijen (CNO), kükürt, kalsiyum, yitriyum, stronsiyum, zirkonyum, baryum, lantan ve öropyum elementleri Güneş'e göre sırasıyla – 0.34, + 0.91, - 0.25, - 0.43, + 0.43, +0.31, + 0.79, + 0.81, + 0.75, + 1.64 ve 1.97 dex kadar farklıdır. Bu sonuçlar α Cygni'de azot bolluğunun Güneş'e göre önemli oranda fazla olduğunu gösterir. Karbon ve oksijen bakımından

Güneş'e göre biraz fakirdir. Alüminyum bolluğu, orta düzeyde denecek kadar (~ 0.24 dex) az iken kükürt oldukça düşüktür (~ 0.43 dex). Diğer hafif elementlere (Mg ve Si) ilişkin belirlenen bolluklar, Güneş'e ilişkin değerlerden pek farklı değildir. Bu iki element için belirlenen bolluk değerleri hata sınırları içerisinde Güneş'tekiyle aynıdır (bkz. Çizelge 3.3). Genel olarak α Cygni, Sc hariç metal bolluğu bakımından (Ca'dan Ni'e kadar olan elementler) Güneş'e göre daha zengin olma eğilimindedir. Skandiyum, Güneş'e göre biraz daha azdır. Tek bir çizgiden (Ca II λ3933 Å) belirlenen Ca bolluğu Güneş'e göre oldukça fazladır. Ayrıca, bu analizde Mn I ve Fe III çizgilerinden hesaplanan bolluklar için birer çizgi kullanıldı. Elde edilen sonuçlar her iki elementin diğer iyon durumlarından bulunan bolluk değerlerinden daha düşüktür. Bu durumda Mn I ve Fe III çizgilerinden bulunan bollukları dikkate almazsak Mn ve Fe, α Cygni'de Güneş'e göre biraz fazladır. Sc, Ti, V, Cr, Mn, Fe ve Ni için bulunan bolluk sonuçları Güneş'e ilişkin değerlerden sırasıyla – 0.22, - 0.02, + 0.12, + 0.22, + 0.21, + 0.15 ve + 0.11 dex farklıdır.

Ağır elementler sınıflamasında yer alan Sr, Y ve Zr için hesaplanan bolluklar, Güneş'ten sırasıyla 0.31, 0.79, ve 0.81 dex oranında daha fazladır. Ba, La ve Eu için bolluklar birer çizgiden belirlendi. Baryum Güneş'e göre 0.75 dex kadar fazla iken lantan ve öropyum elementleri Güneş'tekinden altı kat daha boldur. Bir A tayf türü süperdev için bu üç elemente ilişkin bolluk hesabı ilk kez bu çalışmada yapıldı. α Cygni için hesapladığımız kimyasal bolluklar ile Güneş'e ilişkin değerler arasındaki farklar ayrıca grafiksel olarak Şekil 3.5'da gösterilmiştir.



Şekil 3.5. α Cygni için hesaplanan bollukların Güneş'ten olan farklılıkları

3.3. Makrotürbülans ve Dönme Hızı

Dönme hızının bir ilk tahmini değeri, Mg II λ4481 çizgisi bölgesinde bulunan ve blend olmayan çizgilere REDUCE (Hill ve Fisher 1986) programıyla yapılan çakıştırmalardan 26.7 km s^{-1} olarak belirlendi (bkz. Albayrak 1999). Eşdeğer genişlikleri 8 - 14 mÅ arasında olan yeterince zayıf bu çizgiler üzerindeki mikrotürbülans, makrotürbülans ve diğer atomik çizgi genişleme etkileri çok azdır. Daha kuvvetli çizgiler ise mikrotürbülans ve makrotürbülans hızlarının belirlenmesinde kullanıldı.

Makrotürbülans hızını belirleyebilmek ve yukarıda bahsedildiği gibi seçilmiş metal çizgilerine yapılan kuramsal profil çakıştırmalarından 26.7 km s^{-1} olarak tahmin edilen dönme hızının gerçek değerini bulabilmek için, SYNTHE (Kurucz & Avrett 1981) programıyla λλ4490 - 4550 Å dalga boyu aralığında sentetik tayf üretildi. Ancak, öncelikle atmosfer dinamiğinin bu iki önemli parametresinin farklı değerlerine göre çizgi profillerinin nasıl etkilendiğini tespit edebilmek amacıyla λλ4500 - 4540 Å bölgesi için sentetik tayf oluşturuldu (bkz. Albayrak 1999). Çünkü, incelenen tayflarda kuvvetli çizgilerin en fazla bulunduğu dalgaboyu aralığı bu bölgedir. Ayrıca, aynı dalgaboyu aralığı için üretilen tayftaki çizgilerin farklı mikrotürbülans hızlarına göre değişimleri de belirlendi (bkz. Albayrak 1999). Dönme hızının artmasıyla çizgi profilleri daha sığ olmaktadır. Çizginin şekli değişirken eşdeğer genişliği aynı kalmaktadır. Ayrıca, dönme hızının artmasıyla çizgiler, biçim olarak Gaussian profilden Rotational profile dönüşmekte ve birbirlerini örtmektedir (blendlik artmakta). Dönme hızının çok büyük olması durumunda ise çizgiler sürekliliğe karışmaktadır (bkz. Albayrak 1999).

Dönme etkisinde olduğu gibi mikrotürbülans ve makrotürbülansın artmasıyla çizgilerin birbirini örtmesi de artmaktadır. Mikrotürbülans ve makrotürbülans hızları büyüdükçe çizgi merkezleri keskinleşmekte ve kanatlar genişlemektedir. Ancak bu değişimlere rağmen çizgi hala Gauss profili biçimindedir. Halbuki dönme etkisi çizginin şeklini belirgin bir biçimde değiştirir. Öyle ki dönmenin artmasıyla çizgi merkezi düzleşir. Makrotürbülans, mikrotürbülansa nazaran çizgi profilinin boyunu daha fazla etkiler. Böylece yıldız atmosfer dinamiğini belirleyen parametrelerin çizgi profilleri üzerindeki etkileri ayrıntılı bir şekilde tespit edildi (bkz. Albayrak 1999).

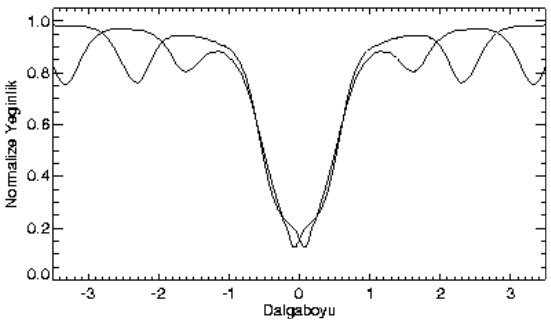
λλ3830 - 5212 Å bölgesindeki gözlemsel tayf ile en iyi uyumu sağlayacak sentetik tayfı elde edinceye kadar serbest girdi parametreleri olarak kabul edilen makrotürbülans ve dönme hızı değerleri değiştirildi. Çakıştırılma yapılan gözlemsel tayf için % 3.5 oranında saçılmış ışık düzeltmesi yapıldı (Gulliver, Hill ve Adelman 1996). Eş zamanlı olarak belirlenen en iyi değerler, dönme hızı (v sin i) için 25 km s^{-1} ve makrotürbülans hızı için 14 km s^{-1} dır. Böylece

belirlenen dönme hızı, Abt ve Morrell (1995)'ın 30 km s^{-1} olarak buldukları değere çok yakındır. Ayrıca belirlenen makrotürbülans hızı da De Jager et al. (1984) tarafından hesaplanan 14.2 km s^{-1} ve Boer et al. (1988)'ın buldukları 14 km s^{-1} ile aynıdır. λλ3827 - 5212 Å bölgesi için üretilen sentetik tayfın gözlemlerle çakıştırılmasındaki uyumu gösteren birkaç örnek şekil oluşturuldu (bkz. Albayrak 1999).

3.4. Çizgi Asimetrileri

Yıldız atmosferindeki hız alanlarını belirleyebilmek ve bu hız alanları hakkında bilgi edinebilmek için tayf çizgilerinin asimetrik yapısı oldukça önemlidir. Bir tayf çizgisinin simetrik olup olmadığının belirlenmesi, çizgi profilinin kendi üzerine ters çevrilmesiyle mümkündür. Bu şekilde ele alınan çizginin simetrik olup olmadığı kolayca belirlenebilir. Lamers ve Achmad (1994), içlerinde α Cygni'nin de bulunduğu O-F tayf türü aralığında bulunan süperdev yıldızlarda, kütle kaybının tayf çizgileri üzerindeki etkisini de incelediler. Çalışmalarının bir sonucu olarak, büyük orandaki kütle kaybı bu yıldızların atmosferlerinde bir hız alanı meydana getirir. Oluşan bu hız alanının çizgi şeklini etkileyebileceğini ileri sürdüler. Kuvvetli çizgiler atmosferde daha yüksek (yüzeye yakın) katmanlarda oluştuğundan, kütle kaybı nedeniyle atmosferde oluşabilecek hız alanına daha duyarlı olacaklardır. α Cygni için kütle kayıp miktarı, Scuderi et al. (1992) tarafından yaklaşık $4x10^{-6}$ $M_{\odot}y^{-1}$ olarak verilmektedir. Son bir çalışmada Achmal et al. (1997), A, F ve G süperdev yıldızları için model atmosfer yöntemiyle kütle kayıp değerlerini belirlediler. α Cygni için kütle kaybının $1.5x10^{-6}$ $M_{\odot}yıl^{-1}$ olduğunu tespit ettiler. Buldukları sonuçlar göstermektedir ki α Cygni diğer süperdevlere göre daha büyük miktarda kütle kaybetmektedir. Ayrıca Achmad et al. (1997), bir yıldızda kütle kayıp oranı 10^{-6} $M_{\odot}y^{-1}$ dan daha büyük ise atmosferde oluşacak hız alanı, kuvvetli çizgilerle birlikte daha zayıf çizgileri de etkileyebileceğini ileri sürdüler. Bir başka ifadeyle, eşdeğer genişliği ~200 mÅ'dan daha küçük çizgilerin de asimetrik olabileceğini savunmaktadırlar.

Bu çalışmada α Cygni'nin, eşdeğer genişlikleri 250 mÅ'dan daha büyük temiz çizgilerinin asimetrik olup olmadıkları araştırıldı. Bu amaç için seçilen 26 çizgi IDL programı ile kendi üzerlerine ters çevrilip simetrik olup olmadığına bakıldı. α Cygni'nin blend olmayan tüm kuvvetli çizgileri simetriktir. Böylece, ya bu yıldızda kütle kaybı 10^{-6} $M_{\odot}y^{-1}$ dan daha küçüktür



Şekil 3.6. Asimetrik olup olmadığını belirlemek amacıyla kendi üzerine ters çevrilmiş Ca II K (λ3933) çizgi profili. Çizgi merkezi yakınında görülen oluşum yıldızlararası ortamdan kaynaklanan soğurmadır

ya da çizgi profilleri, kütle kaybı nedeniyle atmosferinde oluşan hız alanının bir sonucu olarak asimetrik olmamaktadır. Bu çalışmadaki gözlemsel sonuçlara dayanarak Lamers ve Achmad (1994), ve Achmad et al. (1997) in önerileri tekrar ele alınarak üzerinde çalışma yapılması sözkonusu farklılığın aydınlanmasını sağlayacaktır. Şekil 3.6'da, bu amaçla seçilen 26 çişzgi içersinde eşdeğer genişliği en büyük olan (W_{λ} = 1256 mÅ) Ca II K (λ3933) çizgisinin simetrik olduğu gösterilmiştir. Diğer çizgilere ilişkin benzer şekiller Albayrak (1999)'da verilmiştir.

4. α Cygni'nin Evrim Durumu

A tayf türü süperdev yıldızların evrim evreleri, atmosferlerinde bulunan CNO elementlerinin bolluklarından belirlenebilir. Eğer büyük kütleli bir yıldız (> 10 $M_{\odot}$), H-R diyagramında anakoldan kırmızı devler bölgesine doğru hızla evrimleşirse, hidrojenin yandığı iç katmanları ile gözlenebilen dış katmanları arasında yıldız maddesini karıştıran derin konvektif bir bölge geliştirir. Büyük ölçekli bu karışım "first dredge-up" olarak bilinir (Becker ve Iben 1979). Bu yıldızlarda hidrojen yanması anakolda CNO çevrimiyle gerçekleşir. Yıldızın merkezi bölgesinde meydana gelen bu üçlü çevrim sonucunda hidrojen helyuma dönüşürken katalizör görevi gören karbon, azot ve oksijenin toplam bollukları sabit kalmak üzere karbon ve oksijen azalır (oksijen, karbon'a nispeten daha düşük bir oranda azalır), azot artar. İç katmanlardaki bu kimyasal yapı, "first dredge-up" ile yıldızın gözlenebilir katmanlarına (atmosferine) taşınır.

Alternatif senaryoya göre bu yıldızlar H-R diyagramında kırmızı devler bölgesine gitmeden helyum yanmasını başlatabilirler. Böylece, anakoldan mavi devler bölgesine evrimleşirler. Bu senaryoda, yıldızın helyumu tutuşturmasından

sonra dış katmanlarının genişlemesini durduracak (ısısal dengede kalarak) mekanizmalar geliştirdiği düşünülmektedir. Merkezde helyum yanmaya başladığı zaman bir A tayf türü süperdev olarak yıldız kararlıdır. Bu durumda, dış ve iç katmanlar arasında büyük ölçekli bir karışım (first dredge-up) gerçekleşmeyecektir. Bu yıldızlar kırmızıdev evresinden geçerek evrimleşmişlerse, onların atmosferine ilişkin belirlenen CNO "first dredge-up" bolluk sonuçlarını andırır.

α Cygni için belirlediğimiz karbon, azot ve oksijen bollukları Güneş'e ilişkin değerlerden farklıdır. Karbon bolluğu 0.34 dex az, azot 0.91 dex fazla (N I çizgilerinden hesaplanan) ve oksijen bolluğu da 0.25 dex kadar daha azdır. Bu bolluk sonuçları α Cygni'nin "first dredge-up" aşamasını geçirdiğini işaret eder. Eğer bu sonuçlar CNO çevriminin bir yansıması ise toplam CNO bolluğunun, çevrim öncesi bolluk değerlerine göre sabit olmalıdır. Bu çalışmada, α Cygni için $\log \varepsilon(N) = \log \varepsilon(N\ I)$ kabul ederek $[(C+N+O)/Fe] = -0.02$ bulduk. Analizden kaynaklanan belirsizlikler dahilinde ulaşılan bu değer (- 0.02) her üç elementin CNO çevrimi başlangıcındaki bolluklarının değişmediğini göstermektedir.

Diğer taraftan erken A tayf türü yıldızlar olan HR 4049 (A0 Ib), σ Cyg (B9 Iab) ve ξ^1 (AO II) için CNO analizleri sırasıyla Lambert et al. (1988), Ivanova ve Lyubimkov (1988), ve Tomkin ve Lambert (1994) tarafından yapıldı. Her üç çalışmada da bu yıldızlar için belirlenen CNO bolluklarının, büyük karışım evresinin etkilerini taşıdığı görülmektedir. Ayrıca, Lennon ve Dufton (1986), HD 148379 (B1.5 Ia) ve HD 157038 (B3 Ia) yıldızlarına ilişkin yaptıkları çalışmalarla HD 157038 süperdevlerinin büyük ölçekli karışım (first dredge-up) evresini geçirerek evrimleştiğini belirlediler.

Venn (1995a, b), A0 - F0 tayf türü ve Ia - II ışınım sınıfı aralığında bulunan 22 süperdev yıldızın metal, karbon, azot ve oksijen bolluklarını belirledi. Fakat her iki çalışma da α Cygni'yi içermez. Venn (1995b), CNO elementleri için hesapladığı NLTE düzeltmelerinden hareketle bu yıldızların büyük karışım evresini geçirmediklerini önerdi. Bir başka ifadeyle A tayf türü süperdevleri kırmızı dev olmaksızın anakoldan doğrudan mavi devler bölgesine evrimleştiğini ileri sürdü. Fakat, bu sıcak yıldızlarda "bor" (B) elementinin bolluğu, onların evrim durumlarını belirleyebilmek bakımından bir diğer önemli testir. Eğer bu element, yıldızların atmosferinde bolluk olarak sıfır ise bu durum yüzey katmanlar ile daha derin katmanlar arasında meydana gelen büyük ölçekli bir karışımın gerçekleştiğini gösterir. Çünkü daha sıcak katmanlar taşınan bor elementi, oralarda yakılmıştır. Venn et al. (1996), iki erken A tayf türü süperdev olan 13 Mon (A0 Ib) ve η Leo (A0 Ib) yıldızlarının IUE tayflarında B II λ1362 Å çizgisini incelediler. Her iki yıldız için bor bolluğunu sırasıyla $\log \varepsilon(B) = 0.5 \pm 0.3$ ve 0.0 ± 0.5 olarak hesapladılar. Bu sonuçlar bu yıldızların atmosferlerinde B'un tüketilmiş olduğunu göstermektedir. Böylece, A tayf türü süperdevlerin büyük karışım evresini geçirmiş olabilecekleri akla daha yakın gelmektedir. Bu son çalışmanın bulguları Venn (1995b)'in sonuçları ile uyuşmamaktadır. Çünkü Venn (1995b), A tayf türü süperdev yıldızların kırmızı dev evresini geçirmeden mavi dev olabileceklerini ileri sürdüğü çalışmada η Leo ve 13 Mon yıldızlarını da incelemişti. Oysa bu iki yıldız ile birlikte HD 13476 (A3 Iab) süperdev yıldızının CNO bolluklarını belirlediği daha önceki bir çalışmada (Venn 1993) elde ettiği sonuçlar, bu yıldızların büyük karışımın evresini gerçekleştirdiğini gösterir.

5. Sonuçlar

1- Öncelikle, α Cygni'nin $\lambda\lambda$3830 - 5212 Å bölgesinin çizgi tanısı yapıldı. Ayırmagücü ve S/N oranı bakımından çok kaliteli olan bu tayflardaki çizgi tanısı, diğer A tayf türü süperdevler için önemli bir kaynak oluşturacaktır (bkz. Albayrak 1999).

2- Mevcut tayfların incelenmesinden; H I, He I, C I, C II, N I, N II, O I, Mg I, Mg II, Al I, Al II, Si I, Si II, S II, Ca I, Ca II, Sc II, Ti I, Ti II, V II, Cr I, Cr II, Mn I, Mn II, Fe I, Fe II, Fe II, Co II, Ni I, Ni II, Sr II, Y II, Zr II, Ba II, La II ve Eu II atom ve iyonlarının α Cygni'nin atmosferinde bulunduğu belirledi. Ayrıca C I, N II, Si I, Fe III, Ba II, ve La II'nın da mevcut olduğu ilk kez bu çalışmada ortaya kondu.

3- Radyal hız ölçümlerinden maksimum ve minimum değerler olarak +3.35 ve -11.51 kms^{-1} bulundu. Bu değerler radyal hız değişim genliği için 14.86 kms^{-1} vermektedir. Bu değer, bu çalışmada 14 kms^{-1} olarak belirlenen makrotürbülans hızı ile iyi uyuşmaktadır. Erken A tayf türünden Ia ışınım sınıfındaki süperdevlerin karakteristik bir özelliği olarak α Cygni (Abt 1957), çoklu döneme sahip radyal olmayan pulsasyonlar nedeniyle (Lucy 1976) yarı-dönemli radyal hız değişimleri gösterir (Paddock 1935).

4- α Cygni'nin dönme hızı ($v \sin i$) değeri olarak 25 kms^{-1} bulduk. Abt ve Morrell (1995) tarafından belirlenen değer $v \sin i = 30$ kms^{-1} dır. Son bir çalışmada Verdugo et al. (1999) dönme hız değerini 43 kms^{-1} olarak

hesapladılar. Ancak bu değer makrotürbülans hız değerini de içermektedir. Bir başka ifadeyle bu 43 kms^{-1} lik değer bizim belirlediğimiz 14 kms^{-1} lik makrotürbülans hızı ile 25 kms^{-1} lik dönme hızının her ikisinin toplamına karşılık gelir. Bu çalışmada Verdugo et al. (1999)'dan farklı olarak, çizgi genişlemesi üzerinde makrotürbülansın etkisi de hesap edildilerek dönme ve makrotürbülans hızları ayrı ayrı bulundu.

5- Atmosfer parametrelerinden etkin sıcaklık (T_{et}) ve yüzey çekim ivmesi (log g) farklı dört yöntem ile elde edilen sonuçların yakınsadığı T_{et} = 9000 °K ve log g = 1.45 en iyi değerler olarak belirlendi. Bu yöntemler, Mg I/II ve Fe I/II iyonizasyon dengesi, gözlenmiş sürekli akı ve H_γ profillerinin kuramsal olarak ATLAS9 ile hesaplanan değerleri ile karşılaştırılmasına dayanmaktadır.

6- Mikrotürbülans hız değerleri olarak Mg I, Mg II, Si II, Ti II, Cr II, Fe I ve Fe II çizgileri için sırasıyla 3.6, 6.5, 8.5, 8.0, 11.9, 3.6 ve 10.4 km s^{-1} bulundu. Bu sonuçlara göre nötr ve bir kez iyonize olmuş Mg ve Fe çizgileri farklı mikrotürbülans hızları vermektedir. Ayrıca, mikrotürbülans hızı elemente göre farklılık göstermektedir ki bu sonuç Aydın (1972)'ın verdiği sonuçlarla uyum içersindedir. Ayrıca Fe II çizgilerine ilişkin yapılan inceleme, mikrotürbülansın α Cygni'nin atmosferinde derinliğin fonksiyonu olarak değiştiğini göstermektedir.

7- α Cygni'nin atmosferine ilişkin elde ettiğimiz kimyasal yapı aynı tayf türünden diğer süperdevler için bulunmuş sonuçlarla benzerlik göstermektedir. Hesaplarımız bu yıldızda helyum'un Güneş'e göre 0.15 dex kadar daha az olduğunu göstermektedir. Bu sonuca göre α Cygni A tayf türünden normal bir süperdevdir (bkz. Humphreys et al. 1991). Diğer elementlere gelince, azot 0.63 dex fazla, karbon ve oksijen sırasıyla 0.34 ve 0.25 dex kadar azdır. Bu üç elemente ilişkin bolluk sonuçları göstermektedir ki bu süperdev yıldız, evrimi sürecinde ilk büyük karışım "fırst dredge-up" olarak isimlendirilen etkileşimini geçirmiştir. Bu sonucun doğruluğunu denetlemek amacıyla söz konusu üç element için belirlediğimiz bolluk değerlerinin demir bolluğuna göre karşılaştırdık ve [(C+N+O)/Fe]=-0.02 olarak bulduk. Bu sonuç da ilk büyük karışım etkilişiminin gerçekleştiğini destekler. Ayrıca çok yakın bir geçmişte Venn et al. (1996), iki erken A tayf türü süperdev olan 13 Mon ve η Leo için "bor" elementinin bolluğunu sıfır olarak belirlediler. Venn et al'ın ulaştığı sonuç da bu yıldızların ilk büyük karışım evresini geçirdiğini gösterir. Alüminyum ve kükürt'e ilişkin hesaplanan bolluklar Güneş'e göre daha az iken magnezyum ve silisyum bollukları Güneş'tekine yakındır. Metal bolluğu (Ca'dan Ni'e kadar olan elementler) Güneş'e göre biraz fazladır. Bu sonuçlar, diğer A tayf türü süperdevler için belirlenmiş metal bolluğuyla çelişmez (Venn 1995a). Ağır elementlerden stronsiyum, yitriyum ve zirkonyum, α Cygni'nin atmosferinde Güneş'e göre oldukça bol iken baryum, lantan ve örupyum bakımından zengin sayılabilir. Yine ilk kez bu çalışmayla A tayf türü bir süperdev için yitriyum, baryum ve lantan elementlerinin atmosfer bollukları belirlendi.

8- α Cygni için bilinen kütle kaybının, eşdeğer genişliği 250 mÅ ve daha büyük tafy çizgileri üzerindeki etkisi incelendi. Lamers ve Achmad (1994), α Cygni'yi de içeren O-F tayf türü arasındaki süperdevlere için yaptıkları çalışmada, kütle kaybı sonucunda atmosferde oluşan hız alanının, bu yıldızlarda tayf çizgilerini etkileyeceğini ve bu etki nedeniyle kuvvetli çizgilerin asimetrik olacağı sonucuna vardılar. Yüksek kaliteli blend olmayan tayf çizgilerine dayandırdığımız bu inceleme göstermektedir ki bu yıldızın bütün kuvvetli çizgileri simetriktir. Bu sonuç, Lamers ve Achmad (1994) ve ayrıca Achmad et al. (1997)'ın ulaştıkları sonuçların doğruluğunu desteklememektedir. Başka bir ifadeyle α Cygni'nin çizgi profilleri atmosferinde kütle kaybı nedeniyle oluşan hız alanından ya etkilenmemekte (asimetrik olmamakta) ya da bu süperdev için kütle kaybı 10^{-6} $M_\odot$yıl^{-1} dan daha küçük olmalıdır.

Teşekkür

Bu çalışma TÜBİTAK Bütünleştirilmiş Doktora Burs Programı (BDP) kapsamında sağlanan destekle gerçekleştirilmiştir.

Kaynaklar

Abt H.A., Morrell N.I., 1995, *ApJS*, **99**, 135.

Achmad L., Lamers H.J.G.L.M., Pasquini L., 1997, *A&A*, **320**, 196.

Albayrak B., 1999, *Doktora Tezi*, A. Ü. Fen Bilimleri Enstitüsü, Ankara.

Alekseva, G.A., Arkharov, A.A., Galkin, V.D., Hagen-Thorn E.I., Nikanorova I.N., Novikov

V.V., Novopashenny V.B., Pakhomov V.P., Ruban E.V., Shchegolev D.E., 1996, *Baltic Astronomy*, **5**, 603.
Aydın C., 1972, *A&A*, **19**, 369.
Becker S.A., Iben I.Jr., 1979, *ApJ*, **232**, 831.
Boer B., De Jager C., Nieuwenhuijzen H., 1988, *A&A*, **195**, 218.
Buscombe W., 1951, *ApJ*, **114**, 73.
De Jager C., Mulder P.S., Kondo Y., 1984, *A&A*, **141**, 304.
Fuhr J.R., Martin G.A., Wiese W.L., 1988, *J. Phys. Chem. Ref. Data*, **17**, Suppl. 4.
Grevesse N., Noels A., Sauval, A.J., 1996, (eds. S.S. Holt, G. Sonneborn) in "Proceedings of the sixth (6^{th}) annual October Astrophysics Conference in College Park", *ASP Conf.Ser.,* **Vol: 99**, p.117.
Groth H.G., 1961, *ZfA*, **51**, 206.
Gulliver A.F., Hill G., Adelman S.J., 1996, (eds. S.J. Adelman, F. Kupka, W.W. Weiss), in "M.A.S.S. Model Atmospheres and Spectrum Synthesis", *ASP Conf.Ser.*, **Vol: 108**, p.232
Hayes D.S. Latham D.W., 1975, *ApJ*, **197**, 593.
Hill G., Adelman S.J., 1986, (eds. C.R. Cowley et al.) in "Upper Main Sequence Stars with Anomolues Abundances", Reidel, Dordrecht - Holland, p.209.
Hill G., Fisher W.A., 1986, *PDAO*, **16**, No.13.
Huang S.-S., Struve O., 1955, *ApJ*, **121**, 84.
Hubeny I., Lanz T., Jeffery C.S., 1994, *Daresbury Lab. New. Anal. Astron. Spectra*, **No.20**, p.30.
Humphreys R.M., Kudritzki R.P., Groth H.G., 1991, *A&A*, **245**, 593.
Ivanova Z.K., Lyubimkov L.S., 1988, *Izv. Krym. Astrofiz. Obs.*, **79**, 49.
Kubat J., 1996, (eds. S.J. Adelman, F. Kupka, W.W. Weiss), in "M.A.S.S. Model Atmospheres and Spectrum Synthesis", *ASP Conf.Ser.*, **Vol: 108**, p.165.
Kurucz R.L., Avrett E.H., 1981, *Smithsonian Astrophys. Obs. Spec. Rep.*, 391.
Kurucz R.L., 1995, (eds. S.J. Adelman, W.L. Wiese) in "Astrophysical Applications of Powerful New Databases", *ASP Conf.Ser.*, **Vol: 78**, p.205.
Lambert D.L., Hinkle K.H., Luck R.E., 1988, *ApJ*, **333**, 917.
Lamers H.J.G.L.M., Achmad L., 1994, *A&A*, **291**, 856.
Lennon D.J., Dufton D.L., 1986, *A&A*, **155**, 79.
Paddock G.F., 1935, *Lick Obs. Bull.*, **17**, 49.
Parthasarathy M., Lambert D.L., 1987, *Ap&AJ*, **8**, 51.
Rosendhal J.D., 1970, *ApJ*, **160**, 627.
Samedov Z.A., 1993, *Astron. Zh.*, **70**, 82.
Schild R., Peterson D.M., Oke J.B., 1971, *ApJ*, **166**, 95.
Schild R.E. 1977, *AJ*, **82**, 337.
Scuderi S., Bonanno G., Di Benedetto R., Spadora D., Panagia N., 1992, *ApJ*, **392**, 201.
Taffara N.S., 1966, *MSAI*, **37**, 401.
Tomkin J., Lambert D.L., 1994, *PASP*, **106**, 365.
Venn K.M., 1993, *ApJ*, **416**, 316.
Venn K.M., 1995a, *ApJS*, **99**, 659.
Venn K.M., 1995b, *ApJ*, **449**, 839.
Venn K.M., Lambert D.L., Lemke M., 1996, *A&A*, **307**, 849.
Verdugo E., Talevera A., 1994, (eds. L.A.Balona et al.) in "Pulsation, Rotation and Mass Loss in Early-type Stars", Reidel, Dordrecht, p.538.
Zverko J., 1971, *BAC*, **22**, 49.

MM Her'in Fotometrik Işık Değişimlerine Leke ve Fakulaların Katkısı

Serdar EVREN, Günay TAŞ, Cafer İBANOĞLU

Ege Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100 Bornova-İzmir
e-mail: sevren@astronomy.sci.ege.edu.tr

ÖZET: RS CVn türü örten çift MM Herculis 1997 gözlem sezonu içinde Ege Üniversitesi Gözlemevi'nin 48 cm. lik Cassegrain teleskobuyla B, V, R filtreleri kullanılarak 21 gece gözlenmiş ve ışık ve renk eğrileri elde edilmiştir. Sistemin parlaklığı ve rengindeki uzun dönemli değişimler 1976-1997 yılları arasında elde edilen 12 ışık ve renk eğrisinin incelenmesiyle ortaya çıkarılmıştır. B-V renk eğrilerindeki değişimlerin nedeninin yıldız lekelerini saran parlak fotosferik fakular yapılar olduğu sonucuna ulaşılmıştır. Sistem en sönük olduğunda, en mavidir. Daha soğuk bileşen üzerinde bulunan iki leke veya leke grubu için 5.8 ve 5.9 yıllık göç dönemleri bulunmuştur. Soğuk bileşen üzerinde 180° lik boylam farkı ile yerleşmiş olan lekeler birbirlerine yaklaşık 6 yıllık bir dönemle yaklaşıp uzaklaşırlar. Lekelerin birbirlerine yaklaştığı durumda ışık eğrilerinin genliği artar, sistemin ortalama parlaklığı azalır ve ortalama rengi daha mavi olur.

1. Giriş

RS CVn türü örten bir sistem olan MM Her, fotometrik olarak ilk Tsesevich (1954) tarafından gözlenmiş daha sonra Oliver (1974), Hall (1977), Popper (1980), Sowell et al. (1983) ve Evren (1985, 1987a,b) tarafından ışık değişimleri incelenmiştir. Sistem Imbert (1971) tarafından da tayfsal olarak çalışılmıştır. MM Her'in detaylı tarihçesi Evren (1985)'te verilmiştir. Tutulmalar dışında görülen dalga biçimi bozulmanın göç dönemi Sowell et al. (1983) tarafından 7.5 yıl, Evren (1987a) tarafından 3.57 yıl ve Heckert & Ordway (1995) tarafından 7.6 yıl olarak hesaplanmıştır. Sistemin baş minimumu Sowell et al. (1983) tarafından parçalı tutulma olarak elde edilirken, Evren (1985) iki saat süren bir tam tutulma gözlemiştir. Baş minimumun derinliğinin 1983-1985 yılları arasında sürekli azaldığını gösteren Evren (1987a) yan minimumdaki değişmenin çok belirgin olmadığını ifade etmiştir.

Bu araştırmada MM Her'in 1997 yılında elde edilen B, V, R gözlemleri yer almakta ve elde edilen ışık ve renk eğrilerinde (B-V, V-R) görülen değişimler ortaya konmaktadır. Bundan başka, diğer yıllarda yapılan gözlemlerin karşılaştırması yapılmakta ve fotometrik değişimlerin sonuçlarına yer verilmektedir. Ayrıca, 1976-1997 yılları arasında gözlenen her bir evrenin ışık ve renk değişimleri incelenerek yıldız fotosferinde görülen karanlık ve parlak bölgelerin ışık ve renge katkısı incelenmekte ve sistemin ortalama parlaklık ve renk değişimlerine etki eden faktörler ortaya konmaya çalışılmaktadır.

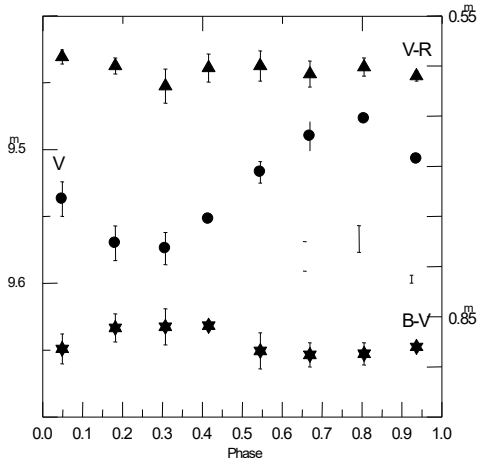
2. Gözlemler

MM Her (BD +22° 3245) sistemi Ege Üniversitesi Gözlemevi'nin 48 cm'lik Cassegrain tipi teleskobuyla 16 Temmuz-22 Eylül 1997 tarihleri arasında 21 gece boyunca B, V, R süzgeçlerinde gözlenmiş ve her süzgeç için 94 gözlem noktası elde edilmiştir. Gözlemlerde R4457 PMT (fototüp) kullanılmıştır. Daha önceki yıllarda olduğu gibi mukayese yıldızı olarak BD +21° 3274 ve denet yıldızı olarak BD +22° 3250 seçilmiş, gözlemler bu yıldızlara göre atmosfer dışına indirgenmiş ve mukayese yıldızının ışığının değişmediği saptanmıştır. Daha sonra mukayese yıldızının parlaklığı standart düzeneğe dönüştürülmüş ve kadir biriminde olmak üzere;

$V = 8.463 \pm 0.005,$
$B\text{-}V = 0.714 \pm 0.005,$
$V\text{-}R = 0.539 \pm 0.001$

değerleri bulunmuştur. Aynı mukayese yıldızını kullanan Sowell et al. (1983)'nın 1976-1980 yılları arasında elde ettiği gözlem değerleri IAU Commission 27-yayınlanmamış veri dosyası, sayı 110'dan ve 1983-1985 yıllarına ait gözlem verileri Evren (1986)'dan alınarak 1997 gözlemleriyle birlikte bu değerlere göre standartlaştırılmıştır. Sowell et al. (1983)'nın set C olarak geçen data seti farklı mukayeseye göre yapıldığından çalışmamıza dahil edilmemiştir. Sistemin ışık öğeleri,

$$\begin{array}{lll} \text{MinI=JD(Hel)} & 2445551.4336 + 7^{d}.960358*E \\ & \pm 4 \qquad\quad \pm 4 \end{array}$$



Şekil 1. MM Her'in 1997 yılında elde edilmiş ışık ve renk (B-V, V-R) eğrileri. Düşey çubuklar standart sapmaları temsil etmektedir.

Evren (1985)'den alınmış ve tüm gözlem noktalarına ilişkin hesaplamalarda bu değerler kullanılmıştır.

MM Her'in 1997 yılında elde edilen ortalama ışık ve renk eğrileri Şekil 1'de gösterilmektedir. Sistemin tutulmalar dışındaki parlaklık ve renk değişimleri ile bunların aralarındaki ilişki araştırılmak istendiğinden sistemin tutulma gösteren evreleri özellikle gözlenmemiştir. Aynı nedenle, ileri bölümlerde karşılaştırmalı olarak incelenen ışık eğrilerinde de tutulma gözlemleri dikkate alınmamıştır. Şekil 1'den görüldüğü gibi sistemin 1997 yılında V filtresinde elde edilen ortalama ışık eğrisi RS CVn türü yıldızların genel özelliği olan sinüs benzeri dalga biçimi bozulmayı çok belirgin olarak ortaya koyar. Sistemin ışığı yaklaşık 0.26 evrede bir minimum, 0.80 evrede bir maksimum gösterir. Işık eğrisinin genliği yaklaşık $0^m.1$ dir. Renk eğrileri incelendiğinde farklı iki durumla karşılaşılır. B-V renk eğrisi ışığın en az olduğu evrede maksimum yani mavileşme gösterirken V-R renk eğrisi kızıllaşma gösterir. B-V eğrisinin genliği 0.03 kadir, V-R eğrisinin genliği ise 0.02 kadirdir.

3. Fotometrik Değişimler

3.1. Işık ve Renk Eğrileri (1976-1985)

MM Her'in 1976 yılından 1985 yılına kadar yapılan B, V gözlemleri toplanmış standartlaştırılarak karşılaştırmalı olarak incelenmiştir. 1976-1980 (set A-K) yılları arasında yapılan gözlemler Sowell et al. (1983)'den, 1983-1985 yılları arasında yapılanlar ise Evren (1986)'dan alınmıştır. 1997 yılı dahil toplam 12 yıla ilişkin gözlem noktalarından ortalama ışık ve renk eğrileri elde edilmiştir. 1976-1985 ışık ve renk eğrileri "*free hand curve*" ile en iyi şekilde temsil edilmiş, her bir eğri üstünden 0.05 evre aralıklarıyla parlaklık ve renk değerleri okunmuştur. Dolayısıyla her bir evrede gözlem yapılmış gibi daha güvenilir eğriler oluşturulmuştur. Bu eğrilerden okunan fotometrik parametreler toplu olarak Çizelge 1'de verilmektedir. Çizelgenin birinci sütununda farklı kaynaklardan alınan data setleri; ikinci sütununda, gözlemlerin ortalama yıl değerleri verilmektedir. Üçüncü ve dördüncü sütunlarda V bandında elde edilen ışık eğrilerinin hatalarıyla birlikte ortalama ve minimum parlaklık değerleri, beşinci sütunda bu eğrilerin genlikleri verilmektedir. Çizelgenin 6. ve 7. sütunları, sistemin rengine ilişkin verileri içermektedir. Önce sistemin ortalama renk değerleri hataları ile birlikte verilmiştir. Daha sonraki ise sistemin en sönük görüldüğü evredeki renk değerleridir. 8. ve 9. sütunlarda ise ışık eğrilerindeki bozulmaları yaratan birinci ve ikinci lekelerin maksimum etkiyi yaptığı evreler gösterilmektedir. Son sütunda ise iki leke arasındaki evre farkları verilmiştir. Dikkat edilirse sistem 1978 (set G), 1980 (set J) ve 1997 yıllarında ikinci bir leke etkisine sahip değildir. Işık ve renk eğrileri incelendiğinde 1997 yılında elde ettiğimiz değişimlere benzer değişimler görülmüştür. Işık eğrilerinin minimum yaptığı evrelerde sistemin rengi (B-V) 0.02-0.04 kadir kadar mavileşmektedir. Örneğin set B, D, G, K ve

Çizelge 1. MM Her için Fotometrik Parametreler

Veri Seti	Ortalama Yıl	Ortalama Parlaklık (V mag)	Minimum Parlaklık (mag)	Genlik (mag)	Ortalama Renk (B-V)	Mavileşme (mag)	Leke 1	Leke 2	Fark
Set A	1976.49	9.531 ±0.015	9.562	0.052	0.899 ±0.002	0.903	0.00	0.45	0.45
Set B	1976.67	9.533 ±0.030	9.572	0.074	0.890 ±0.013	0.882	0.82	0.33	0.49
Set D	1977.45	9.519 ±0.042	9.589	0.130	0.866 ±0.015	0.853	0.72	0.05	0.33
Set F	1977.58	9.540 ±0.046	9.612	0.127	0.875 ±0.008	0.863	0.72	0.04	0.32
Set G	1978.40	9.522 ±0.040	9.567	0.108	0.880 ±0.008	0.865	0.68	-	-
Set H	1979.64	9.515 ±0.030	9.563	0.093	0.880 ±0.008	-	0.46	0.78	0.32
Set J	1980.24	9.510 ±0.039	9.572	0.112	0.884 ±0.011	0.875	0.32	-	-
Set K	1980.61	9.508 ±0.027	9.560	0.080	0.881 ±0.011	0.870	0.26	0.70	0.44
Evren	1983.54	9.537 ±0.042	9.600	0.135	0.849 ±0.015	0.853	0.74	0.20	0.46
Evren	1984.52	9.537 ±0.048	9.615	0.153	0.848 ±0.009	0.833	0.56	0.92	0.36
Evren	1985.56	9.541 ±0.055	9.623	0.158	0.847 ±0.012	0.831	0.41	0.77	0.36
Bu çalışma	1997.62	9.528 ±0.035	9.578	0.100	0.875 ±0.012	0.859	0.26	-	-

Set A-K: IAU Com.27 Veri Dosya No: 110 (Sowell et al. 1983); Evren: Evren (1986)

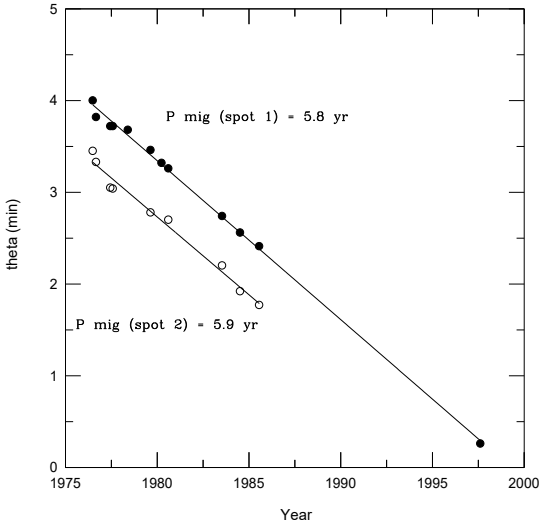
1983, 1984, 1985 gözlemlerinde bu durum daha belirgindir.

3.2. Göç Dönemi

Işık eğrilerinde görülen dalga benzeri bozulmaların minimun yaptığı evrelerin yıllara göre azalan evrelere kayarak göç etmesi, lekelerin yıldız yüzeyinde diferansiyel dönmeden dolayı eşleğe doğru hareketini açıklamaktadır. Üç ışık eğrisi dışındaki tüm eğrilerde iki leke veya leke grubunun etkisi görülmektedir. Bu lekelerden daha fazla ışık kaybını yaratan birinci leke olarak adlandırılırken, diğer ışık kayıplarının ikinci lekeden kaynaklandığı düşünülmektedir. Birinci ve ikinci lekelerin görüldüğü evrelerin yıllara göre değişimi Şekil 2'de gösterilmektedir. Değişimlere lineer fit uygulanarak aşağıdaki eşitlikler bulunmuştur;

1. Leke için θ_{min} = -0.173*(t-1900) + 17.21
   ±3 ±5
2. Leke için θ_{min} = -0.170*(t-1900) + 16.32
   ±9 ±9

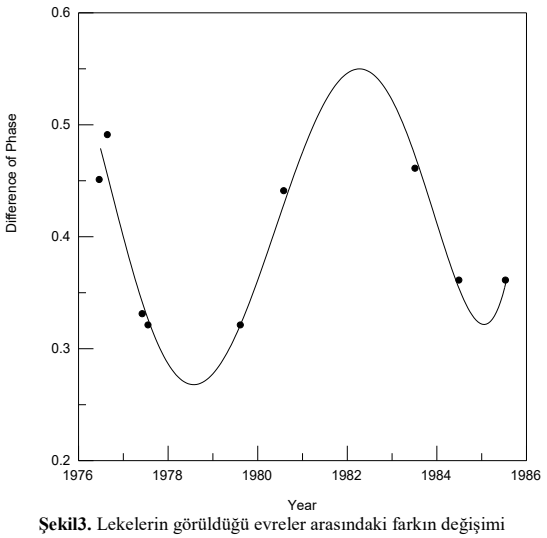
Bu eşitlikler kullanılarak yapılan hesaplamalar sonucunda 1. leke için 5.8 yıl, 2. leke için 5.9 yıllık bir göç dönemi bulunmuştur. Birbirlerine çok yakın olan bu değerler, farklı boylamlara yerleşmiş lekelerin aynı hızlarda eşleğe doğru hareket ettiklerini göstermektedir. Bulduğumuz bu değerler daha önce verilen değerlerden farklıdır. Sowell et al. (1983), Evren (1987a) ve Heckert& Ordway (1995) tarafından sırasıyla 7.5, 3.57 ve 7.6 yıl olarak verilen göç dönemi çalışmalarında 2. lekeye ilişkin bir göç döneminden hiç sözedilmemektedir. MM Her'in gözlenen minimum evreleri yaklaşık aynı eğimli iki doğru üzerinde sıralanmaktadır. Bu durum uzun-yaşamlı iki aktif boylam olarak tanımlanmaktadır. Benzer yapılar son zamanlarda EI Eri, II Peg, Sigma Gem ve HR 7275 üzerinde de bulunmuştur (Berdyugina&Tuominen, 1998).



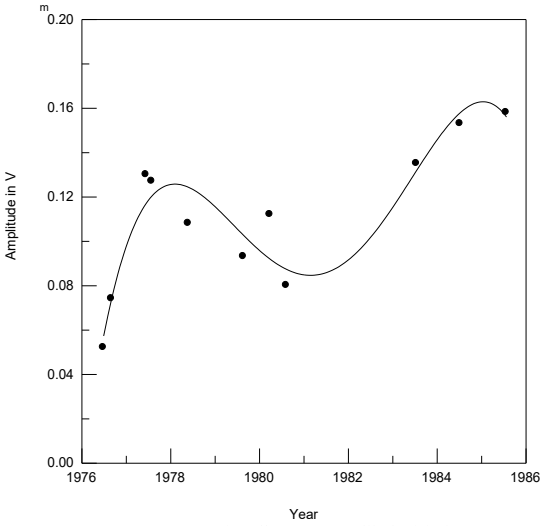
Şekil2. Leke 1 ve Leke 2 için göç eğrileri

3.3. Lekelerin Dağılımı ve Etkisi

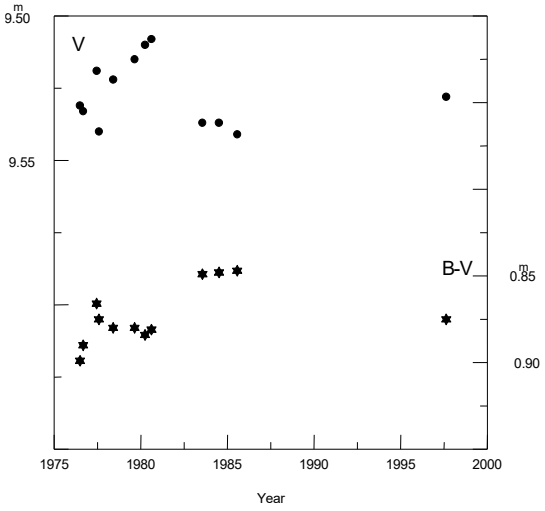
Soğuk yıldızın yüzeyine yerleştirilen lekelerin oluşum yerleri zaman içinde değişmektedir. MM Her'de görülen iki leke grubunun 1976-97 yılları arasında farklı evrelerde etkisini gösterdiğini bir önceki bölümde vermiştik. Acaba bu lekelerin görüldüğü evrelerden giderek, farklı boylamlara yerleşmiş leke gruplarının yıllar içinde birbirlerine göre hareketleri saptanabilir mi? Her bir leke grubunun görüldüğü evreler arasındaki farkın değişimi bize bu sorunun yanıtını verecektir. Eğer farklı boylamlara yerleşmiş leke grupları arasındaki evre farkı değişmiyorsa, lekeler yıldızın yüzeyinde aynı boylam farkını koruyarak yaşamlarını sürdüreceklerdir. Ancak, MM Her'de bu işlem yapıldığında leke gruplarının zamanla birbirlerine yaklaştıkları görülmüştür. Farklı boylamlarda yeralan leke gruplarının görüldüğü evreler arasındaki farkların yıllara göre değişimi Şekil 3'de gösterilmektedir. Şekilden görüldüğü gibi leke grupları 1978-79 yılları arasında ve 1985 yılında birbirlerine yaklaşık 0.3 evre (108°) kadar yaklaşmışlardır. 1976 ve 1982 yıllarında ise leke grupları birbirlerinden en uzak konumda 0.5 evre (180°) bulunurlar. Sinüs benzeri değişimin dönemi yaklaşık 6 yıldır ve bu değer lekelerin göç dönemleriyle uyuşmaktadır. Farklı enlemlere yerleşmiş lekeler diferansiyel dönmeden dolayı eşleğe doğru kayarlarken daha alt enleme yerleşmiş lekelerin eşleğe yaklaşımı daha çabuk olacağından, boylamsal yer değiştirmesi diğerine göre daha hızlı olacaktır.



Şekil3. Lekelerin görüldüğü evreler arasındaki farkın değişimi



Şekil4. MM Her' in yıllara göre genlik değişimi



Şekil5. MM Her'in ortalama parlaklık ve ortalama renk değişimi.

Dolayısıyla farklı enlemde ancak boylamsal olarak birbirlerine daha yakın iki leke grubu gözlenmiş olacaktır.

Leke gruplarının birbirlerine yaklaştıkları yıllarda ışık eğrilerindeki biçim değişikliği araştırıldığında önemli sonuçlara varılmıştır. Birincisi, leke guplarının birbirine yakın boylamlarda yerleştiği yıllarda, ışık eğrilerinin genliği artmaktadır. MM Her'in V bandında elde edilen ışık eğrilerinin yıllara göre genlik değişimi Şekil 4'de gösterilmektedir. 1977-1978 ve 1985 yıllarında genlik maksimum değerlere (sırasıyla 0.14 ve 0.16 kadir) ulaşırken 1982'de 0.06 kadirde kalmaktadır.

Aktif bölgelerin yakınlaşmasının ikinci etkisi sistemin ortalama parlaklığında bir değişime neden olmaktadır. MM Her'in yıllara göre ortalama parlaklık ve ortalama rengin değişimi Şekil 5'de gösterilmektedir. Sistem 1977-78 ve 1985 yıllarında en sönük olurken 1982' de en parlak görülmektedir; yani, leke gruplarının birbirine yakın olduğu yıllarda sistemin aktivitesi artmakta ve sistem daha sönük olarak görülmektedir. Bu durumda sistemin ortalama rengi incelenirse beklenenin tersine yaklaşık aynı yıllara denk gelen yerlerde ortalama parlaklıkla zıt yönlü bir renk değişimine rastlanır. Aktif bölgelerin yakınlaşması sistemin rengini mavileştir-mektedir. Sistem en sönükken en mavi, en parlakken ise en kırmızı görünmektedir. Bu durum lekeleri saran, fotosfere göre daha sıcak fakular yapının veya fakular networkün işleme sokulmasıyla anlaşılabilir.

4. Sonuçlar ve Tartışma

1997 yılında 21 gece boyunca B, V ve R filtrelerinde yapılan gözlemlerle sistemin ışık ve renk eğrileri elde edilmiş ve bu eğriler daha önce elde edilen ışık ve renk eğrileriyle topluca incelemeye alınarak sistemin tutulmalar dışına ait uzun dönemli ışık ve renk değişimleri ortaya konmuştur. Sistem, RS CVn türü yıldızların ışık eğrilerinde görülen dalga biçimi bozulmaları ortaya koyarken, birçok benzerinden farklı olarak ışık ve renk değişimlerinde eş yönlü değişim göstermemektedir. Sistemin ışık (V) eğrisinin genliği yaklaşık $0^m.1$ dir. B-V eğrisi, parlaklığın en az olduğu lekeli evrede $0^m.03$ bir mavileşme gösterirken V-R eğrisi aynı evrede $0^m.02$ kızıllaşma gösterir. Işık ve renk eğrilerinin genlikleri için bulunan değerler Henry et al. (1995) tarafından K0 IV civarındaki yıldızlar için önerilen değerlerle uyum içindedir. Eğer, ortalama parlaklık değişimi yüzey parlaklığındaki değişimin sonucu ise B-V'deki genlikler, V'deki genliklerin yaklaşık dörtte biri kadar olmalıdır. Sistemin ışığını azaltan bozucu etkiler eğer yalnız soğuk lekelerle ilişkili olsaydı, parlaklığın en az olduğu yerlerde rengin de kızıllaşması gerekirdi. Ancak, bu kızıllaşma yalnızca V-R eğrisinde görülmektedir. B-V'deki mavileşmenin nedeni soğuk lekelerle ilişkili olamaz. Güneş'de de görüldüğü gibi lekeleri saran, fotosfere göre daha sıcak bölgeler olarak adlandırılan fakulalar B-V renginde daha baskın olmaktadır. Diğer yıllarda elde edilen ışık ve renk eğrilerini de incelediğimizde gözden kaçan bu durumu görebiliyoruz. Işık eğrilerinin minimum yaptığı evrelerde sistemin B-V'si 0.02-0.04 mag kadar mavileşmektedir. Ne yazık ki bu yıllarda yapılan gözlemlerden V-R elde edilemediğinden kızıllaşmalar hakkında destek alamıyoruz. Geri-tür yıldızların ortalama renklerine kromosferik aktivitenin etkisi üzerine Amado ve Byrne (1997)'in yaptığı bir çalışmada aktif yıldızlarda görülen UV artığının kökeni üzerine öneriler sunulmaktadır. UV artığını üreten işlemlerin *flare*,

kromosferik salma, *x-ışın ardalan ısınması* ve *fakula* olabileceği üzerinde durulmaktadır. Fotosferden daha parlak ve daha sıcak olan fakulalar yıldızın rengini mavileştirir. Bu etki, daha düşük etkin sıcaklıklı yıldızlarda fakulalarla fotosfer arasında kontrast daha büyük olduğu için daha ileri düzeyde olur.

İncelediğimiz 12 ışık eğrisinden yalnız üçünde ikinci leke etkisine rastlanmazken diğer eğrilerde iki leke veya leke grubunun etkisinden kaynaklanan bozulmalara rastlanmaktadır. Birinci ve ikinci lekeler yıldızı diferansiyel dönmesinden dolayı azalan evrelere doğru sırasıyla 5.8 5.9 yıllık dönemlerle göç etmektedir. Daha önce yalnız birinci lekeye ilişkin yapılan göç dönemi çalışmalarında 7.5 yıl (Sowell et al., 1983), 3.57 yıl (Evren, 1987a) ve 7.6 yıl (Heckert & Ordway, 1995) bulunmuştur.

Farklı boylamlara yerleşmiş olan leke veya leke gruplarının yıllar boyunca yaptığı hareketler incelenmiş 1978.5 ve 1985 yıllarında bu lekelerin birbirlerine yaklaşık 0.3 evre kadar yaklaştıkları görülmüştür. 1976 ve 1982 yıllarında ise leke grupları birbirlerinden en uzak konumlarda (aralarındaki evre farkı 0.5) yeralmaktadır. Henry et al. (1995)'nın diğer kromosferik aktif yıldızların gözlemsel delillerinden giderek buldukları sonuca göre, yıldız lekelerinin oluşumu birbirlerinden 180° farklı boylamlar üzerinde olmaktadır. Bu durum uzun-yaşamlı, rigid yapılı aktif boylamların belirteci olarak kabul edilmektedir. Yıldız üstündeki kuadrantlar aktif, aktif olmayan, aktif ve aktif olmayan biçiminde sıralanmıştır. Diğer bir sonuca göre; eğer, aktif boylamlar bir çift sistemdeki merkezleri birleştiren çizgiye göre ayarlanmışsa bu rigid yapı durağan olarak kalır. Lekelerin birbirlerine göre yakınlaşmaları yaklaşık 6 yıllık bir dönemle değişme göstermektedir. Bu değişimin dönemi göç dönemiyle de yaklaşık eşittir. Leke gruplarının birbirlerine yaklaşmasını Aktif Bölgelerin Yakınlaşması (ABY) olarak tanımlarsak, ABY'nin sistemin ışık eğrilerine, ortalama parlaklık ve rengine etkisi aşağıdaki sonuçları bulmamızı sağlamıştır:

- Işık eğrilerinin genliği yaklaşık $0^m.08$ kadar artmaktadır.
- Sistem en sönük düzeye inmektedir.
- Sistem en mavi olmaktadır.

Böyle bir durumu ortaya koyan fotosferik yapı, lekeler ile fakulaların ortak etkisiyle açıklanabilir. Aktif bölgelerin yakınlaşmasıyla bu bölgeler arasında kurulan network yapı daha baskın olmaktadır. Dorren ve Guinan (1990)'nın aktif yıldız V711 Tauri üzerine yaptığı çalışmalarda da benzer sonuçlara rastlanmaktadır. V711 Tau' nun ortalama parlaklığı (V) azaldığında renk ölçeğinde mavileşme görülmektedir. Aynı zamanda aktivite düzeyini belirleyen kromosferik ve geçiş bölgesi çizgi salmaları en büyük olduğu zaman yıldız en parlak olmaktadır. Eğer, yıldız lekeleri parlaklık değişimine tek başına katkıda bulunsaydı zıt bir ilişki beklenirdi. Bu değişim, fotosferde görülen fakular yapıların yıldız ışığına ve rengine katkısına bağlanmaktadır. Foukal ve Lean (1986, 1988)'nin güneş ışınımına aktif bölge fakula ve fakular networkün katkısını ortaya koyması, aktif yıldızlarda görülen ışık ve renk değişimlerinin açıklanmasını kolaylaştırmaktadır. Güneş' in ışınım gücü değişimi karanık lekelerden ziyade parlak fotosferik yapılar olan fakulalar tarafından kontrol edilmektedir. Ortalama parlaklık ile renk arasındaki ilişki belirli evrelerin uzun dönemli değişimlerinde de görülmektedir. Bu evrelerin parlaklık ve renk değişimleri incelen-diğinde, sistem yaklaşık yan minimum evresinde (sıcak ve küçük yıldız bize göre öndeyken) $0^m.04$ kadar daha sönük ve $0^m.01$ kadar da daha mavi görünmektedir. Tutulmalarla ilgisi olmayan bu tür değişimler, ışık eğrilerinin minimum parlaklıkları ve bu parlaklıklara karşılık gelen renk değişimlerinin evreye göre değişimleri incelendiğinde de karşımıza çıkmaktadır. Bu değişimlere göre de sistem yaklaşık yan minimum civarında en sönük ve en mavi olmaktadır. Ayrıca, lekeler eğer 0.5 evrede görünüyorsa bu ışık eğrilerinin genliğinde de artış olmaktadır.

Sistemin özellikle 0.5 evre civarında yapılmış tayf çalışmalarına gereksinim vardır. İleride yapılacak fotometrik ve tayf çalışmaları MM Her'in gizemini daha iyi ortaya koyacaktır. Tayf çalışmaları lekeleri saran fakulaların varlığını ve yapısını da ortaya koyacaktır. Sistemin uzun süreli hassas UBVR ölçümleri parlaklık-renk ilişkisini daha iyi ortaya koyacaktır. Bu tür sistemlerin özellikle renk eğrilerinde düzensizlik gibi görünen değişimlerinde fakular yapının etkisi zor da olsa araştırılmalıdır. Işık ve renk eğrilerinde yalnız lekelerin değil leke-fakula ilişkisinin tek tek katkısı ortaya konabilirse, bu yapıların fotosferdeki dağılımları daha iyi anlaşılabilir.

Teşekkür: Bu çalışma üzerine yaptığı faydalı yorumlar için Prof.Dr. Zeynel Tunca'ya ve Doç.Dr. Rennan Pekünlü'ye ve gözlemlerde yardımları geçen tüm öğrencilerimize; çalışmayı destekleyen TÜBİTAK-BAYG ve Ege Üniversitesi Araştırma Fon Saymanlığı Başkanlığı'na teşekkür ederiz.

Kaynaklar

Amado P.J., Byrne P.B., 1997, *A&A*, **319**, 967

Berdyugina S.V., Tuominen I., 1998, *A&A*, **336**, L25
Dorren J.D., Guinan E.F., 1990, *ApJ*, **348**, 703
Evren S., 1985, *Ap&SS*, **108**, 113
Evren S., 1986, *Doktora Tezi*, Ege Üniversitesi, Bornova, İzmir
Evren S., 1987a, *Ap&SS*, **137**, 151
Evren S., 1987b, *Ap&SS*, **137**, 357
Foukal P., Lean J., 1986, *ApJ*, **302**, 826
Foukal P., Lean J., 1988, *ApJ*, **328**, 347
Hall D.S., Henry G.W., Burke E.W., Mullis J.L., 1977, *IBVS*, No.1311
Heckert P.A., Ordway J.I., 1995, *AJ*, **109**, 2169
Henry G.W., Eaton J.A., Hamer J., Hall D.S., 1995, *Ap&SS*, **229**, 185
Imbert M., 1971, *A&A*, **12**, 155
Oliver J.P., 1974, *Ph.D. Thesis*, University of California, Los Angeles
Popper D., 1980, *Ann.Rev.A&A*, **18**, 115
Sowell J.R., Hall D.S., Henry G.W., Burke E.W. Jr, Milone E.F., 1983, *Ap&SS*, **90**, 421
Tsesevich V.P., 1954, *Odessa Ivz.*, **4**, Part 2, 116

Sigma Gem Sisteminin Morötesi Tayflarının Analizi

Fehmi EKMEKÇİ, Osman KARAKUŞ

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

ÖZET: Sigma Gem'in 1979-1986 yılları arasında gözlenmiş ve NEWSIPS ile indirgenmiş olan IUE tayfları IDL programı aracılığıyla NASA IUE arşivinden elde edildi. Bu tayflarda belirlenen kromosferik ve geçiş-bölgesi salma çizgilerinin toplam akı değerleri ile eşdeğer genişliklerinin zamana ve yörünge evresine bağlı değişimleri incelendi. Bu değişimlerin fotometrik ışık eğrisi değişimleri ile karşılaştırılması sonucunda aralarında uyumlu bir ilişkinin bulunduğu görüldü. Diğer bir değimle sistemin leke etkinliği ile moröte akı değişimi arasında bir ilişkinin varolduğu gösterilebilmiştir. Ayrıca Beta Gem yıldızının moröte tayflarına göre Sigma Gem sisteminde moröte artığına ilişkin bir kanıt bulunamadı. Mg II çizgilerinden sistemin radyal hız eğrisi incelenerek sistemin yörünge parametreleri e=0, P=19.605 gün, K=35.2 km/s, Vo=48.9 km/s ve To=2445972.4 şeklinde elde edilmiştir.

U Cep Örten Çift Yıldızının Dönem Analizi

Ahmet DEVLEN

Ege Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100 Bornova-İZMİR
e-mail: devlen@bornova.ege.edu.tr

ÖZET: U Cephei örten çift yıldızının Minimum zamanları literatürden toplandı ve Ege Üniversitesi Gözlemevi'nde yapılan fotoelektrik gözlemlerden bulunan minimum zamanları da eklenerek (O-C) analizi yapıldı ve dönem değişimi hesaplandı. (O-C) eğrisine bir parabol ve onun üzerine binmiş küçük genlikli bir sinüs eğrisi fit edildi. Işık eğrilerinin analizi devam etmektedir.

1. Sistemin Dönem Analizi

Newton çekim kanununa göre fiziksel olarak birbirine bağlı olan ve ortak kütle merkezi etrafında kepler denklemine uygun olarak yörünge hareketi yapan iki yıldızdan oluşmuş sistemlere çift yıldız diyoruz. Yörünge düzleminin, gözlemcinin bakış doğrultusuyla yaptığı açı ve sistemi oluşturan yıldızların bileşenler arası uzaklık cinsinden yarıçaplarına bağlı olarak; $\left|\sin(90-i)\right| \le \frac{R_1+R_2}{a}$ koşulunu sağlayan çift yıldızlarda, yıldızların birbirlerini örtmesi sonucu tutulmalar meydana gelir ve dönemli ışık değişimleri oluşur. Bu dönem genellikle çift yıldız sisteminin yörünge dönemiyle çakışıktır. Bu tür sistemeler örtme ve örtülme olaylarından ve ışık değişiminden dolayı örten değişen yıldızlar olarak adlandırılır.

Sistemin gözlenen parlaklığının zamana göre değişimi bize ışık eğrisini verir. Elde edilen ışık eğrisinde ışık kaybının en fazla olduğu tutulma baş minimum, diğerine ise yan minimum adı verilir (sistemi oluşturan yıldızların fiziksel özelliklerine bağlı olarak minimum derinlikleri eşit de olabilir). Gözlenen minimum ortasındaki zaman Minimum Zamanı olarak adlandırılır.

Sistemin yörünge dönemi (P) ve iyi belirlenmiş, bir baş minimumdan geçme zamanı (T_0: Epok) biliniyorsa minimum zamanları,

$$C = T_0 + P \times E \qquad (1)$$

denklemiyle önceden tahmin edilebilir. Burada E: çevrim sayısı olup baş minimum için tamsayı, yan minimum içinse E+0.5 alınır. P ve T_0 sistemin ışık elemanları olarak adlandırılır. Fakat sistemin yörünge döneminin her hangi bir nedenle değişmesi halinde hesaplanan minimum zamanı gözlemle elde edilen minimum zamanıyla uyuşmaz. Gözlenen minimum zamanı-Hesaplanan minimum zamanı (O-C) değerlerini yeteri kadar çok sayıda elde edilirse, bu farklar kullanılarak olası dönem değişimleri incelenebilir. Elde edilen (O-C) farkları çevrim sayısına göre (E) işaretlendiğinde elde edilen grafiğe (O-C) grafiği adı verilir. (O-C) analizini yaparak sistemin ışık elemanlarındaki düzeltmeleri bulabiliriz. Kısa zaman ralıkları için (O-C) değişimini doğrusal kabul edebiliriz ve $(O-C)= \Delta T_0+\Delta P\times E$ denkleminden en küçük kareler yöntemiyle ΔT_0 ve ΔP düzeltmelerini bulabiliriz. Burada ΔT_0 minimum zamanını belirleme hatasıdır ve genellikle çok küçüktür. ΔP düzeltmesi ise dönemin (P) belirlenmesindeki hatayı ve aynı zamanda dönemin zaman içindeki değişimini de içerir. ΔE aralığının çok uzun olması halinde (O-C) değişimi doğrusallıktan ayrılır ve P değişiminin (O-C) eğrisindeki toplam etkisi

$$O-C = \Delta T_0 + \sum_{i=0}^{E-1}(E-i)\Delta P_{(i+1)} \qquad (2)$$

denklemiyle verilebilir. Bu durumda sürekli olduğu varsayılan *(O-C)* değişimini n. dereceden ortogonal polinomlarla ifade edebiliriz;

$$O-C = \Delta T(E) = \sum_{j=0}^{n} c_j \left(\frac{E}{c}\right)^j \qquad (3)$$

açılımını dikkate alırsak, burada c sabiti $|E/c|<1$ şekilde baştan seçilen bir sabittir. Belli bir E değeri için dönem, E çevriminin süresi olur;

$$P(E)=O(E)-O(E-1)=P_e+\Delta T(E)-\Delta T(E-1) \qquad (4)$$

burada P_e referans dönemidir. Çevrim başına dönem değişimi ise,

$$\left(\frac{dP}{dE}\right) = \sum_{j=0}^{n-1} \frac{(j+1)c_{j+1}}{c}\left[\left(\frac{E}{c}\right)^j - \left(\frac{E-1}{c}\right)^j\right] \qquad (5)$$

olur. E_1 ve E_2 çevrimleri arasındaki toplam dönem değişimi

$$\Delta P = \Delta T(E) - 2\Delta T(E-1) + \Delta T(E-2) \qquad (6)$$

olur.

Eğer (O-C) parabol ise (2) denklemi aşağıdaki gibi olur;

$$O - C = c_1 + c_2 E + c_3 E^2 \qquad (7)$$

Buradan;

$$\frac{d(O-C)}{dE} = c_2 + 2c_3 E \qquad (8)$$

$$\Delta P = \frac{d^2(O-C)}{dE^2} = \frac{dP}{dE} = 2c_3 \qquad (9)$$

olur. Buradan da anlaşılacağı gibi (O-C) değişiminin parabol olması halinde dönem değişimi sabittir.

Örten çift yıldızlarda (O-C) değişimleri doğru, parabol, sinüs eğrisi veya bunların farklı kombinasyonları olabilir. Bu durumda genel (O-C) denklemi;

$$(O-C) = c_1 + c_2 E + c_3 E^2 + \sum_{j=0}^{n} c_{sj} \sin\left[2\pi \frac{E - T_{sj}}{P_{sj}} - \frac{\pi}{2}\right] \qquad (10)$$

olur. Dönem değişimi bir çok fiziksel olaylara bağlanabilir; eksen dönmesi, n.cisim varlığı, enerji kaybı, manyetik etkinlik, kütle aktarımı ve sistemden kütle kaybı gibi. Son iki olayı göz önüne alacak olursak; eğer sistemde açısal momentum korunumu geçerliyse, o zaman $\dot{M}_1 = -\dot{M}_2$ olur ve dönem değişimi

$\frac{\Delta P}{P} = 3\frac{M_1 - M_2}{M_1 + M_2}\Delta M_1$ olur.

Eğer kütle aktarımı yoksa fakat sistemden madde kaçıyorsa, o zaman

$$\frac{\Delta P}{P} = 3\frac{2x-1}{x(1-x)}\frac{\Delta M}{M}$$

olur. Burada $x = q/(1+q)$ ve M çiftin toplam kütlesidir (Shore et al, 1994).

U Cephei (HD 005679=BD+81º0025=SAO 000168, B8Ve+G8III, P=2^d.493) tam tutulma gösteren Algol türü örten çift yıldızdır. Uzun yıllardır yapılan ışık ölçüm ve tayfsal gözlemleri (ışık eğrilerindeki ve tayflarındaki anormallikler), sürekli fakat oldukça değişken bir kütle aktarımı olduğunu göstermektedir. Kütle aktarımını gerçek zaman ölçeğinde inceleyebileceğimiz çok nadir, kısadönemli bir sistemdir (Burnett et al, 1993). U Cep bir kaç yıllık zaman dilimi içinde dahi düzensiz dönem değişimleri gösterdiğinden ışık öğelerinin sıkça belirlemek gerekmektedir.

U Cep sisteminin ortalama olarak çevrim başına dönem değişimi $\Delta P/P = 4.3\times10^{-9}$ alınabilir. Gözlenen (dP/P) değerleri $dM_1/dt = 1.76\times10^{-6}$ $M_\odot$/yıl'lık kütle aktarımı vermiştir (Shore et al, 1994).

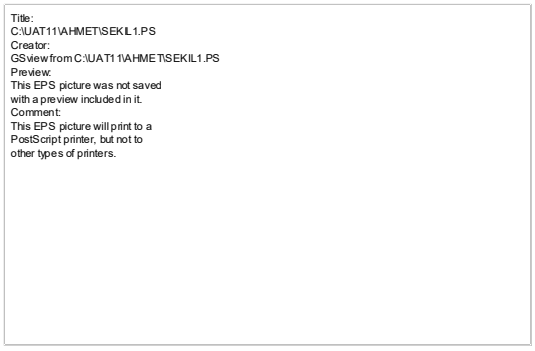
Burnett et al. (1993) ve Rafert et al. (1991) dan alınan parametreleri aşağıdaki tabloda gösterilmiştir.

	Burnett et al. (1993)	Rafert et al. (1991)
A	13.60 $R_\odot$	15.5 $R_\odot$
I	86°.3	82°.24
Q	0.522	0.663
Ω_1	6.69	6.98
Ω_2	2.92	3.17
T_1	11250 °K	11250 °K
T_2	4980 °K	4533 °K

Burnett et al. (1993) den alınan kütleler:

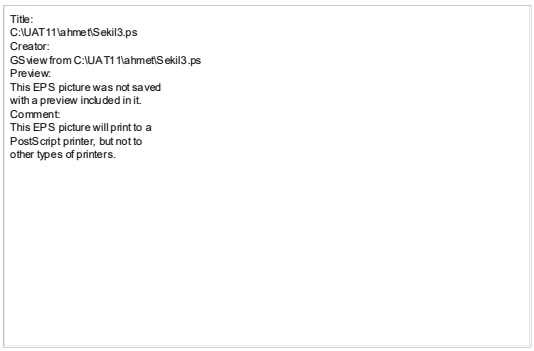
	Fotometrik	Tayfsal
M_1	3.57 $M_\odot$	4.04 $M_\odot$
M_2	1.86 $M_\odot$	2.5 $M_\odot$

U Cep örten çift yıldızının (O-C) eğrisine çizildiği zaman kolları yukarı doğru olan ve küçük salınımlar gösteren bir parabol görülmektedir. Minimum zamanları literatürden toplandı, Ege Üniversitesi Gözlemevi'nde 1996 yılında ve 1998 yılında gözlenmiş olan minimum zamanları da eklendi ve (O-C) analizi yapıldı. (O-C) eğrisine önce bir parabol fit edildi. Farklar çizdirildiğinde sinüs benzeri bir değişim olduğu görüldü ve parabol üzerine binmiş bir sinüs eğrisi fit edildi. Şekil 1. parabol ve onun üzerine binmiş bir sinüs eğrisi fitini göstermektedir. Şekil 2. (O-C) eğrisinden parabolü çıkarttığımız zaman kalan farklara uygulanan sinüs fitini göstermektedir. Şekil 3. ise parabol ve sinüs fitinin teorik eğrisinin (O-C) eğrisinden farkları göstermektedir. (O-C)



Şekil 1.

Şekil 2.



Şekil 3.

analizine başlarken aşağıdaki ışık öğeleri kullanılmıştır (Burnett et al., 1993);

HJD(I)=2438291.4481+2.49308010*E

Analiz sonuçları aşağıdadır:

Parametre	Analiz sonucu	Hatası
T_0	2438291.51088	0.00023
P	2.493019998	0.000000048
asin *i*	808312953.64	740231.41
e	0.047	0.001
w	-6.055	0.003
n	0.000355	0.000001
T_s	2440170.06	56.65

U Cephei sistemindeki bu dönem değişimi kütle aktarımı ve 3. bir cismin varlığını işaret etmektedir.

Kaynaklar

Batten A.H.,1973, *Binary and Multiple Systems of Stars.*

Burnett B.J, Etzel P.B., Olson E.C., 1993, *AJ*, **106**, 1627

Rafert J.B., Markworth N.L., 1991, *ApJ*, **377**, 278

Shore S.N., Livio M., van den Heuvel E.P.J., 1994, *Interacting Binaries,* p.41.

HV Aqr (BD-03°5183) Örten Değişen Çift Yıldızının Dönem ve Işık Eğrisi Analizi*

Birol GÜROL ve İ. Ethem DERMAN

A.Ü.F.F. Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 06100, Tandoğan-ANKARA
e-mail: birol@astro1.science.ankara.edu.tr

ÖZET: HV Aqr (BD-03°5183) sistemi, A.Ü. Ahlatlıbel Gözlemevi'nde 1994, 1995 ve 1998 yıllarında B ve V renklerinde olmak üzere toplam 11 gece gözlemi yapılmıştır. Literatürden ve gözlemlerimizden elde edilen 28 adet minimum zamanı kullanılarak yeni ışık elemanları hesaplanmıştır. Wilson-Devinney-1992 programının Macintosh sürümü kullanılarak ışık eğrisi analizi yapılmış ve sonuçları verilmiştir.

1. Giriş:

İlk defa Hutton (1992), küçük gezegenlerin dönme dönemleri ile ilgili yaptığı bir çalışmada, kullandığı mukayese yıldızının (GSC5198.0659, BD-03°5183, $V=9^m.8$, $\alpha_{2000}=21^h21^d24^s.9$, $\delta_{2000}=-3°09'38".4$) ışığında değişim olduğunu görmüştür. Çalışmasında bu sistemin değişim türü ve dönemi hakkında bir bilgi vermemiştir. Fakat sistemin $(B-V)=0.70\pm0.065$ renk ölçeğini hesaplayarak sistemin tayf türünün G5 olabileceğini belirtmiştir.

Daha sonra Schirmer & Geyer (1992), sistemin W UMa türü ışık değişimi gösterdiğini belirtmiştir. İkinci minimumda iken sistemin parlaklığının 0.37 kadir kadar azaldığı ve tutulmanın parçalı olduğu belirtilmiştir. Aynı araştırmacılar, sistemin ışık eğrisinin biçiminin ve minimum derinliklerinin 40 gün içerisinde yaklaşık 0.04 kadir kadar değişim gösterdiğini ortaya koymuşlardır. Transit şeklinde oluşan birinci minimumun derinliği, yaklaşık 0.40 kadir kadardır. Tutulmalar dışındaki ışık değişiminin (özellikle birinci minimumdan önce ve sonra ve ikinci minimumdan sonra) yaklaşık 0.05 kadir olduğu ve bileşen yıldızların özellikle *İç Langrange Noktası* (L_1) yöresinde güçlü kromosferik aktivitelerin gösterilebileceği belirtilmiştir. Sistemin X-ışın dalgaboylarında da gözlenmesinin yararlı olacağı düşünülmektedir.

Schirmer & Geyer (1992), gözledikleri toplam 7 adet ikinci minimum ve 2 adet birinci minimum zamanlarını kullanarak, aşağıdaki ışık elemanını vermişlerdir:

$$\text{Min II} = \text{HJD } 2448840.4548 + 0^d.374460 \cdot E$$

Robb (1992), HV Aqr sistemini CCD ile gözlemiş ve değişen yıldız ile mukayese yıldızının görüntülerinde farklılıkların bulunduğunu görmüştür. CCD görüntülerinde ortaya çıkan bu farklılık nedeniyle tekrar ayrıntılı bir inceleme yaparak, değişen yıldızının kuzey-batı yönünde sönük başka bir yıldızın (bileşenin) bulunduğunu görmüştür. Bu sönük bileşenin, HV Aqr sisteminden yaklaşık $5".2\pm0.2"$ uzaklığında ve $321°\pm2°$ pozisyon açısına ve değişen yıldızından yaklaşık $3^m.9\pm0^m.2$ kadir daha sönük olduğu hesaplanmıştır. Gözlemler sırasında filtre kullanılmadığı için sönük olan bu bileşenin standart sisteme dönüşümü yapılamamıştır.

Chambliss (1992), W UMa türü sistemlerin birden fazla yıldız gruplarından oluşan sistemlerin parçaları olduklarını belirttiğinden, bu sistemin çoklu yıldız sisteminden oluşabileceği muhtemeldir. Fakat bu tür sistemlerde dönem değişimlerinin gözlenebilmesi için yüzlerce yılın geçmesi gerekmektedir. Bu nedenle bu sistemin çoklu bir sistem olup olmadığının ispatı gelecekteki gözlemlerle ispatlanabilir.

Robb (1992), gözlemlerinden hesapladıkları minimum zamanlarını kullanarak bu sistem için yeni ışık elemanını aşağıdaki şekilde vermiştir:

$$\text{Min I} = \text{HJD } 2448835.7736(3) + 0^d.374479(7) \cdot E$$

Işık eğrilerinde ikinci minimumda görülen düzlük ve küçük genlik nedeniyle, sistemin küçük kütle oranına ve yörünge eğim açısının da büyük olması gerektiği ortaya çıkmaktadır. Hill & Rucinski (1992)'nin LIGHT analiz programı kullanılarak R ve V bandlarında yapılan analizler sonucunda, R bandı için $i=78°.3$, $q=0.146$ ve $f=0.475$ (doldurma oranı) ve V bandı için $i=78°.2$, $q=0.164$ ve $f=0.49$ sonuçlarını elde etmişlerdir. Bu analizleri sırasında Robb (1992), bileşen yıldızların sıcaklıklarını $T=6500°K$ olarak

* Bu çalışma A.Ü. Araştırma Fonu 96-25-00-11 kod numaralı proje kapsamında gerçekleştirilmiştir.

(Hutton (1992)'ın verdiği (B-V) renk ölçeği değerine uygun gelecek şekilde) almıştır. Bu sıcaklıktaki yıldızlar konvektif zarfa sahiptir bu nedenle ışık eğrisi analizlerinde çekimsel kararma sabiti *g*=0.32 ve yansıma katsayısı A=0.5 olarak alınmıştır. Üçüncü ışık etkisi dikkate alınmamıştır, neden olarak üçüncü bileşenden kaynaklanan etkinin küçük olduğu ve ışık eğrisine belirli bir sabit olarak katkıda bulunduğu düşünülmektedir. Ayrıca ışık eğrisinin maksimumunda görülen asimetrik yapının yıldız yüzeyindeki lekelerden kaynaklanabileceğini belirtmiştir.

W UMa türü sistemler genellikle A ve W-türü sistemler olmak üzere ikiye ayrılır. BD-03°5183 sistemi, düşük *kütle oranı* (*q*) ve yüksek *doldurma oranı* (*f*) nedeniyle, A-türü sistemlere dahil olduğunu işaret etmektedir. Hutton (1992)'ın elde ettiği 0.63 ile 0.78 aralığındaki renk ölçeği değerleri için yapılan kızarma düzeltmesinin ardından, bu sistemin G0'dan daha geç tayf sınıfına dahil olduğu ortaya çıkmaktadır. A-türü değişim gösteren ve W-türü renk özelliklerine sahip tek örnek HV Aqr sistemi değildir. Aynı özelliklere sahip bir baska sistem, FG Hya sistemidir. Bu sistemde, alışılmışın dışında bir leke dağılımının bulunduğu ve bu nedenle bozulmuş ışık eğrisine bakarak A-türü bir sistem olduğu kabul edilmektedir. A-türü değen sistemlerin G0 tayf sınıfından daha sıcak sistemler olması beklenmektedir.

Daha sonra Kazarovets & Samus (1993), BD-03°5183 örten değişen çift yıldızının değişken ismini HV Aqr olarak belirlemişlerdir.

2. Gözlemler:

HV Aqr örten değişen çift yıldızına ait gözlemsel veriler, Ankara Üniversitesi Ahlatlıbel Gözlemevi'nde (Enlem=39°46'.641, Boylam= 32°46'.251) bulunan 30 cm çaplı Maksutov teleskopuna bağlı OPTEC SSP-5A fotometre başlığı kullanılarak yapılmıştır. Bu fotometre başlığında bulunan filtreler standart Johnson UBV sistemine çok yakındır.

Gözlemsel veriler A.Ü. Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü elemanlarından Z. Müyesseroğlu tarafından hazırlanan *AUPEOBS* isimli gözlem programı kullanılarak doğrudan bilgisayar ortamına aktarılmıştır. Gözlemlere ilişkin zamanlar Güneş merkezine indirgenmiştir. Gözlem gecelerine ait atmosferik sönümleme etkileri, mukayese yıldızı olarak kullanılan yıldızın verileri kullanılarak, Hardie (1959, 1962) yöntemi kullanılarak belirlenmiştir. Her gözlem gecesi için sönümleme katsayısı hesaplanmasına rağmen, gözlemsel verilerin sönümleme katsayılarını hesaplamak için yetersiz olduğu durumlarda, araştırmacı tarafından Ahlatlıbel Gözlemevi için hazırlanan "Ahlatlıbel Rasathanesinde Sönümleme Katsayılarının Mevsimsel Değişiminin İncelemesi" adlı yüksek lisans tezinde belirlenen mevsimsel sönümleme katsayıları kullanılmıştır (Gürol, 1992). Gecelik veya mevsimsel sönümleme katsayıları kullanılarak gözlemler atmosfer dışına indirgenmiş ve Δm (Δm=Değişen–Mukayese parlaklık değerleri) şeklinde diferansiyel parlaklık değerleri hesaplanmıştır.

HV Aqr örten değişen sistemi, Ankara Üniversitesi Ahlatlıbel Gözlemevi'nde, 1994 yılında 6, 1995 yılında 1 ve 1998 yılında 4 olmak üzere toplam 11 gece gözlenmiştir. Bu gözlemlere ilişkin bilgiler Çizelge 1'de verilmiştir.

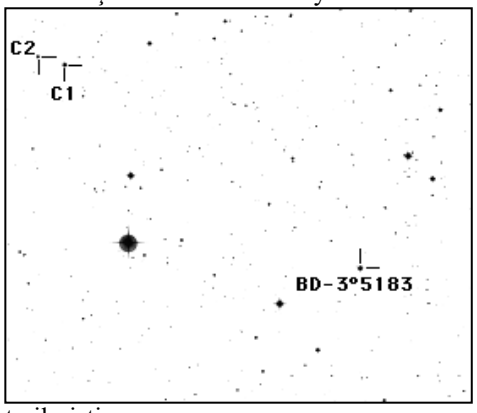
Gözlemler sırasında kullanılan mukayese ve denet yıldızları, Hutton (1992)'ın gözlemlerinde kullanılan yıldızlar ile aynıdır. Bu yıldızlara ilişkin bilgiler aşağıda verilmiştir:

Yıldız	Yıldız Adı	α (1950)	δ (1950)
Mukayese Yıldızı (C1)	GSC5199.00616	$21^{sa}20^{dk}07^{s}.775$	-3°08'49".470
Denet Yıldızı (C2)	GSC5199.00693	$21^{sa}20^{dk}15^{s}.014$	-3°08'17".191

Çizelge 1: HV Aqr sisteminin Ahlatlıbel Gözlemevi'nde yapılan gözlemlerine ilişkin bilgileri.

Gözlem Tarihi	Nokta Sayısı	Filtre	Gözlemci
06.09.94	195	BV	BG
10.09.94	73	BV	HY
13.09.94	127	BV	BG
29.10.94	49	BV	BG
29.08.95	91	BV	BG
04.09.95	109	BV	BG
14.10.95	65	BV	BG
17.08.98	182	BV	BG
19.08.98	201	BV	BG
22.08.98	54	BV	BG
23.08.98	182	BV	BG
Toplam:	1328		

Değişen, mukayese ve denet yıldızlarının konumları Şekil 1'de verilen yıldız haritasında gösterilmiştir.



Şekil 1: BD-3°5183 (HV Aqr), C1: Mukayese ve C2: Denet yıldızlarının yıldız haritasındaki konumları.

1994, 1995 ve 1998 yılları arasında Ankara Üniversitesi Ahlatlıbel Gözlemevi'nde yapılan gözlemlerin analizi sonucunda, Shirmer & Geyer (1992)'in verdiği ışık elemanlarının hatalı olduğu görülmüştür. Bu nedenle kendi gözlemlerimizden elde edilen minimum zamanları ve literatürden bulunan minimum zamanları kullanılarak yeni ışık elamanları hesaplanmıştır. Literatürde bulunan minimum zamanları Çizelge 2'de verilmiştir.

Çizelge 2: HV Aqr sistemi için literatürden elde edilen minimum zamanları ve diğer parametreleri.

Min. Zamanı HJD2400000+	**Min Türü**	**E**	**(O-C) gün**	**Kaynak**
48842.5161	1	18	0.0019	Schirmer & Geyer (1992)
48883.3281	1	127	-0.0043	…
48840.4544	2	12.5	-0.0002	…
48841.5749	2	15.5	-0.0031	…
48843.4507	2	20.5	0.0003	…
48850.5641	2	39.5	-0.0014	…
48862.5514	2	71.5	0.0026	…
48882.3932	2	124.5	-0.0030	…
48883.5173	2	127.5	-0.0024	…
48835.7737	1	0	0.0001	Robb (1992)
48844.7616	1	24	0.0005	…
48844.9481	2	24.5	-0.0002	…
48845.8848	1	27	0.0003	…
48852.8126	2	45.5	0.0002	…
48853.9351	2	48.5	-0.0007	…
48858.8033	2	61.5	-0.0008	…
48859.7404	1	64	0.0001	…
48859.9275	2	64.5	0.0000	…
48866.8560	1	83	0.0006	…

1994-1998 yılları arasında gözlemlerimizden hesaplanan minimum zamanları, bu minimum zamanlarına ilişkin standart hata değerleri, minimum türü, çevrim sayısı ve (O-C) değerleri Çizelge 3'de verilmiştir. Toplam 4 adet I. minimum ve 5 adet II minimum zamanından oluşan minimum zamanları, Kwee&van Woerden (1956) yöntemi kullanılarak hesaplanmıştır.

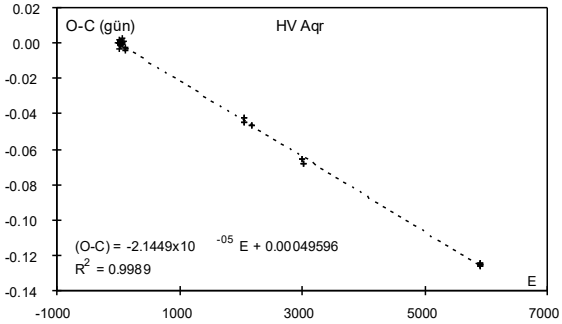
Çizelge 3: Gözlemlerimizden hesaplanan minimum zamanları ve bu zamanlara ilişkin diger parametreler.

Min. Zamanı HJD2400000+	**±σ**	**Min Türü**	**E**	**(O-C) gün**
49606.4063	±0.000188	1	2058	-0.0451
49609.4052	±0.000298	1	2066	-0.0420
49655.2743	±0.000191	2	2188.5	-0.0466
49959.3326	±0.000320	2	3000.5	-0.0652
49965.3216	±0.000495	2	3016.5	-0.0679
51043.3881	±0.000365	2	5895.5	-0.1265
51045.4495	±0.000331	1	5901	-0.1247
51048.4447	±0.000472	1	5909	-0.1253
51049.3806	±0.000186	2	5911.5	-0.1256

Şekil 2'de Schirmer&Geyer (1992) tarafından verilen ışık elemanları (T_o=2448835.77360 P=0^d.374479) kullanılarak hesaplanan (O-C) değişimini görülmektedir. Şekil 2'den de görülebileceği gibi (O-C) değişimi doğrusal bir yapıda olup, doğrudan T_o ve/veya P'nin hatalı olarak seçilmesinden kaynaklanmaktadır.

En Küçük Kareler Yöntemi yardımıyla Şekil 2'de görülen noktalardan geçen en iyi doğrunun denklemi, aşağıdaki şekilde standart hataları ile birlikte hesaplanmıştır.

$$(O\text{-}C) = -0.000021449 \cdot E + 0.00049596$$
$$\pm 0.000000142 \qquad \pm 0.0003518$$

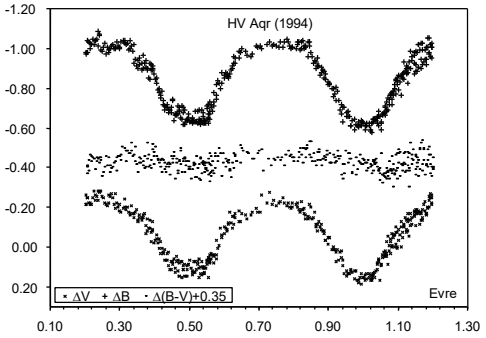


Şekil 2: Schirmer&Geyer (1992) tarafından verilen ışık elemanları kullanılarak hesaplanan (O-C) değişimi.

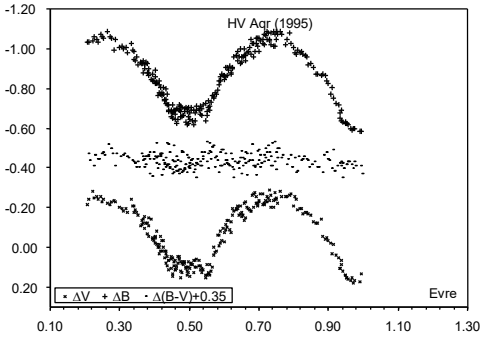
Yapılan doğru fit'inin uyumunu gösteren korelasyon katsayısı R^2=0.9989 olarak hesaplanmıştır. Bu değer, yapılan fit'in yüksek derecede uyumlu olduğunu göstermektedir. Schirmer & Geyer (1992) tarafından verilen ışık elemanları düzeltilerek aşağıdaki şekilde hesaplanmıştır.

$$\text{HJD Min I} = 2448835.77409596 + 0^d.37445755 \cdot E$$

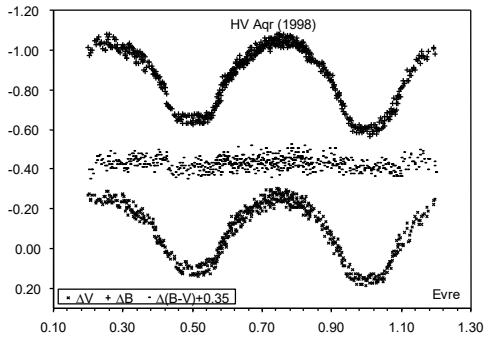
Gözlemlerimiz, yukarıda verilen yeni ışık elemanları kullanılarak tekrar evrelendirilmiş ve Şekil 3a, b ve c'de sırasıyla 1994, 1995 ve 1998 yıllarına ait ışık eğrileri olarak gösterilmiştir.



Şekil 3a: HV Aqr örten değişen çift yıldızının 1994 yılında yapılan gözlemleri.

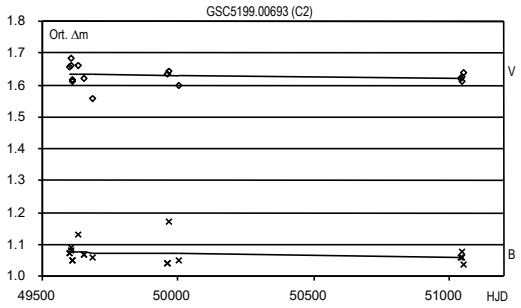


Şekil 3b: HV Aqr örten değişen çift yıldızının 1995 yılında yapılan gözlemleri.



Şekil 3c: HV Aqr örten değişen çift yıldızının 1998 yılında yapılan gözlemleri.

Gözlemlerde, GSC5199.00693 (Denet) yıldızı 1994 yılında 31, 1995 yılında 18 ve 1998 yılında 40 nokta olmak üzere toplam 89 gözlemi yapılmıştır. Denet yıldızının gecelik ortalama parlaklık değerlerinin değişimi Şekil 4'de B ve V renkleri için aynı şekil üzerinde verilmiştir. Şekil 4 incelendiğinde denet yıldızının gözlemlerimiz süresince parlaklığında önemli bir değişim göstermediği görülmüştür.



Şekil 4: GSC5199.00693 (Denet) yıldızının V ve B bandlarına ait gecelik ortalama diferansiyel parlaklık değerlerinin zamana göre değişimi.

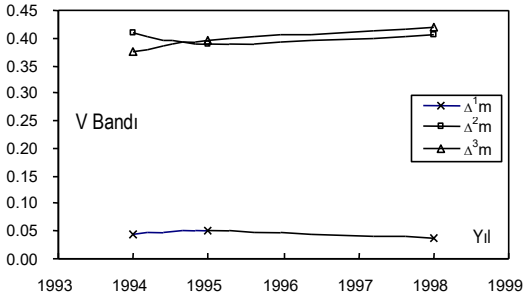
Denet yıldızının gözlemsel verilerinin incelenmesi sonucu gecelik ortalama parlaklık değerlerinin gözlemler süresince, V bandında -0.00000915±0.00001197 ve B bandında -0.00001167±0.00001392 eğimiyle değiştiği hesaplanmıştır. Eğimde görülen hata miktarlarının denet yıldızında gecelik ortalama parlaklık değerlerinde bir değişimin meydana gelmediği söylenebilir. Yapılan doğrusal fit'ten olan farkların kareleri toplamı incelendiğinde, hata değerlerinin V bandı için ±0.0132 ve B bandı için ±0.0179 olduğu görülmektedir.

1994, 1995 ve 1998 yıllarında yapılan gözlemlerden, ışık eğrilerimizin birbirleri ile karşılaştırılabilmek ve daha sonraki çalışmalarda yararlı olacağı düşüncesiyle, Δ^1m: I. Min ile II. Min arasındaki parlaklık farkı, Δ^2m: I. Min ile I. Max arasındaki parlaklık farkı ve Δ^3m: I. Min ile II. Max parlaklıkları arasındaki fark değerleri Çizelge 4'de verilmiştir.

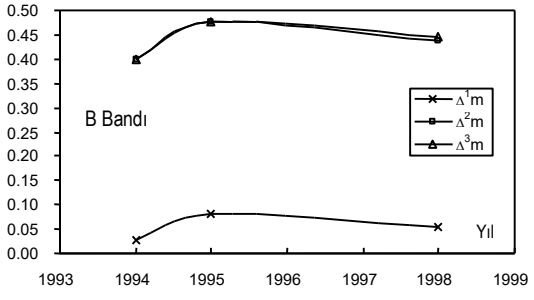
Çizelge 4: HV Aqr yıldızının yıllara göre gözlenen ışık seviyelerinin değişimi.

Filtre	Yıl	Δ^1m	Δ^2m	Δ^3m
V	1994	0.044	0.408	0.375
	1995	0.049	0.390	0.397
	1998	0.037	0.406	0.420
B	1994	0.025	0.400	0.399
	1995	0.083	0.476	0.475
	1998	0.054	0.439	0.445

Çizelge 4'de hesaplanan değerler Şekil 5a ve b'de grafiksel olarak gösterilmiştir. B bandına ait gözlemlerimizdeki değişim V bandına ait gözlemlerimize göre daha fazla çıkmıştır. Birinci minimumun derinliği daha önceki araştırmacıların bulduğu gibi 0.40 kadir yöresinde olduğu görülmektedir. 1994 yılında yapılan gözlemlerimizde saçılmanın fazla olması Şekil 5b'de görülmekte olan değişimin doğru olup olmadığı problemini ortaya çıkarmaktadır. Şayet bu yıla ait gözlemlerimizin bulunmadığı kabul edilirse görülebileceği gibi ışık seviyeleri arasında önemli bir farkın bulunmadığı söylenebilir. Bu nedenle HV Aqr sistemi için elde ettiğimiz gözlemlerimizden, ışık düzeylerinde gerçek bir değişimin olup olmadığını söylemek şu an için mümkün olamamaktadır. Gelecekte yapılacak daha iyi gözlemler ile bu problemi ortadan kaldırılabilir.



Şekil 5a: V bandındaki ışık düzeylerinin yıllara göre değişimi.



Şekil 5b: B bandındaki ışık düzeylerinin yıllara göre değişimi.

2. Işık Eğrilerinin Wilson-Devinney Programı ile Analizi

Toplam 1328 gözlem noktasından oluşan gözlemlerimiz kullanılarak önce 0.02 evre aralığı artımıyla 50 adet gözlemsel ortalama parlaklık değerleri hesaplanmıştır. Hesaplanan bu gözlemsel ortalama parlaklık değerleri kullanılarak gözlemler 0.25 evresine bilinen yöntemler ile normalize edilmiştir. Gözlemsel ortalama parlaklık değerleri hesaplanırken, ortalamaya giren gözlemsel nokta sayıları dikkate alınarak herbir normalize edilmiş noktanın ağırlıklandırılması yapılmıştır.

HV Aqr sistemi için elde edilen ışık eğrisi incelendiğinde, minimum derinliklerinin birbirine yakın olması nedeniyle bileşen yıldızlarının sıcaklıklarının birbirine yakın olması gerektiği görülebilir. Işık eğrisinin biçimi, sistemin W UMa türü olduğu ve bu tür sistemlerde bileşen yıldızların henüz anakolu terketmemiş yıldızlar olduğu bilinmektedir (Wilson, 1994). Ayrıca birinci minimum, ikinci minimumdan daha derin ve ikinci minimumun tam tutulma olduğu söylenebilir. HV Aqr sisteminin, W UMa türü sistemlerden A-türü alt sınıfına ait olduğu Pringle & Wade (1985) tarafından belirtilmiştir. A-türü W UMa sistemlerde, birinci minimumda iken büyük kütleli baş yıldızın örtüldüğü bilinmektedir. Bileşen yıldızların yarıçaplarına göre bakıldığında, birinci minimumda iken küçük yıldız önde, büyük yıldız arkada bulunmalıdır.

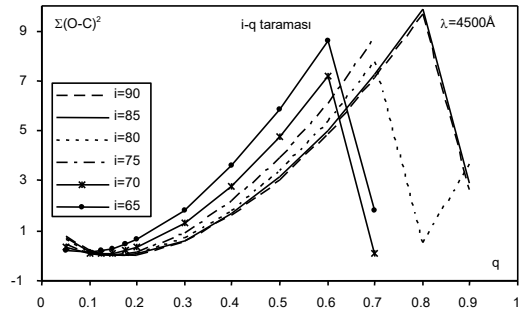
Hutton (1992), HV Aqr sisteminin renk ölçeğinin (B-V)=0.70 olduğunu vermiştir. Bu renk ölçeğine sahip sistemlerin tayf türleri G5 ile G8 arasında ve sıcaklıkları ise 5500 ile 5600 arasında değişmektedir (Zombeck, 1990). Hill & Rucinski (1992), bu sistemin G5 tayf türünden olduğunu ve analizlerinde (B-V)=0.70 için 6500°K sıcaklık değerinin uygun olduğunu kabul etmişlerdir. Bizim belirlediğimiz ve Hill & Rucinski (1992)'nin seçtiği sıcaklık değerlerine göre, Van Hamme (1993)'ın tablolarından alınan *Kenar Kararma Katsayıları* aşağıdaki gibidir:

log g_1=5.0 için (Güneş kompozisyonuna sahip yıldızlar için)

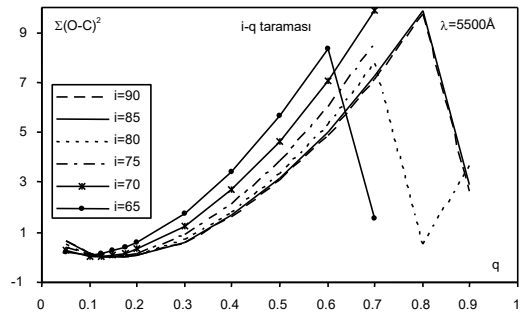
	$T_1=T_2$=6500°K			$T_1=T_2$=5500°K		
Filtre	Lineer Yasa	Logaritmik Yasa		Lineer Yasa	Logaritmik Yasa	
	x	x	y	x	x	y
B	0.637	0.804	0.251	0.778	0.846	0.102
V	0.523	0.712	0.284	0.646	0.779	0.199

Her iki sıcaklık değeri dikkate alındığında bileşen yıldızların konvektif atmosfere sahip oldukları görülmektedir. Konvektif atmosfere sahip yıldızlar için kabul edilen *g* çekimsel kararma sabiti 0.32 olarak alınmıştır. Rafert & Twigg (1980), W UMa türü çift yıldızlar için yaptıkları istatistiki incelemede A-türü sistemler için *g* çekimsel kararma sabitinin ortalama olarak 0.28 olduğunu bulmuşlardır. Konvektif atmosfere sahip yıldızlar için Albedo katsayısı 0.5 (Rucinski,1973) olarak alınmıştır. Rafert & Twigg (1980) ise gözlemsel olarak bu değerin 0.56 olduğunu yaptıkları istatistiki çalışmalarında vermişlerdir.

HV Aqr sistemi için *q* kütle oranı için başlangıç değeri olarak, Hill & Rucinski (1992)'nin analizleri sonucunda buldukları 0.146 ve 0.164'ün ortalaması olan 0.155 değeri alınmıştır. Belirlenen başlangıç parametreleri kullanılarak *LC* programı kullanılarak kabaca gözlemsel ışık eğrisini üretebilecek ışınımgücü (L_1+L_2) değerleri belirlenmiştir. Elde edilen bu başlangıç değerleri *DC* programında başlangıç girdi parametreleri olarak alınmış ve değişik kütle oranı değerlerine göre farklı yörünge eğim açısı değerleri için teorik ve gözlemsel ışık eğrileri arasındaki fark kareleri toplamları hesaplanmıştır. Şekil 6a ve b'de B ve V bandları için bu analizler sonucunda elde edilen *i-q* parametrelerinin değişimi görülmektedir.



Şekil 6a: B bandı için elde edilen i-q taraması sonucu.



Şekil 6b: V bandı için elde edilen i-q taraması sonucu.

Şekil 6a ve b incelendiğinde kütle oranı değerinin $0.1<q<0.2$ arasında ve yörünge eğim açısının $75°<i<90°$ arasında en küçük değere ulaştığı görülmektedir. $q>0.7$ için fark kareleri toplamının küçük bir aralıkta minimuma ulaştığı görülmesine rağmen, bu sonucun A-türü W UMa sistemleri için uygun olmadığı bilinmektedir

(Wilson, 1994). A-türü W UMa sistemlerinde bileşen yıldızların fazla değen sistemler olduğu öne sürülmektedir (Wilson, 1994). Bu tartışmalar ışığında *q* kütle oranı değeri başlangıç girdi değeri olarak 0.15 seçilmiştir.

3. Işık Eğrisi Analizi ve Sonuçları

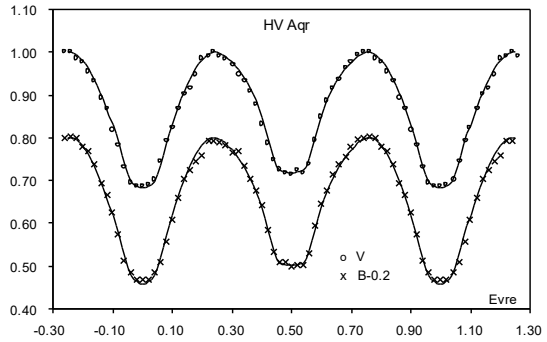
HV Aqr sisteminin değen sistem (contact) olması nedeniyle, bu tür sistemler için Wilson-Devinney programında Mode 6 sınırlaması seçilmiştir. Maceroni et al. (1985), ışık eğrisi analizlerinde, Ω_1 potansiyeli ile *q* kütle oranı arasında doğrusal bir ilişkinin bulunduğunu ve yine Ω_1 potansiyeli ile L_1 arasında hemen hemen lineer bir ilişkinin olduğu belirlenmiştir. Fakat, Mod 6'da Ω_1, Ω_2 ve L_2 parametreleri serbest bırakılamadığı için temel parametreler olan *i*, *q*, L_1, T_1, T_2 arasında diferansiyel düzeltme işlemleri yapılmıştır. Yapılan analizler sonucunda ışık eğrilerinde görülen minimum derinliklerini ayarlamakta güçlük çıkmaktadır. Mode 6 sınırlaması kullanıldığında minimum derinliklerini ayarlayabilmek için teorik parametreler olan g_1, g_2, A_1, A_2, x_1, x_2 parametreleri üzerinde diferansiyel düzeltme işlemi ve/veya yıldız yüzeylerine leke yerleştirilmesi dışında başka bir yöntem bulunmamaktadır.

Teorik olarak belirlenen parametreler değiştirilmeden yapılan diferansiyel düzeltme işlemleri sonucunda, gözlemsel ışık eğrimiz ile teorik ışık eğrisi arasındaki uyumun belirli bir hata değerinin altına inemediği görülmüştür. Bu nedenle teorik parametreler arasında çeşitli gruplar oluşturarak (örn. L_1, T_1, g_2 gibi) çözümün daha iyiye gidip gitmediğine bakılmıştır. Teorik parametreler üzerinde yapılan düzeltmeler sonucunda, gözlemsel ışık eğrimiz ile teorik ışık eğrimiz arasında uyumun son derece iyileştiği görülmüştür. Şekil 7'de bu çalışma sonucunda yapılan çözümün uyumu görülmektedir.

Teorik olarak belirlenen g_1, g_2 çekimsel kararma sabitleri sırasıyla 1.210 ve 0.816 ve A_1, A_2 yansıma katsayıları ise 0.001 ve 0.560 olarak alındığında en iyi fark kareleri toplamı değerine ulaşıldığı görülmüştür. Çekimsel kararma sabitleri teorik olarak konvektif katmanlı yıldızlar için 0.32 değerinden oldukça farklıdır. Kenar kararma sabitleri de teorik olarak belirlenen sabitlerden daha büyük çıkmıştır.

Analizler sonucunda fark kareleri toplamı değerleri, V bandı için $\sum(O-C)^2=0.0069$ ve B bandı için $\sum(O-C)^2=0.0039$ değerlerine ulaşılmıştır. Bu değerler, yapılan fit'in gözlemsel veriler ile iyi bir uyum sağladığını göstermektedir.

Çizelge 5'de HV Aqr sistemi için Wilson-Devinney programının Macintosh sürümü kullanılarak hesaplanan analiz sonuçları verilmiştir. Sistemin bileşenlerinin sıcaklıkları 6165°K ve 5858°K olarak elde edilmiştir. Bu sıcaklık değerlerine karşılık baş bileşen için F8 ve yoldaş bileşen için G1 tayf türleri uygun gelmektedir (Zombeck, 1990).



Şekil 7: HV Aqr sisteminin ışık eğrisi analizi sonucunda elde edilen teorik ışık eğrisi. B bandına ait gözlemlerden 0.2 değeri çıkarılarak her iki ışık eğrisinin aynı grafik üzerinde görünmesi sağlanmıştır.

Çizelge 5: HV Aqr yıldızı için elde edilen çözüm parametreleri.

Yıldız: HV Aqr Türü: EW Mod: 6		
Karakteristik Özellikleri	1. Yıldız	2. Yıldız
Yörünge Eğim Açısı (i°)	81.084	
Kütle Oranı (q)	0.17355	
Ω Potansiyeli	2.1656	2.1656
Değme derecesi (f)	-0.00037	-0.00037
Sıcaklık (°K)	6165	5858
Çekim parametresi (g)	1.210	0.816
Albedo Katsayısı	0.001*	0.560*
Etkin Dalgaboyu (Å):	5500	
- ışınımgücü (L)	10.9815	1.7826
- kenar kararması (x)	1.000	1.000
Etkin Dalgaboyu (Å):	4500	
- ışınımgücü (L)	11.2544	1.7430
- kenar kararması (x)	0.893	0.821
r(pole)	0.497469	0.223527
r(point)	0.671059	0.328738
r(side)	0.543564	0.232455
r(back)	0.565261	0.264602
Ortalama yarıçap	0.53542	0.24018
Yüzey alanı	3.62410	0.73697
Hacim	0.64317	0.05850
Ω_{inner} Kritik yüzeyi	2.165558	
Ω_{outer} Kritik yüzeyi	2.054159	
C_{inner} Kritik yüzeyi	3.712552	
C_{outer} Kritik yüzeyi	3.712552	
L_1 Langrange noktası	0.671215	
L_2 Langrange noktası	1.418011	
Dönem (Gün)	$0^{d}.37445755$	
$T_{minimum}$	2448835.77409596	
Sağaçıklık (α)	$21^{sa}18^{dk}49^{sn}$	
Dikaçıklık (δ)	-03° 22'.4	
V_o(km sn^{-1})	-	
K (km sn^{-1})	-	-

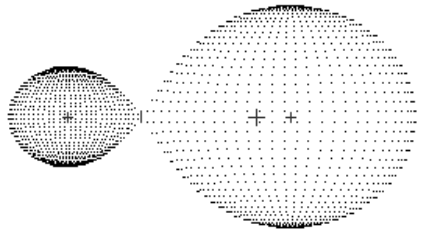
*Teorik olarak bu sistem için uygun olan albedo değerleri kullanıldığında yapılan fit'in iyi olmaması nedeniyle teorik parametrelerin diferansiyel düzeltmeye sokulması sonucunda elde edilen değerlerdir.

Bileşen yıldızların sıcaklık değerlerine göre sistemi oluşturan yıldızların tayf türleri F7+G2 olarak hesaplanmıştır (Harmanec, 1988). Bu tayf türlerine karşılık gelen kütle, yarıçap ve bolometrik parlaklık değerleri Harmanec

(1988)'in vermiş olduğu denklemler yardımıyla aşağıdaki şekilde hesaplanmıştır.

Mutlak Parametreler	1. Yıldız	2. Yıldız
Tayf Türü	F7	G2
Kütle (Güneş Kütlesi)	1.24	1.14
Yarıçap (Güneş Yarıçapı)	1.33	1.23
Bolometrik Parlaklık	3.794	4.179

Şekil 7'de, Çizelge 4'de verilen parametreler kullanılarak *Binarymaker* programı yardımıyla çizilen sistemin geometrik şekli gösterilmiştir. Bileşenlerin L_1 Langrange noktasında birbirlerine değdikleri ve A-türü W UMa türü sistemlerin özelliği olan baş bileşenin daha büyük olduğu görülmektedir.



Şekil 7: HV Aqr sisteminin geometrik şekli.

3. Sonuç

Bu çalışma neticesinde A.Ü. Ahlatlıbel Gözlemevi'nde toplam 3 yıl gözlemleri yapılan HV Aqr sisteminin analizi yapılmış ve bu analizler sonucunda sisteme ilişkin yeni ışık elemanları ve sistemin geometrik ve fiziksel parametreleri hesaplanmıştır. (O-C) değişiminden sisteme fiziksel olarak bağlı üçüncü bir cisimden kaynaklanan bir değişim olduğuna dair bir belirti bulunamamıştır.

Analizler sonucunda HV Aqr sisteminin F7+G2 tayf türüne sahip iki yıldızdan oluştuğu hesaplanmıştır. Sistemin gözlenen ışık eğrilerinde özellikle minimumlar yöresinde saçılmaların fazla olması minimum derinliklerinin belirlenmesinde güçlük yaratmaktadır. Her üç yıl için elde edilen gözlemlerden, ışık seviyelerinde önemli bir değişikliğin olduğuna dair belirti görülememiştir. Gelecekte yapılacak gözlemler ile sisteme fiziksel olarak bağlı üçüncü bir bileşeninin olup olmadığı belirlenebilir. Bu nedenle bu yıldızın gözlemlerinin devam etmesi ve ışık eğrisi analizlerinin yapılmasında yarar olduğu kanısındayız.

HV Aqr sisteminin gözlemleri sırasında gözlemlere yardımcı olan bölüm elemanlarımızdan Kutluay Yüce ve Sayın Ayvur Akalın'a ve bu çalışmanın gerçekleştirilmesinde katkıda bulunan A.Ü. Araştırma Fonu'na teşekkür ederiz.

Kaynaklar:

Chambliss, C.R., 1992, *PASP*, **104**, 663.
Gürol, B., 1992, Yüksek Lisans Tezi (A.Ü. Fen Bilimleri Enst.)
Hardie, R.H., 1959, *ApJ*, **130**, 663.
Hardie, R.H., 1962, In Astronomical Techniques, (ed. Hiltner, N.A) Chicago: University of Chicago Press. Illinois.
Harmanec, P., 1988, *BAC*., **39**, 329.
Hill, G., Rucinski, S.M., 1992, paper for IAU Commision 42, IAU General Assemly 1991.
Hutton, R.G., 1992, *IAU-IBVS*, No.3723.
Kazarovets, E.V., Samus, N.N., 1993, *IAU-IBVS,* No.4140.
Kwee, K.K. & van Woerden, H., 1956, *BAN*, **12**, 327.
Maceroni, C., Milano, L., Russo, G., 1985, *MNRAS*, **217**, 843.
Pringle, J.E., Wade, R.A., 1985, Interacting Binary Stars, Cambridge Univ. Press, Cambridge. p.105.
Rafert, J.B., Twigg, L.W., 1980, *MNRAS*, **193**, 79.
Robb, R.M., 1992, *IAU-IBVS*, No.3798.
Rucinski, S.M., 1973, *AcA*, **23**, 79.
Schirmer, J., Geyer, E.H., 1992, *IAU-IBVS*, No.3785.
Van Hamme, W., 1993, *AJ*, **106** (5).
Wilson, R.E., 1994, *PASP*, **106**, No.703.
Zombeck, M.V., 1990, Handbook of space astronomy and astrophysics, Second Edition, Cambridge University Press, Cambridge, p.68-69.

V505 Sagittarii Örten Çift Yıldızının Işıkölçümü ve Dönem Analizi

Ömür ÇAKIRLI, Cafer İBANOĞLU, Ömer L. DEĞİRMENCİ
EgeÜniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100, Bornova-İZMİR.
e-mail: cakirli@astronomy.sci.ege.edu.tr

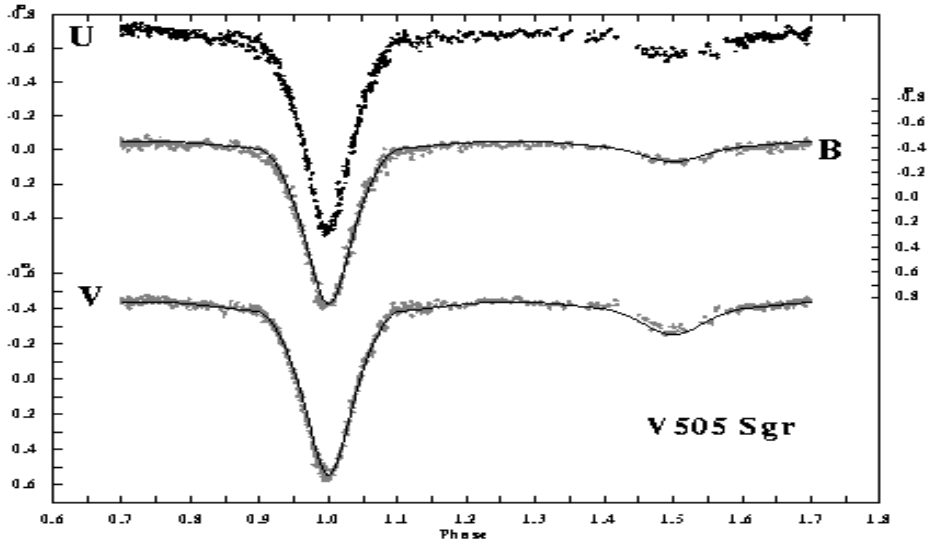
ÖZET: Bu çalışmada; V505 Sagittarii örten çift yıldızının fotoelektrik ışıkölçümü (Johnson'ın UBV filtrelerinde) ile elde edilen ışık eğrileri verilmektedir. B ve V ışık eğrilerinin analizi Wilson-Devinney programı ile yapılmıştır. B ve V süzgeçlerinde üçüncü cismin toplam parlaklığa katkısı %2.62 ve %3.36 bulunmuştur. Yapılan hesaplamalarla üçüncü cismin renk ve parlaklık değerleri 0m.46 ve 4m.00 olarak elde edilmiştir. Yeni elde edilen ve literatürden toplanan minimu zamanlarının analizi sonucunda üçüncü cisme ilişkin yörünge öğeleri bulunmuştur. Üçüncü cismin ikili cisim etrafında çizdiği yörüngenin yarı-büyük eksen uzunluğu 18 AB, yörünge dönemi 38.13 yıl'dır. Bulunan değerler yapılan tayfsal çalışmalarla uyum içersindedir.

1. Giriş

V505 Sgr (HD 187949=HR 7571) dizgesi A2V+G4IV tayf türü bileşenlerden oluşan Algol türü bir örten çift yıldızdır. V505 Sgr'nin değişen bir yıldız olduğu Hoffmeister (1934) tarafından 1933 yılında Sonneberg fotoğrafik tarama plakları ile bulunmuştur. Oosterhoff (1950) ilk ışık eğrisini elde etmiş, Kwee (1953) tarafından yayınlamıştır. Dizgenin ilk tayfsal gözlemini Popper (1949) yapmış ve dikine hız eğrilerinin çözümünden yörüngenin salt boyutlarını belirlemiştir. Dizgedeki üçüncü cisimin varlığı ilk kez McAlister ve ark. (1987a,b) tarafından speckle girişimölçer gözlemleriyle bulunmuştur. Tomkin (1992), iki bileşenin çizgilerine ek olarak F7V türü üçüncü bir yıldızın çizgisine rastlamış ve bunun McAlister ve ark.'nın speckle girişimölçeri ile belirlediği görsel bileşene ilişkin olduğunu söylemiştir. Yine bu çalışmada Tomkin çiftin kütlelerini M_1=2.20 $M_\odot$ ve M_2=1.15 $M_\odot$ olarak belirlemiştir.

Chambliss ve ark. (1993) sistemin dönem değişimi üzerine çalışma yapmışlardır. Çok net olmayan bir değişimle temsil edilen O-C eğrisinden sistemde bir dönem değişimi olduğunu ve bunun da üçüncü cisimden kaynaklandığını söylemişlerdir. Yetersiz fotoelektrik veriye rağmen Mayer (1997) bu analizi yenilemiştir. Mayer bu çalışmada, elips biçiminde bir yörünge (e=0.77) önermiş, üçüncü bileşenin döneminin 38 yıl olduğunu bulmuş ve üçüncü bileşenin yörünge ögelerine ilişkin yeni elemanlar vermiştir.

Bu çalışmanın amacı, elde edilen B ve V ışık eğrilerini analiz ederek bileşenlerin fiziksel



Şekil 1. V505 Sgr'nin UBV süzgeçlerinde elde edilen ışık eğrileri ve BV süzgeçlerindeki ışık eğrilerinin Wilson-Devinney Programı kullanılarak hesaplanan kuramsal eğrileri

parametrelerini belirlemek ve gözlemlerden elde edilen minimum zamanlarını literatürden toplananlarla birleştirerek sistemdeki dönem değişimini irdelemektir.

2. Gözlemler ve Işık Eğrilerinin Analizi

V505 Sagittarii; 1998 yılı Temmuz, Ağustos ve Eylül ayları süresince 15 gece Ege Üniversitesi Rasathanesi'nin 48 cm.'lik Cassegrain türü teleskobu kullanılarak Johnson'ın UBV süzgeçlerinde gözlenmiştir. Gözlemler boyunca toplam 2500 nokta elde edilmiştir. Mukayese yıldızı olarak daha önceki araştırmacılar tarafından kullanılan HD187644 (BD-15°5484) yıldızı kullanılmıştır. Diferansiyel gözlemler atmosferik sönümlenme etkisinden arındırılmıştır. Evre hesabı;

Min I = JD (Hel) 24 50999.3118+1^{g}.182868927E

elemanları ile hesaplanmıştır. Elde edilen ışık eğrileri Şekil 1'de verilmiştir.

V505 Sagittarii'nin Ege Üniversitesi Rasathanesi'nde elde edilen UBV ışık eğrilerinden B ve V süzgeçlerine ait olanları Wilson-Devinney (1972) Programı ile analiz edilmiştir. Bu analiz sonuçları Çizelge 1'de verilmektedir. Analiz sonucunda üçüncü cismin ışık eğrilerine yaptığı katkı ve üçüncü cismin; M_3 (B)=5^{m}.10, M_3 (V)=4^{m}.64 ve F6V tayf türünden bir yıldız olduğu bulunmuştur. Bu sonuçlar daha önce Walker (1993) tarafından verilen üçüncü cisme ait parlaklık ve tayf türü (M_3 (B)=4^{m}.49, M_3 (V)=4^{m}.00 ve F6V) ile uyum içersindedir.

3. Dönem Analizi ve Sonuçlar

V505 Sagittarii'nin gözlemleri boyunca UBV süzgeçlerinde toplam 12 adet yeni minimum zamanı elde edilmiştir. Dizgenin örten çift özelliğinin bulunuşundan bu yana gözlemlerle elde edilen minimum zamanları literatürden toplananlarla birlikte E sayılarına göre işaretlenerek Şekil 2'de gösterilmiştir. Şekil 2'de yatay eksen E sayılarını düşey eksen ise Chambliss ve ark. (1993) tarafından verilen;

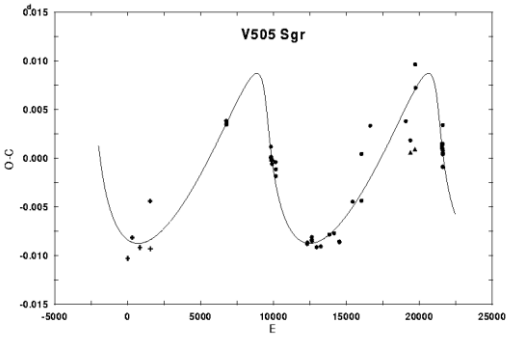
Min I = JD (Hel) 24 33490.4870+1^{g}.18286794E

ögeleriyle hesaplanan tutulma zamanları ile gözlemle bulunan zamanlar arasındaki farkları göstermektedir.

Gözlenen ile hesaplanan tutulma zamanları arasındaki farkların zamana gore değişimi 0^{g}.0087 yarı genlikli asimetrik bir sinüs eğrisine

Çizelge 1. V505 Sagittarii'nin çözüm sonuçları (Wilson-Devinney, Mode5)

Öğeler	B	V
i	79°.97±0°.17	
χ_1	0.63	0.50
χ_2	0.98	0.63
G_1	1.00	
G_2	0.40	
T_1	9070 K	
T_2	5466±28 K	
A_1	1.0	
A_2	0.5	
Ω_1	4.0395±0.0210	
Ω_2	2.9141	
Q	0.52	
L_1	0.841±0.027	0.782±0.028
L_2	0.133	0.182
L_3	0.026±0.002	0.036±0.002
σ	0.0104	



Şekil 2. V505 Sgr'nin kuramsal ve gözlemsel (O-C) değişimi.

benzemektedir. Bu tür bir O-C değişimini eksen dönmesi ya da üçüncü cisim etkisi oluşturabilir. Ancak *Algol* türü etkileşen çift yıldızlarda yörünge daireseldir. V505 Sgr'nin dikine hız eğrilerinin analizi de bunu doğrulamaktadır. Geriye üçüncü cisim etkisi kalmaktadır. Bu varsayım, elde edilen ışık eğrilerinin analizi ile ortya çıkan sonuçlar ve Tomkin (1992) tarafından yapılan tayfsal çalışmalarla da desteklenmektedir.

Sistemdeki üçüncü cismin varlığı fotometrik ve fotografik O-C değerleri kullanılarak Mayer (1997) tarafından incelenmiştir. Bu çalışmada da gözlemlerden elde edilen ışık eğrilerinin analizi ve tayfsal çalışmalar sonucunda elde edilen bulguların ışığında eğrisindeki değişim üçüncü cismin varlığı kabul edilerek analiz edilmiş ve Çizelge 2'deki ögeler bulunmuştur.

V505 Sgr'nin O-C eğrisinin analizi sonucunda elde edilen ögeler Mayer (1997) tarafından yayınlanan sonuçlarla uyum sağlamaktadır. V505 Sgr'nin üçüncü cisimle oluşturduğu kütle merkezi çevresindeki bir dolanımını 38.13 yıl'da tamamlamaktadır. Bu deviniminden dolayı V505 Sagittarii örten çiftinin kütle merkezinin uzay hızı 38 yılda 2.3 km s^{-1} yarı genlikli sinüs benzeri bir değişim göstermelidir. Çizelge 2.'deki verileri kullanarak; üçüncü cismin kütle fonksiyonu

0.0056 $M_\odot$ ve örten çiftin üçüncü cisim çevresindeki yörüngesinin eğimi 21°, 24° ve 28° için üçüncü cismin kütle değerleri 1.4 $M_\odot$, 1.2 $M_\odot$ ve 1.0 $M_\odot$ olarak hesaplanmıştır. Sistemin çizdiği yörüngenin yarı büyük eksen uzunluğu ise 18.43 AB olarak bulunmuştur. Sistemin Hiparcos/Tycho Kataloğunda verilen uzaklık değeri 8.58 *mas* bizim hesapladığımız ise 8.33 *mas*'dır. Görüldüğü gibi bulunan sonuçlar daha önce yapılan çalışmalarla elde edilen sonuçlarla uygunluk içersindedir.

Çizelge 2. Üçüncü cismin yörüngesine ilişkin ögeler

Öge	Değeri	Standart Yanılgısı
T_0 HJD	25501.3929	0.0013
P (gün)	1.18286887	$2x10^{-8}$
a_{12} sini (km)	$3.01x10^8$	$0.32\ x10^8$
e	0.73	0.07
ω	154°	3°
A (gün)	0.0087	0.0004
T_s (JD)	13928	66
***f*(m) $M_\odot$**	0.0056	0.0002

Kaynaklar

Chambliss C.R., 1972, *AJ*, **77**, 672
Hoffmeister C., 1934, *AN*, **251**, 321
Kwee K.K., 1953, *BAN*, **12**, 35
Mayer P., 1990, *BAC*, **41**, 231
Mayer P., 1997, *A&A*, **324**, 988
McAlister H.A., Hartkopf W.I., Hutter D.J., Shara M.M., Franz O.G., 1987, *AJ*, **93**, 183
McAlister H.A., Mason D.B., Hartkopf I.W., 1993, *AJ*, **106**, 1639.
Tomkin J., 1992, *ApJ*, **387**, 631
Walker R.L., 1993, *AJ*, **106**, 2051
Wilson R.E., Devinney E.J., 1971, *ApJ*, **166**, 605

X-ışın Çiftlerinde UV Bölgede Görülen Bazı Korelasyonlar

Sacit ÖZDEMİR [1], Osman DEMİRCAN[2]

[1]A.Ü.F.F. Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 06100, Tandoğan-ANKARA
[2]Çanakkale 18 Mart Üniversitesi Fen-Edebiyat Fakültesi Fizik Bölümü, 17100, ÇANAKKALE
e-mail: ozdemir@astro1.science.ankara.edu.tr

ÖZET: UV bölgede gösterdikleri özellikleri araştırmak için üç adet X-ışın çifti (Cyg X-1, Her X-1 ve Sco X-1) seçilmiştir. IUE veri bankasından alınan UV tayflar kullanılarak süreklilik ile çizgi akıları arasında herhangi bir korelasyonun olup olmadığı incelenmiştir. Ele alınan tüm sistemlerde bu iki nicelik arasında doğrusal bir bağıntı olduğu görülmektedir. Bu ise X-ışın çiftlerindeki reproses olayının doğruluğunu göstermektedir. Sco X-1'de görülen lineer ilişkinin, Z-diyagramında bulunduğu yer ile orantılı olduğu doğrulanmıştır (Vrtilek vd. 1991). Bu üç kaynağın "çizgi akısı-ışınım gücü" düzleminde verdikleri eğimlerin karşılaştırılması yapılmıştır. X-ışın reproses olayının etkinlik göstergesi olan bu eğimler, yörünge eğim açısıyla ilişkili görünmemektedir.

1. Giriş

X-ışın çift yıldızları (XRBs), yaklaşık 35 yıl önce Yer atmosferi dışından yapılan yüksek enerjii gözlemlerinde ilk defa keşfedilmişlerdir (Giacconi vd. 1962). Bu keşiften sonra yüksek enerji bölgesinde çalışan X-ışın teleskoplarının yörüngeye yerleştirilmesiyle, XRBs üzerindeki araştırmalar büyük bir ivmeyle artmaya başlamıştır. Fırlatılan ilk X-ışın uydularının konum duyarlılığı düşük olduğundan, yüksek enerji bölgesinde keşfedilen bazı kaynakların optik bölgede karşılıkları bulunamamıştır (aynı sorun günümüzde gama ışın patlaması veren gökcisimlerinde yaşanmaktadır). Zamanla geliştirilen ileri teknoloji X-ışın teleskoplarıyla bu kaynakların kesin yerleri belirlenerek, optik bölgede de detaylı çalışmaları yapılmıştır.

Giacconi (1962)'nin yaptığı keşfe kadar, X-ışın bölgesinde evrenden çok yetersiz akı alınacağı ve hiç bir gökcisminin bu bölgede yeteri kadar parlak olamayacağı düşünülüyordu. Oysa durumun böyle olmadığı ve gökyüzünde çok parlak X-ışın kaynaklarının (Sco X-1, Cyg X-1, Crab vs.) olduğu anlaşıldıktan sonra, bu alanda yapılan çalışmalara ağırlık verilmiş ve X-ışın teleskoplarının yapımı hız kazanmıştır. İlk X-ışın teleskobu 1970'de ABD tarafından yörüngeye yerleştirilen UHURU olmuştur. Daha sonra fırlatılan X-ışın uyduları arasında OSO-7 (1971), Copernicus (1972), ANS (1974), ARIEL-V (1975), SAS-3 (1975), OSO-8 (1975), HEAO-1 (1977), HEAO-2 (Einstein) (1978), ARIEL-VI (1979), Hakucho (1979), Tenma (1983), EXOSAT (1983), ASTRO-C (1987), ROSAT (1990), EUVE (1992), ASCA (ASTRO-D) (1993), RXTE (1995), Beppo-SAX (1996), AXAF (Chandra) (1999) sayılabilir. Aynı zamanda kronolojik bir sıralamada olan bu uyduların günümüze doğru geldikçe açısal, zaman ve enerji duyarlılığı da giderek artırılmıştır. Bu teleskopların duyarlı oldukları tayf bölgesi yaklaşık 1 ile 100 keV aralığıdır. AXAF ile X-ışın bölgesinde ulaşılacak enerji duyarlılığı, optik bölgede alınan tayflarla kıyaslanabilecek kalitede olacaktır.

XRBs'nin yüksek enerji bölgesinde yayınladıkları bu büyük enerji ($L_x \sim 10^{36\text{-}39}$ erg s^{-1}) farkedildikten sonra, bunların yapılarını anlamaya yönelik çalışmalar da hızlanmıştır. Bu kaynakların, bileşenlerinden biri "nötron yıldızı" (ya da "karadelik") olan çift yıldız sistemleri olduğu özellikle optik bölgede yapılan gözlemlerle anlaşılmıştır. Optik bölgedeki gözlemlerden, yoğun bileşenin kütlesi ve kütle aktarım oranı belirlenebilmektedir. Bu parametreler ise sistemin X-ışın ışınım gücü, tayfsal profili ve zaman değişimine etki ettiği için önemlidir. Sistemin diğer üyesi normal bir yıldızdan oluşan "optik" bileşendir. Optik bileşen Roche şişimini doldurarak veya yıldız rüzgarı yoluyla yoğun bileşene madde aktarır. Akan bu madde, açısal momentumun korunumu gereği doğrudan yoğun bileşenin üzerine düşemez; zamanla etrafında birikerek "birikim diski"ni (accretion disk) oluşturur. Bu sistemlerden yayılan büyük miktardaki X-ışınımının oluşumuna katkıda bulunan süreçler; birikim diski ile nötron yıldızı (ya da karadelik) arasında etkileşen madde ("magnetopause"da ya da doğrudan nötron yıldızının yüzeyinde) ve optik bileşenden birikim diskine çarpan madde

sayılabilir. Optik bileşenin tayf türüne bağlı olarak sahip olduğu kütlesi, X-ışın çift yıldızlarının türünü belirler: Büyük kütleli X-ışın çift yıldızları (HMXBs) ve düşük kütleli X-ışın çift yıldızları (LMXBs).

X-ışın çiftlerinin optik bölgede yapılan gözlemleriyle özellikle, optik bileşene ait bilgiler edinilmektedir. Bu konuda sağlanan en önemli bilgi, optik bileşenin radyal (dikine) hız değişiminden kütlesine ait sınırlamalar getirilebilmesidir. Ayrıca tayf türü ve optik bölgedeki renklerinden, sistemin bulunduğu doğrultudaki yıldızlararası kızarıklık (IR) miktarı da belirlenebilmektedir. X-ışın ya da optik bölgede tutulma gösteren sistemlerde ise ayrıca her bir bileşenin kütle değeri çok duyarlı bir şekilde bulunabilmektedir. Burdan bulunan yoğun bileşene ait kütle değerlerinin bazı X-ışın çiftlerinde büyük değerlere (M_x >2.5M_Θ) ulaştığı görülmüştür ki bu kütle sınırını aşan yoğun bileşenler "kara delik"lerdir. Diğer XRBs'deki yoğun bileşene ait kütle değeri, 1.4M_Θ'lik Chandrasekhar limiti civarındadır. Optik bölgedeki fotometrik gözlemlerle de XRBs'nin düzenli ya da düzensiz ışık değişimi incelenebilmektedir. Periyodik ışık değişimi (elipsoidal veya tutulumdan kaynaklanan) gösterenlerin, ışık eğrileri analiz edilerek yine sistemin yörünge parametrelerine ilişkin bazı sınırlamalar getirilebilmektedir.

X-ışın bölgesinde yapılan gözlemlerini iki kısımda incelemek mümkündür: "tayfsal analiz" ve "zaman analizi". X-ışın enerji tayflarına yapılan fitlerle sisteme ait bazı fiziksel parametreler (Hidrojen kolon yoğunluğu, ortamın sıcaklığı, salma ölçeği, X-ışın yayılan bölgenin boyutu vs.) belirlenebilmektedir. Son yıllarda geliştirilen zaman duyarlılığı yüksek uydularla (EXOSAT, RXTE gibi) elde edilen veri ise Fast Fourier Transformundan (FFT) geçirilerek zaman analizi yapılmaktadır. Zaman analiziyle sisteme ait yarıperiyodik salınımlar (QPO) belirlenebilmekte ve ayrıca FFT ile elde edilen kuvvet tayfında (power spectrum) oluşan profiller incelenerek, sistemin yapısı anlaşılmaya çalışılmaktadır. Özellikle RXTE uydusuna (zamandaki duyarlılığı 10μs mertebesindedir) ait verilerle, bazı X-ışın çiftlerinde kHz mertebesinde QPO'lar olduğu ve bunların çift pikli yapı gösterebildikleri ortaya çıkarılmıştır (van der Klis vd. 1996).

Yoğun bileşene ait manyetik eksen doğrultusu Yer ile çakışan ("deniz feneri" modeli) XRBs ayrıca pulsar olarak da gözlenebilir. Pulsların görülebilmesi için; i) manyetik eksenle nötron yıldızının dönme ekseni çakışık olmamalı, ii) yoğun bileşen karadelik olmamalı, iii) nötron yıldızı birikim diski tarafından gölgelenmiş olmamalı, iv) nötron yıldızının manyetik alan şiddeti ~10^{12}G yöresinde olmalıdır. XRBs'de görülen puls profilleriyle ilgili teorik bir çalışma Leahy (1991) tarafından verilmiştir. Puls periyotlarının Yer'e ulaşma süresinde görülen zaman farkları kullanılarak X-ışın bileşeninin kütlesi ve sistemin yörünge döneminde meydana gelen değişimler ortaya çıkarılabilmektedir. Bazı sistemlerde yeralan birikim diskleri çok kalındır. Bu diskin geometrisi ve presesyonu sonucu çok karmaşık X-ışın ve optik modülasyonlar oluşabilir.

Bu çalışmada ele alınan X-ışın çiftlerinden Cyg X-1, Her X-1, Sco X-1'e ait moröte tayfları incelenmiştir. UV çizgi akı ve sürekliliklerinin evre ile değişimleri incelenmiş, aralarında genel bir bağıntı olup olmadığına bakılmıştır.

2. Gözlemsel Veriler

Uluslararası Moröte Keşif Uydusu (IUE)'na ait (*IUE Newsletter* ile birlikte yayınlanan mikrofilmlerden oluşan) veritabanı kullanılarak, XRBs'ne ait UV tayf arşivi oluşturulmuştur. Oluşturulan arşiv içinden gözlemi en çok yapılmış, fiziksel özellikleri farklı üç adet aday seçilerek bunlara ait düşük (low) ve yüksek (high) ayırma güçlü tayflar belirlenmiştir. Bu adaylardan ikisi (Her X-1 ve Sco X-1) LMXB, biri de (Cyg X-1) HMXB sınıfında yeralmaktadır. Bu kaynaklara ait IUE veritabanından getirtilen tayflar, tüm evreleri tarayacak şekilde seçilmiştir. Ayrıca bu üç sistemden ikisine ait (Her X-1 ve Sco X-1) EUV (Uç Moröte Bölge) teleskobu ile alınmış 100-750Å aralığındaki taylar da EUV veritabanından (*http://www.cea.berkeley.edu/cgi-bin/archive_select*) alınmıştır. EUV veribankasında Cyg X-1'e ilişkin tayf bulunamamıştır. Gerek Her X-1'in gerekse Sco X-1'in EUV'de hiç bir tayf çizgisi görülmemektedir. İlgili tayflar sıfır seviyesinde seyreden bir süreklilikten oluşmaktadır.

Belirlenen tayflar NASA'daki IUE veri bankasından elde edilmiştir. Bu işlem yapılırken NASA'daki geçici kullanım izni alınan bir sunucu (server) kullanılmıştır (IP numarası 128.183.172.58). Belirlenen kaynaklara ait image numarasına sahip tayflar, "*request@ncf.gsfc.nasa.gov*" adresine istekte bulunularak, kullanılan sunucuya indirtilmişlerdir. Sunucu üzerinde IUE tayflarının indirgenmesinde kullanılan IUE_IDL paket programı çalıştırılarak, düşük/yüksek ayırma güçlü FITS formatlı tayflardan ASCII kodlu tayflar elde edilmiştir. İndirgenen ASCII kodlu tayflar dalga boyu, mutlak akı, kalite numarası, standart sapma (veya sinyal/gürültü oranı) sütunlarından oluşmaktadır. Bu tayflar Internet/FTP yoluyla bölümdeki

bilgisayarlara indirilmiştir. Tayflar analiz edilmeden önce kalite numarasının verildiği sütunlar kontrol edilerek (0=hatasız nokta), tüm hatalı noktalar elimine edilmiştir. Ayrıca İspanya-Villafranca'daki bir başka IUE veri bankasından (*http://iuearc.vilspa.esa.es*) da aynı image numaralı bir kaç adet tayf getirtilerek, NASA arşivlerinden alınanlarla karşılaştırılmıştır. Bu karşılaştırmada aynı tayfların birbiriyle tam çakıştığı görülmüştür.

Alınan tafyların image numaralarının başında bulunan SWP, LWR ya da LWP kısaltması, IUE uydusunun tayfı alırken kullandığı kameranın adını göstermektedir. SWP kısaltması, uydunun kısa dalgaboyu tarafına (1000-2000Å) duyarlı olan kamerasını göstermekte; LWR/LWP kısaltması ise uydunun uzun dalgaboyu tarafına (2000-3200Å) duyarlı olan kameralarını göstermektedir.

2.1. Cyg X-1'in UV Tayfları

IUE arşivinden Cyg X-1'e ait 26 adet düşük, 3 adet yüksek ayırma gücünde UV tayfı alınmıştır. IUE tayflarına ait mikrofilm listesinden "yüksek ayırma güçlü" olarak belirlenen SWP01445 nolu tayf daha sonra analiz dışında bırakılmıştır. Çünkü NASA arşivinden istenen bu tayfın açıklama satırlarında "düşük ayırma güçlü" tayf olduğu belirtilmesine rağmen, içerdiği veriler "yüksek ayırma güçlü" tayflara karşılık gelmektedir. Ayrıca aynı numaralı tayf Villafranca'daki veri bankasından getirtildiğinde "düşük ayırma güçlü" tayf olarak görünmektedir.

Moröte tayflarda en göze çarpıcı özellik 2200Å yöresindeki derin soğurmanın oluşturduğu çöküntüdür. Düşük ayırma güçlü tayfların (LWR veya LWP kamerasıyla alınmış) 2000-3200Å aralığındaki bölümünde bu derin soğurma özelliğinden başka herhangibir belirgin çizgi görülmemektedir. Mg h ve k (2800Å) rezonans çizgileri soğurma halinde olup, oldukça zayıftır. Süreklilik seviyesi gerek LWR/LWP gerekse SWP tafylarda, çiftin yörüngesiyle birlikte küçük genlikli sinuzoidal bir değişim (tıpkı optiktekine benzeyen) göstermektedir. Ancak bu değişimde bazı noktalar (muhtemelen X-ışın bölgesinde sistemin gösterdiği değişime bağlı olarak) sapmaktadır.

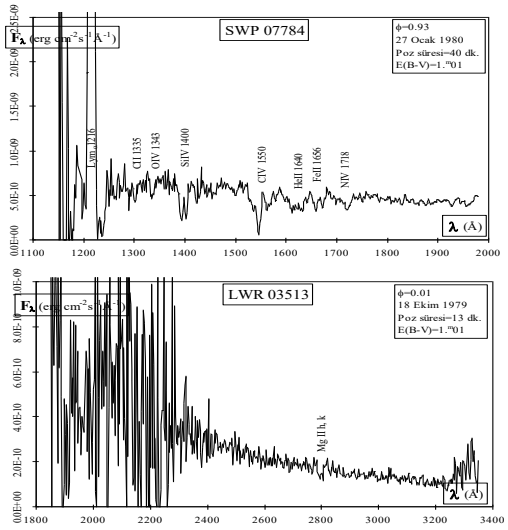
Düşük ayırma güçlü tayflar incelenmeden önce 2200Å'deki yıldızlararası kızarıklık etkisi ortadan kaldırılmıştır. Bu işlem yapılırken Cyg X-1 doğrultusundaki renk artığı E(B-V)=1.^{m}06 (literatürde verilen değerlerin bir ortalamasıdır) alınarak ve Seaton (1979)'un UV bölgedeki sönümleme katsayısı için verdiği eğri kullanılarak;

$$Log\ f_{düzeltilmiş}(\lambda)=log f_{gözlenen}(\lambda)+0.4k_{\lambda}E(B\text{-}V) \qquad (2.1)$$

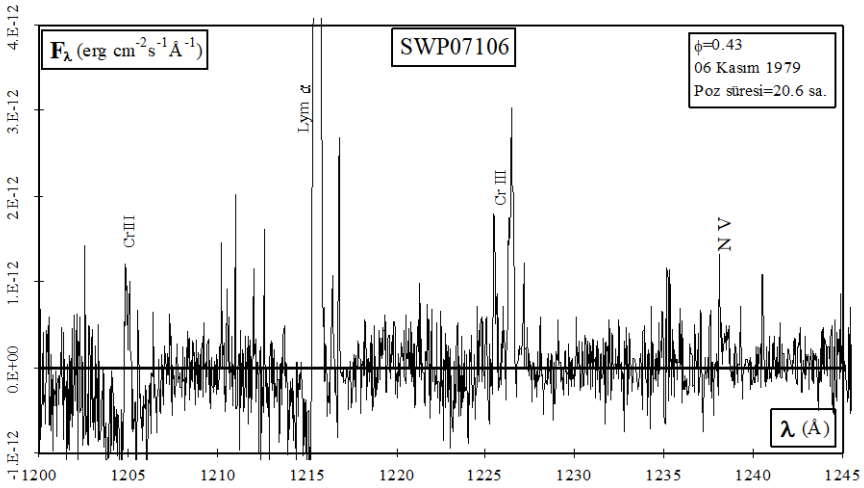
formülü (Jamar vd. 1976) yardımıyla yıldızlararası kızarma (IR) etkisinden arındırılmış akılar hesaplanmıştır. Burada k_{λ}, Seaton (1979)'un verdiği sönümleme katsayısıdır.

Tayfların SWP tarafında özellikle N III, IV, Si II, IV, O I, III, C II, IV, Fe II, III, He II ve Al II'ye ait olmak üzere bir çok soğurma çizgisi görülmektedir. Geocoronal katkının bulunduğu Lyα ise, çok güçlü bir salma çizgisi olarak görülmektedir. IR'dan kurtarılmış SWP ve LWR/LWP bölgede alınmış iki örnek tayf Şekil 2.1'de gösterilmiştir. Optik ışınımda da baskın olan başyıldızın (optik bileşen) katkısıyla süreklilik şekillenmekte ve O9.5 Iab olan tayf türüne uygun bir seviye vermektedir (van Paradijs ve McClintock 1995).

Sadece SWP bölgede alınmış olan yüksek ayırma güçlü tayflarda ise, düşük ayırma güçlü tayflarda çoğu görülemeyen oldukça dar ve şiddetli salma çizgilerine rastlanmaktadır. Süreklilik anlamlı bir değer vermeyecek kadar "sıfır" seviyesinden geçmektedir. Hatta sürekliliğe ait mutlak akı değerlerinin yarısı (fiziksel olarak anlamsız olan) negatif sayılar vermektedir. Bunun nedeni gözlenen "akı sayısından" (flux number), mutlak akıya geçerken kullanılan uyduya ait kalibrasyon katsayılarının hatalı olmasıdır. Nitekim IUE uydusunda kullanılan tayfçeker teknolojisinin oldukça kötü olduğu ve özellikle yüksek ayırma güçlü tayflarda mutlak akıya geçerken hatalı dönüşümler yapıldığı bildirilmektedir (Massa 1999; *e-posta* haberleşmesi). Buna rağmen yüksek ayırma güçlü tayflar, görülen salma çizgilerinin profil ve



Şekil.2.1. IUE uydusuyla alınmış Cyg X-1'e ait (IR'dan kurtarılmış) düşük ayırma güçlü UV tayflar. En belirgin çizgiler tayflar üzerinde gösterilmiştir.



Şekil.2.2. Cyg X-1'in 1200-1245Å aralığındaki yüksek ayırma güçlü UV tayfı. Süreklilik seviyesine ve dar yapıdaki bir çok salma çizgisine dikkat ediniz.

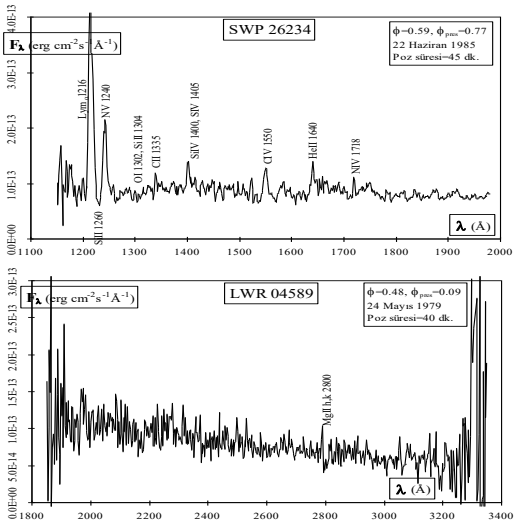
dalgaboylarını belirlemede yine de faydalı bir araçtır. Yüksek ayırma gücünde alınmış 1200-1245Å aralığındaki UV tayf Şekil 2.2'de sunulmuştur. Cyg X-1'in LWP/LWR bölgede alınmış yüksek ayırma güçlü tayfı bulunmamaktadır.

2.2. Her X-1'in UV Tayfları

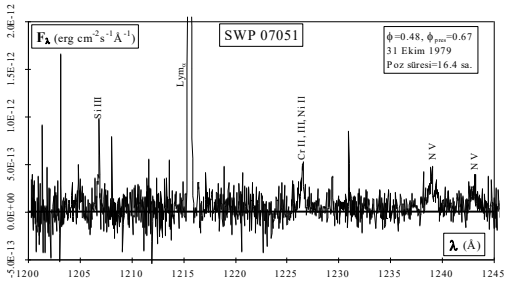
Her X-1'e ait 113 adet düşük ayırma güçlü, 6 adet yüksek ayırma güçlü UV tayf incelenmiştir. Yüksek ayırma güçlü tayfların tamamı SWP bölgesinde (1100-2000Å) alınmıştır.

Her X-1 galaktik düzlemden oldukça uzakta (haloda) yeralan bir kaynak (b_{II}=37.^{o}5) olduğundan, yıldızlararası sönümlemeye hemen hemen hiç uğramaz (E[B-V]<0.^{m}05). Bu nedenle tayfların hiç birine IR düzeltmesi uygulanmamıştır.

Düşük ayırma güçlü tayflarda LWR/LWP bölgede belirgin soğurma veya salma çizgisine rastlanmamakta, esasen X-ışın reprosesiyle meydana gelen güçlü bir süreklilik görülmektedir. SWP kamerasının duyarlı olduğu 1100-2000Å bölgesinde alınan tayflarda ise N IV, V, C IV, He II ve Si IV'e ait çizgiler, güçlü salma çizgileri olarak görülmektedir. Bunların dışında bazı zayıf salma ve soğurma çizgilerine de rastlanmaktadır. Hem süreklilik hem de çizgi akıları, gerek yörüngesel evreyle (1.^{g}7) gerekse birikim diskinin presesyon evresiyle (~35^{g}) değişim göstermektedir. Her X-1'e ait iki adet örnek UV tayf Şekil 2.3'de gösterilmiştir. Ayrıca Şekil 2.4'de de Her X-1'in yüksek ayırma güçlü tayflarından birisi görülmektedir.



Şekil.2.3. Her X-1'in IUE uydusuyla alınmış düşük ayırma güçlü UV tayfları. En belirgin çizgiler şekil üzerinde işaretlenmiştir.

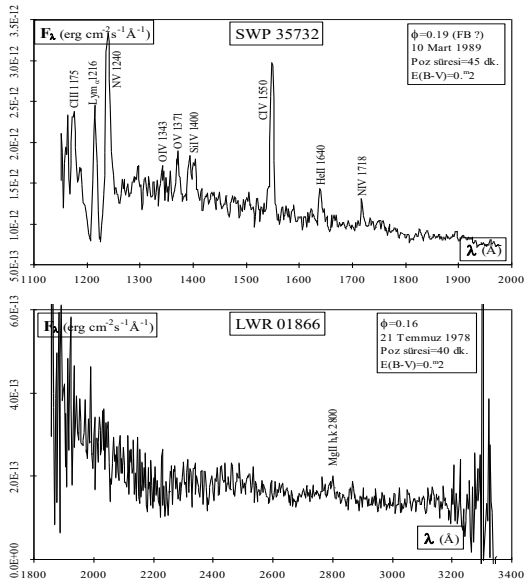


Şekil.2.4. Her X-1'in yüksek ayırma güçlü UV tayfı. Belirgin bir kaç çizginin oluşumuna neden olan iyonlar şekilde gösterilmiştir.

2.3. Sco X-1'in UV Tayfları

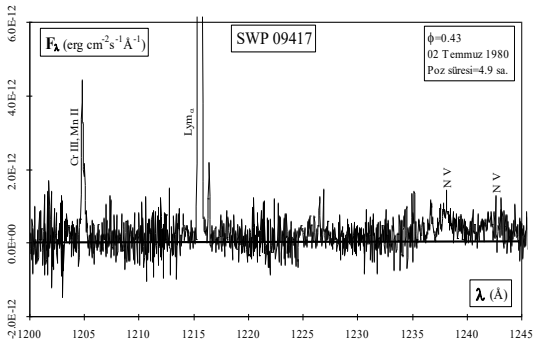
Sco X-1'e ait IUE veri bankasından 41 adet düşük ayırma güçlü 1 adet yüksek ayırma güçlü tayf getirtilerek incelenmiştir. Bu tayflardan bazılarının literatürde eşzamanlı X-ışın gözlemlerinin olduğu belirlenmiş ve IUE tayflarından bazılarının, sistemin hangi X-ışın durumundayken alındığı belirlenmiştir. Bu eşzamanlı X-ışın gözlemlerinde (Vrtilek vd. 1991) sistemin normal kol (NB) ya da parlama kolunda (FB) bulunduğu anlaşılmaktadır. Sistem yatay koldayken (HB) eşzamanlı X-ışın gözlemi yapılmamıştır. Sco X-1'e ait incelenen tek yüksek ayırma güçlü tayf, IUE arşivinde de tek olan SWP 09417 tayfıdır. Bundan başka IUE uydusuyla Sco X-1'in yüksek ayırma güçlü tayfı alınmamıştır.

Sco X-1 doğrultusundaki yıldızlararası sönümlemeden kaynaklanan renk artığını belirlemek amacıyla çeşitli çalışmalar yapılmıştır Verilen çeşitli renk artığı değerlerinin bir ortalaması alınarak E(B-V)~0.^{m}2 değeri kullanılmıştır. Seaton (1979)'un verdiği sönümleme ($k\lambda$) eğrisi kullanılarak ve (2.1) nolu formül izlenerek Sco X-1'in IR'dan kurtarılmış akısı hesaplanmıştır. İncelemeler bu tayflardan yapılmıştır. IR'den kurtarıldıktan sonra elde edilen Sco X-1'e ait iki adet örnek tayf Şekil 2.5'de görülmektedir.



Şekil.2.5. Sco X-1'in IR'dan kurtarılmış UV tayfları. Bazı salma çizgilerine ilişkin iyonlar şekilde gösterilmiştir.

X-ışın reprosesi sonucu birikim diskinin oluşturduğu süreklilik ve salma çizgilerinin akısı, sistemin X-ışın bölgesinde bulunduğu durum (FB/NB/HB) ile yakından ilişkilidir. Ne süreklilik ne de salma çizgileri yörünge dönemiyle korelasyonlu bir değişim göstermez. Yukardaki X-ışın çiftlerinde de görüldüğü gibi LWR/LWP bölgesinde hemen hemen hiç bir çizgiye rastlanmazken, SWP bölgesinde bir çok salma çizgisi görülmektedir. Yüksek ayırma gücünde alınmış tek tayf olan SWP09417'de de süreklilik seviyesi hemen hemen sıfırdan geçmektedir. Bu tayfta salma çizgilerinin konumu ve profili görülebilmektedir (Şekil 2.6).

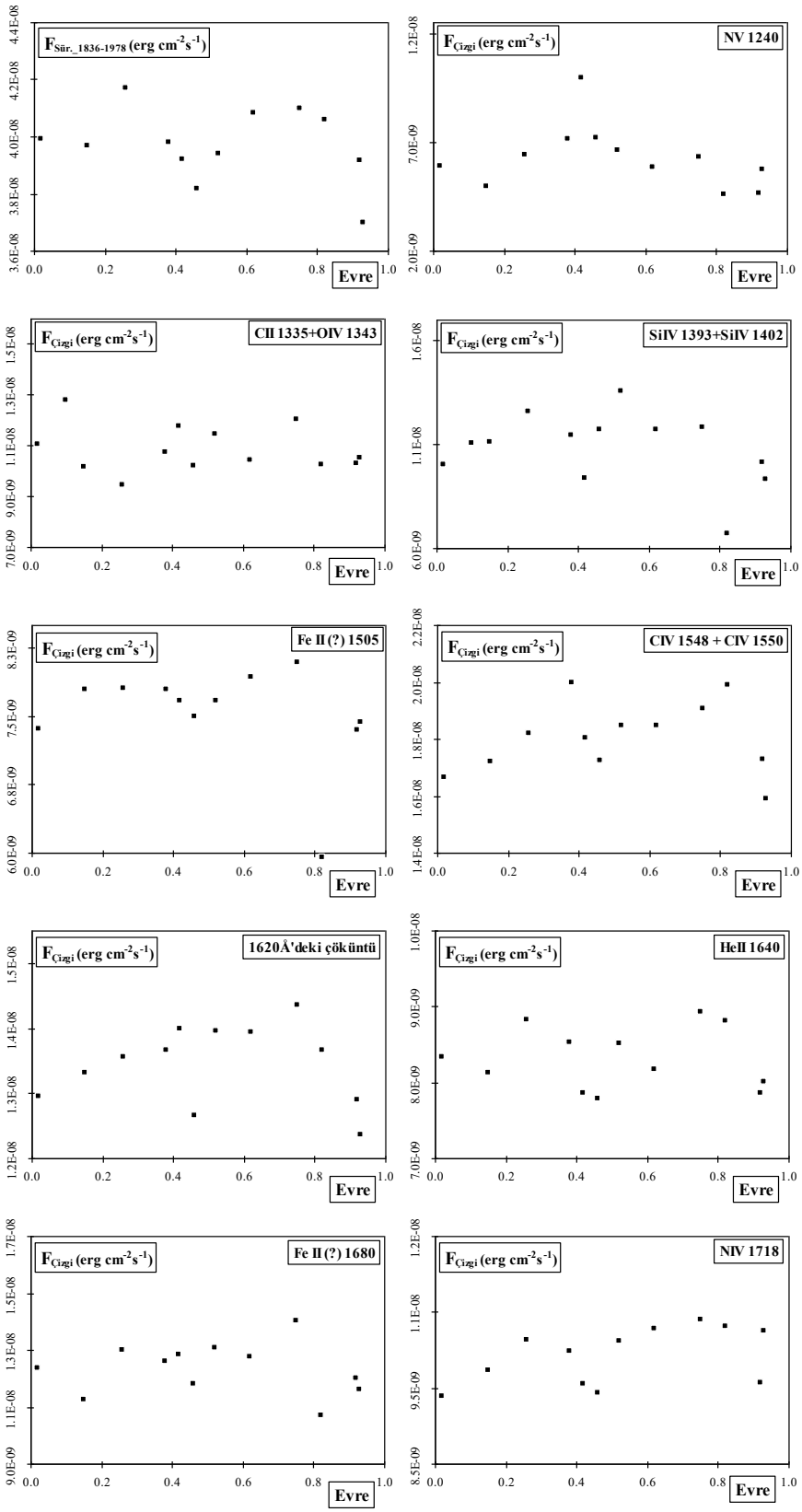


Şekil-2.6. Sco X-1'in 1200-1245Å aralığındaki yüksek ayırma güçlü UV tayfı. Süreklilik seviyesinine dikkat ediniz.

3. Gözlemsel Verilerin Analizi

3.1. Cyg X-1

Cyg X-1'e ait UV tayflar düşük ve yüksek ayırma güçlüler olmak üzere iki ayrı grup altında incelenmiştir. Düşük ayırma güçlü tayflarda, tanısı yapılmış güçlü soğurma çizgileri kullanılarak bunların verdiği çizgi akılarının süreklilikle olan değişimi incelenmiştir. Daha önce de belirtildiği gibi Cyg X-1'in düşük ayırma güçlü UV tayflarında, optik bileşenin baskın ışınımıyla oluşmuş bir süreklilik ve yine bu bileşenin fotosferinde oluşmuş soğurma çizgileri görülür. Sadece Geocoronal katkıyla oluşmuş Lym_{α} çizgisi salma halindedir. En belirgin soğurma çizgileri N III, IV, Si II, IV, O I, III, C II, IV, Fe II, III, He II, Al II'ye ait çizgilerdir ve tamamiyle SWP bölgede görülürler. LWP bölgede görülebilen tek belirgin çizgi Mg II'nin h ve k rezonans çizgileridir. Her bir soğurma çizgisine ait toplam akı, ilgili çizginin karşılık geldiği dalgaboyu aralığındaki toplam akı hesaplanarak elde edilmiştir. Süreklilik seviyesini belirlemek için ise, belirgin hiç bir çizginin olmadığı ve hata barlarının en küçük olduğu ~1800-1980Å aralığındaki tayf bölgesi seçilmiştir. Her bir tayfa ait süreklilik bu bölgeden hesaplanmış ve aynı tayftaki çizgilere ait akılar belirlenmiştir. Bu aşamadayken öncelikle, gerek sürekliliğin gerekse çizgi akılarının sistemin evresiyle olan değişimine

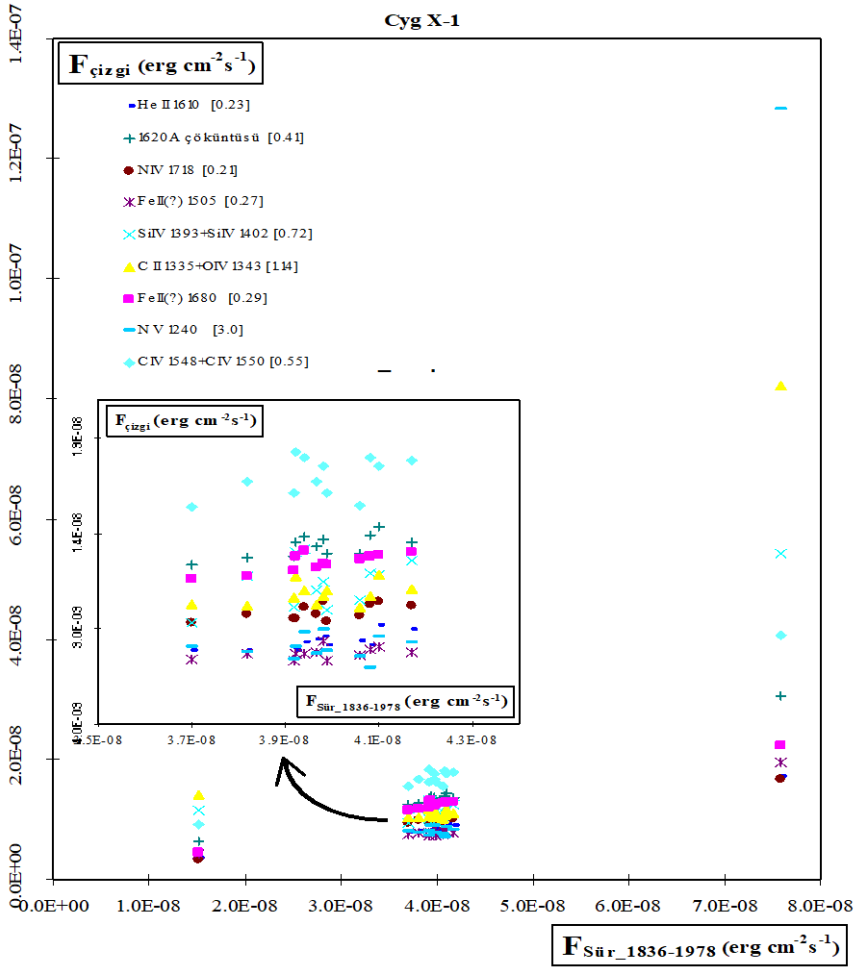


Şekil 3.1. Cyg X-1'in UV bölgede görülen bazı soğurma çizgilerinin, sistemin yörünge evresiyle değişimi. İlk panelde 1840-1980Å aralığındaki süreklilik akısının, diğer panellerde de (her panelin içinde belirtilen) ilgili çizginin evreyle değişimi gösterilmektedir. Hata barı sembollerden daha küçüktür. 0.82 evresine rastlayan SWP09364, 0.10 evresine rastlayan SWP09420 tayfları *panellerin bazılarında* "düşük akı" verdikleri için; 0.002 evresine rastlayan SWP23357 tayfı da "yüksek akı" verdiğinden *panellerin tamamında* ölçek dışında kalmıştır.

bakılmıştır. Her bir tayfın alındığı tarihteki JD kullanılarak ve GCVS (1985)'de verilen HJD I = 2441561.22 + 5.^{g}5998224 fotometrik ışık elemanı kullanılarak evrelendirmeler yapılmıştır. Elde edilen "*süreklilik-evre*" ve "*çizgi akısı-evre*" grafikleri Şekil 3.1'de gösterilmiştir.

Evreyle en belirgin değişimi süreklilik akısı göstermektedir. Bu değişim optikde de görülen sinuzoidal ışık eğrisine benzemektedir. O halde bu bölgedeki sürekliliğin oluşumuna en büyük katkı optik bileşenden gelmektedir. Genelde çizgi akılarının evreyle değişimi karmaşık bir yapıdadır. Sadece NIV 1718, Fe II(?) 1505 ve HeII 1640 çizgileri kaba bir elipsoidal değişim vermekte; CIV 1550 dubletine ve SiIV 1400 dubletine ait eğrilerde, yansıma katkısı hissedilmektedir. Diğer çizgiler anlamlı bir değişim sergilememektedir. Yüksek ayırma güçlü tayflarda görülen salma çizgilerinin verdiği toplam akının da evre ile değişimine bakılmış; ancak tayfların sayısı az olduğundan belirgin bir korelasyon elde edilememiştir. Yüksek ayırma güçlü tayflarda görülen bu salma çizgilerinin eşdeğer genişlikleri, FWHM değerleri ve toplam çizgi şiddetleri de evreyle birlikte anlamlı bir korelasyon göstermezler. Şekil 3.1'deki eğrilerin bazılarında görülen elipsoidal yapıdaki değişimde, 0.5 evresinde görülmesi gereken ikinci minimum (X-ışın kaynağının önde olduğu evre) ~0.41 evresine kaymış gibi görünmektedir. Bunun nedeni, kullanılan fotometrik ışık elemanının hatalı olması; ya da fotometrik minimum ile UV ışık eğrisine ait minimumun aynı yerde oluşmamasıdır. Bu son önerinin doğruluğunu kanıtlamak için çok sayıda UV tayfının incelenmesi gerekmektedir.

Sürekliliğe ait elipsoidal eğrinin kadir birimindeki genliği $\Delta m_{1840\text{-}1980} \approx 0.^{m}08$'e karşılık gelmektedir ki bu değer optikte görülen ~0.^{m}05'lik genlikten biraz daha fazladır. Evreyle anlamlı değişim göstermeyen 1620Å'deki karışmış (muhtemelen FeII'ye ait) çizgiler, NV, FeII 1680, CII+OIV çizgileri üzerinde birikim diskinin katkısı olma ihtimali vardır. Özellikle

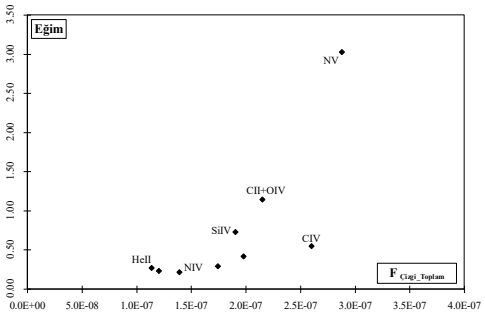


Şekil.3.2. Cyg X-1'in süreklilik akısına karşılık çizgi akısının değişimi. Grafikte de gösterilen her bir ayrı sembol, farklı çizgiler içindir. Her çizginin verdiği eğim köşeli parantez içinde gösterilmiştir. Küçük panel ortadaki kümelenmenin detayıdır. Lym_{α} çizgisi hariç tutulmuştur; hata barları sembollerin boyutundadır. En yüksek akı değerini veren (grafiğin en sağındaki noktalar) tayf SWP23357; en düşük akıyı veren (en soldaki noktalar) tayf SWP09420 tayflarıdır.

1550Å'deki CIV dubleti ile 1400Å'deki SiIV dubletinin evreye göre tek pikli yapıda olan değişimi, bu çizgilerde, birikim diskinin etkisiyle optik bileşende oluşan yansıma etkisinin güçlü olduğunu göstermektedir. Geocoronal katkının olduğu Lyα çizgisi analizlerde kullanılmamıştır.

Bunun yanında, süreklilik ile çizgi akıları arasındaki değişim de incelenmiştir. Bu amaçla 1840-1980Å aralığındaki UV tayftan belirlenen sürekli akı ile her bir tayf çizgisindeki akı, $F_{süreklilik}$-$F_{çizgi}$ düzleminde grafike edilmiştir. Reproses olayının etkin olduğu XRBs'de, süreklilik akısının artışıyla birlikte çizgi akılarının da artmasıyla oluşan doğrusal bir ilişki görülmektedir (van Paradijs ve McClintock 1995). Böyle bir ilişkinin görüldüğü tayflarda doğal olarak çizgi eşdeğer genişlikleri hemen hemen hiç değişmez. Eğer Cyg X-1'de de $F_{süreklilik}$ ile $F_{çizgi}$ arasında buna benzer doğrusal bağıntı varsa, UV bölgede oluşan tayf üzerinde birikim diskinin etkisi vardır. Cyg X-1 için oluşturulan bu grafikler Şekil 3.2'de verilmiştir.

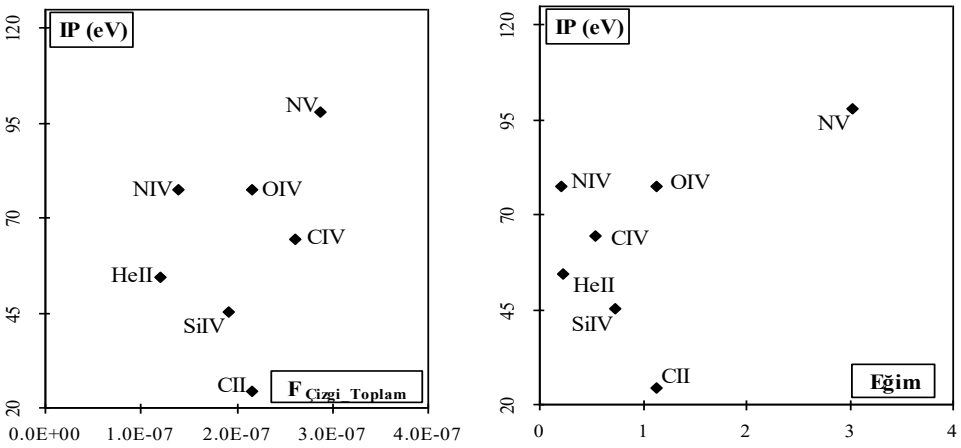
Şekilde görülen ilişki, her iki uç noktasında da birer tayf olmasına rağmen yaklaşık doğrusal bir korelasyon göstermektedir. Grafik dikkatle incelenirse, belli bir çizginin dalgaboyu seçilen süreklilik bölgesine yaklaştıkça, o çizgiye ait dağılım da daha fazla doğrusal yapı kazanmaktadır.Yani ele alınan çizginin dalgaboyu 1836-1980Å aralığına ne kadar yakınsa verdiği dağılım da o derece doğrusal hale dönüşmektedir. Bu olay şu iki nedenden olabilir: i) Çizginin dalgaboyu kullanılan süreklilik aralığına (1836-1980Å) yaklaştıkça, reproses olayı o çizgi üzerindeki etkisini artırmakta; ya da ii) birikim diskinin reproses olayıyla artırdığı 1836-1980Å'daki sürekli akı, çizgiler üzerinde bu bölge komşuluğunda daha etkili olmaktadır.



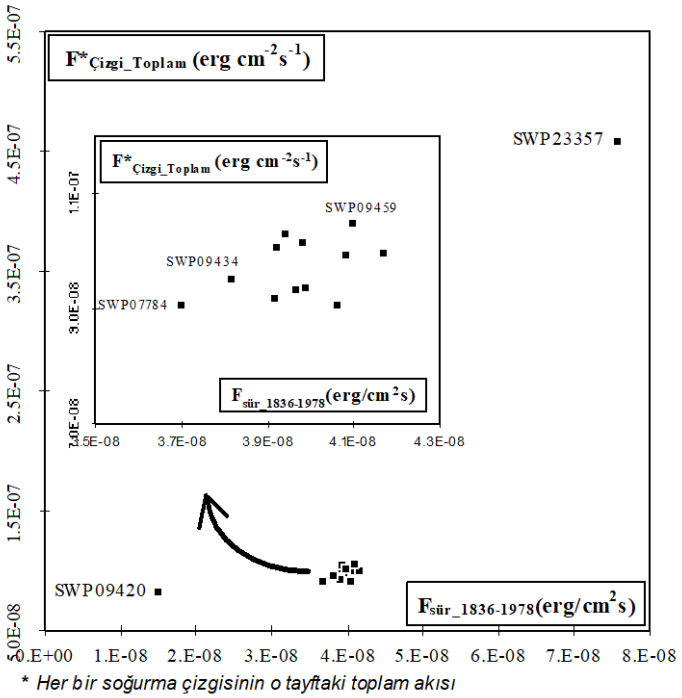
Şekil.3.3. Her bir çizginin tüm tayflar üzerinden alınan toplam akısına karşılık, $F_{süreklilik}$-$F_{çizgi}$ düzleminde verdiği eğimin grafiği. İyon türüne göre eğim değişmektedir. $F_{çizgi_toplam}$, "ergcm^{-2}s^{-1}" birimindedir. Hata barları semboller boyutundadır.

Evresel değişimin genliği, bu korelasyonda görülen değişimin genliğinden çok küçük olduğu için, yörüngesel değişim ihmal edilebilir. Şekil 3.2'de en uç noktaları oluşturan SWP23357 ve SWP09420 tayfları dikkate alınmadan oluşturulan grafikte de (Şekil 3.2'deki küçük panel) süreklilik akısının artışıyla beraber çizgi akısının arttığı görülebilmektedir. Ayrıca burdan şu ilişki de görülmektedir: Farklı iyon türlerinin verdiği eğimler de farklı olmaktadır. Bu yapıyı daha açık bir şekilde görmek için her bir iyonun tüm tayflar üzerinden alınan toplam akısına karşılık verdiği eğim grafike edilmiştir.

Şekilden de görüldüğü gibi herhangibir çizginin toplam akısı yüksek ise, $F_{süreklilik}$-$F_{çizgi}$ düzleminde verdiği eğim de büyük olmaktadır. Dağılımdan en çok sapan nokta CIV'ün 1550Å'deki dubletidir. Yine de dağılım, artan çizgi akısına karşı artan eğim yapısındadır. Grafikteki dağılım aslında her bir çizgiyi oluşturan iyona ait, iyonizasyon potansiyelinin bir fonksiyonu olmalıdır. Bunu görebilmek için de her bir iyona ait iyonizasyon potansiyeline



Şekil.3.4. Cyg X-1'in UV tayfında görülen bazı güçlü çizgilerin iyonizasyon potansiyeline göre toplam çizgi akısı ve ($F_{süreklilik}$-$F_{çizgi}$ düzleminde) verdiği eğim. Tanısı kesin olmayan FeII'ye ait çizgiler hariç tutulmuştur. Apsisdeki $F_{Çizgi\text{-}Toplam}$'ın birimi "erg cm^{-2}s^{-1}"dir. Hata barları semboller boyutundadır.

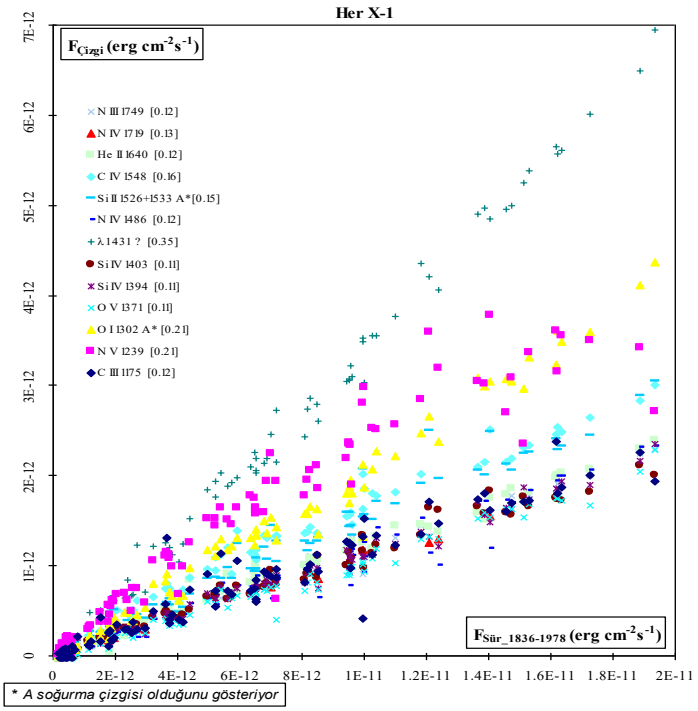


Şekil.3.5. Tayf çizgilerindeki toplam akının süreklilik seviyesiyle değişimi. Bir kaç tayfa ait image numarası şekil üzerinde gösterilmiştir.

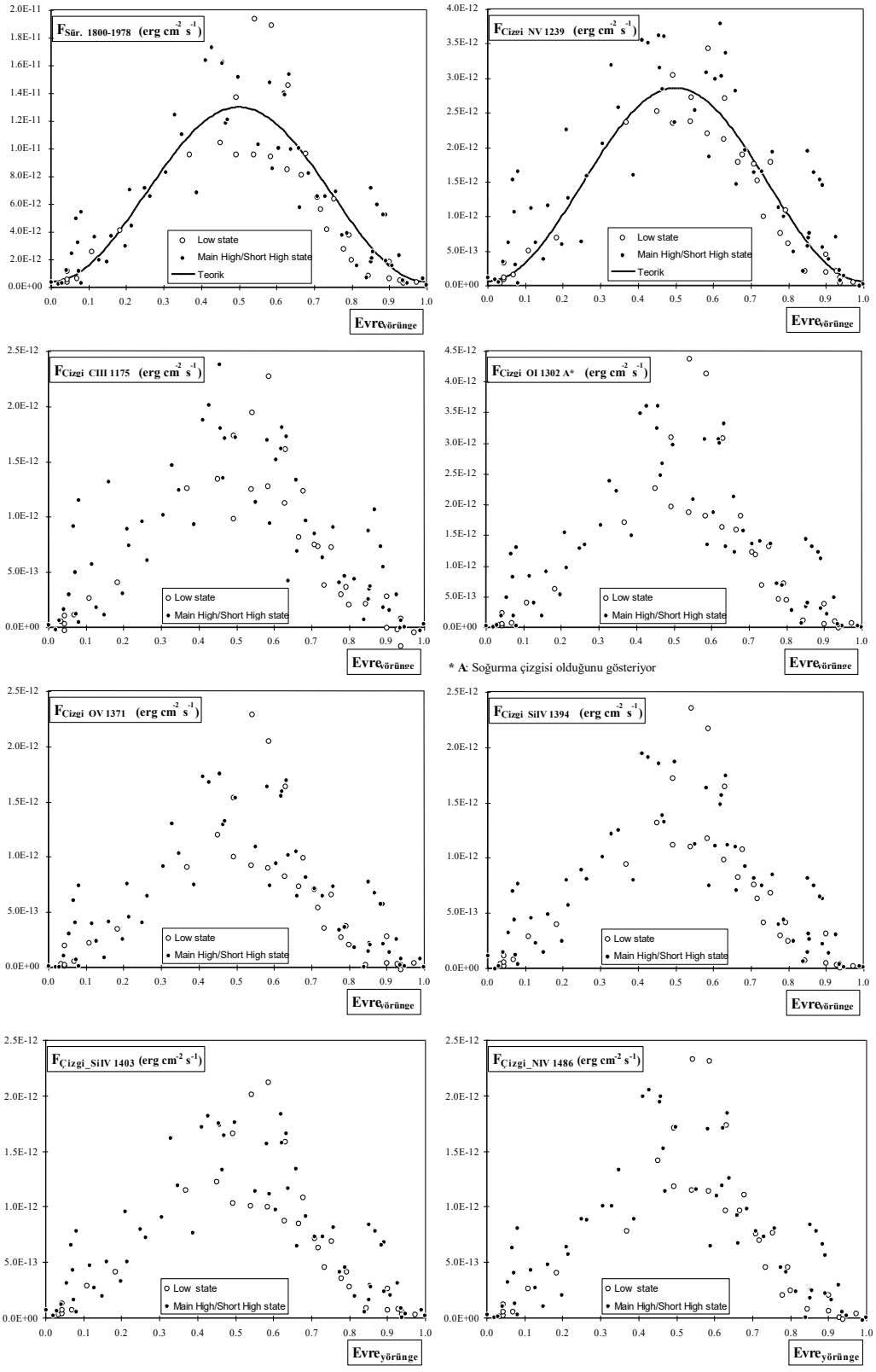
karşılık eğim ve toplam çizgi akısını grafike edebiliriz (Şekil 3.4.). Görüldüğü gibi yüksek akı veren çizgilerin iyonizasyon potansiyeli de yüksek olmakta, buna bağlı olarak verdikleri eğim de daha büyük olmaktadır.

Son olarak her bir tayftaki çizgilerin toplam akısı hesaplanarak yine süreklilikle olan değişimine bakılmıştır (Şekil 3.5). Grafikteki her nokta ayrı bir tayfa aittir. Dağılımın uç noktalarında yeralan SWP23357 (aşırı yüksek akı) ve SWP09420 (düşük akı)'ye ait noktalar, daha önce çizilen evreye bağımlı değişimin gösterildiği grafiklerde de (Şekil 3.1) ölçek dışında kalmaktadır. SWP23357'ye ait noktanın bu kadar yüksek akı verme nedeni, sistemin X-ışın bölgesinde girmiş olduğu durumla ilgili olabilir.

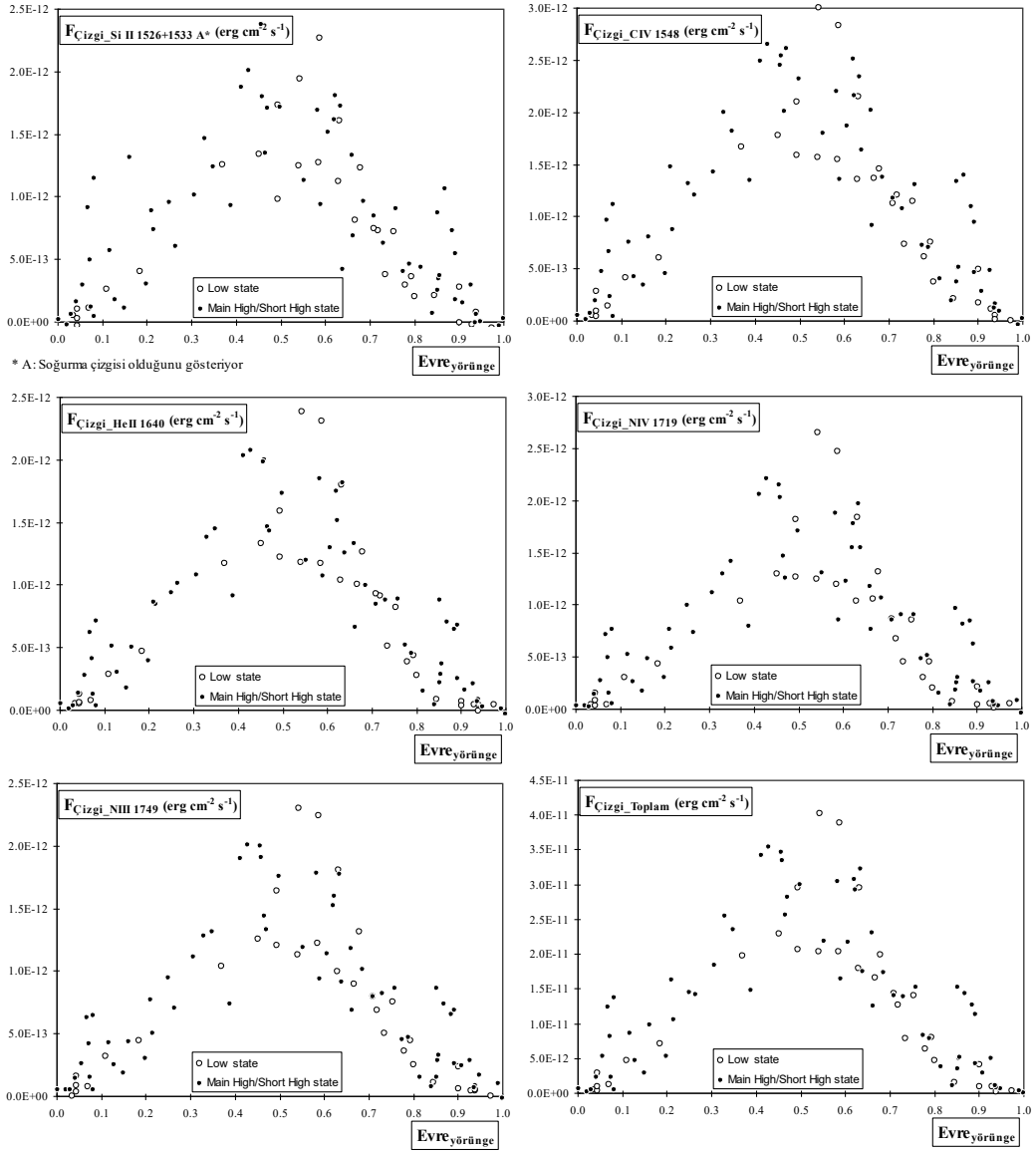
Dağılımdan biraz sapan bu iki nokta dışında kalan, ortadaki kümelenmiş noktaların detayı ise yine aynı şekilde küçük panelde gösterilmiştir. Aslında Şekil 3.2'nin bir ortalaması olan bu grafik, saçılma biraz fazla olmakla beraber doğrusal bir dağılım sergilemektedir.



Şekil.3.6. Her X-1'in UV tayflarında görülen çizgilerin süreklilik akısıyla değişimi. Zayıf olmakla birlikte bazı çizgiler soğurma yapısı göstermektedir; bunlar ayrıca şekilde belirtilmiştir. Her çizgi için bağıntı doğrusal bir denklem vermekte ancak (köşeli parantez içinde verilen) eğimleri farklı olmaktadır. Hata barları sembollerin boyutundadır.



Şekil.3.7. Her X-1'e ait tayf çizgilerinin ve sürekliliğin yörüngesel evreye bağlı değişimi. İçi boş semboller 35^g'lük presesyon evresinin zayıf akı durumundayken alınan tayfları; içi dolu semboller yüksek akı durumundayken alınan tayfaları göstermektedir. Sadece süreklilik ve NV çizgisine ait değişime, Fourier fonksiyonu fit edilmiştir. Hata barları semboller boyutundadır.



Şekil.3.7. (Devamı).

3.2. Her X-1

Her X-1'in 113 adet düşük ve 6 adet yüksek yüksek ayırma güçlü tayfı IUE arşivinden alınarak incelenmiştir. Getirtilen düşük ayırma güçlü tayflar Her X-1'e ait arşivdeki UV tayfların hemen hemen tamamını oluşturmaktadır. Düşük ayırma güçlü tayfların çoğu, SWP kamerasıyla alınmıştır (1100-2000Å aralığı). LWR/LWP kamersıyla alınan tayflar da vardır ancak çizgilerin tamamı SWP bölgesinde görülmektedir. Belirgin soğurma çizgisine rastlanmaz. Görülen güçlü salma çizgileri Si II, IV, O III, IV, V, C III, IV, Fe II, Mn II, N I, V, S IV, He II, Al II'ye ait çizgilerdir. Bunlar birikim diskinde ve ADC'de X-ışınlarının reprosesiyle oluşan salma çizgileridir. Çizgilerdeki toplam akılar, yine SWP bölgenin sonunda yeralan ve çizgi içermeyen 1800-1980Å aralığındaki süreklilik akısı ile karşılaştırılmıştır. Salma çizgilerinin akısı, çizginin görüldüğü dalgaboyu aralığındaki toplam akı hesaplanarak bulunmuştur. Her bir çizgi için elde edilen sürekliliğe karşı çizgi akısı grafiği Şekil 3.6'da gösterilmiştir.

Şekilde görülen doğrusal bağıntı, çizgi ve süreklilik oluşumunun X-ışın reprosesiyle meydana geldiğini göstermektedir. Her çizgi için eğim farklı değer almaktadır. Bu şekil üzerine hem 1.7 günlük evresel değişim hem de 35 günlük presesyon değişimi binmiş durumdadır. Bunlardan yörüngesel değişimi evreye göre çizersek Şekil 3.7 elde edilmektedir. Görülen evresel değişim, tek maksimuma sahip, optik bileşenden yansıyan ışığın şekillendirdiği bir yapıdadır. Bunu matematiksel olarak ifade etmek için bu değişimlere Fourier serisi fiti yapılabilir.

Beech (1985)'in açıklamasını yaptığı Fourier fonksiyonu şu formdadır:

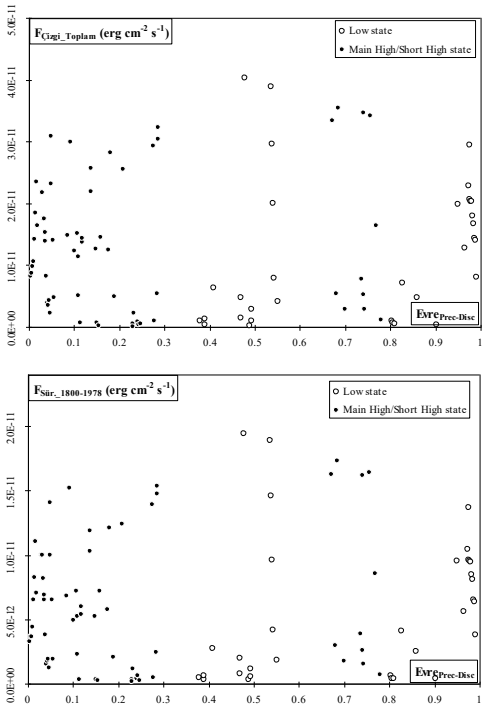
$$F(\Phi) = A_0+A_1\cos\Phi+B_1\sin\Phi+A_2\cos(2\Phi)+B_2\sin(2\Phi) +...+A_n\cos(n\Phi)+B_n\sin(n\Phi) \ldots\ldots\ldots\ldots\ldots(7.1)$$

Burda A_0 ışık eğrisinin ortalama değerini göstermektedir. A_1 ve A_3 yansımanın A_2 ve A_4 basıklığın bir ölçüsüdür. Ancak A_3 ve A_4 bağımsız olmadıkları için bazen yanıltıcı olmakta; bu nedenle de sadece A_1 ve A_2'ye bakarak yorum yapılabilmektedir. Sinüslü terimlerin katsayıları (B_i) sadece asimetrinin bir ölçüsüdür. Bu nedenle A_1/A_2 oranına bakılarak basıklık veya yansıma etkilerinden hangisinin daha baskın olduğunu söylemek mümkündür. Şekil 3.7'de görülen değişimlerden sadece, süreklilik ve NV çizgisine ait dağılımlara Fourier fiti yapılmıştır. χ^2 değerini minimum yapacak şekilde elde edilen Fourier katsayıları Çizelge 3.1'de gösterilmektedir.

Çizelge.3.1. Her X-1'in UV'de gösterdiği evresel değişime yapılan fit sonucu elde edilen Fourier katsayıları.

	A_0	A_1	A_2	B_1	B_2	A_1/A_2	χ^2
Süreklilik (1800-1978Å)	6.65E-12	-6.31E-12	1.65E-14	0	0	382	5.12E-22
NV 1239	1.45E-12	-1.40E-12	5.0E-15	0	0	280	2.74E-23

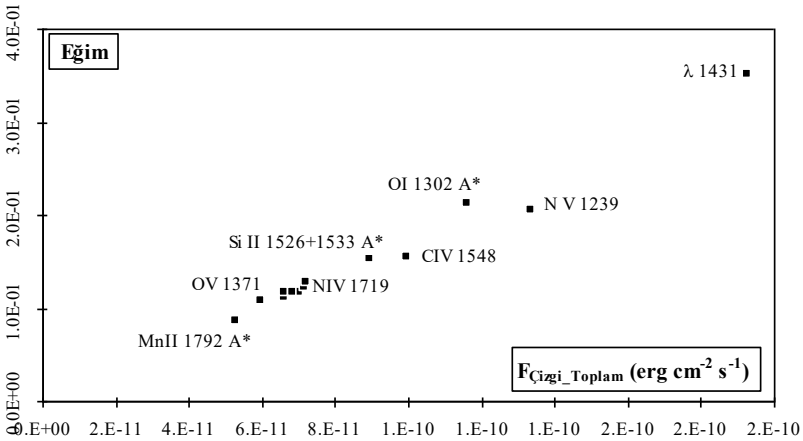
Çizelge 3.1'den de görüleceği gibi yansıma etkisinin fonksiyonu olan A_1 katsayısı en büyük (negatif işareti sadece yön belirlediğinden dikkate alınmaz) çıkmakta, basıklığı gösteren A_2 katsayısı küçük çıkmaktadır. Bu sonucun en iyi göstergesi, yansıma katsayısının (A_1) basıklık katsayısına (A_2) olan oranına (A_1/A_2) bakıldığında, A_1'in ne kadar baskın olduğu görülmektedir. Asimetri katsayıları B_i'ler ise sıfır olmaktadır ki bu da ışık eğrilerinde asimetri olmadığını göstermektedir. UV bölgede görülen tüm evresel değişimler optikte görülen değişime (Howarth ve Wilson 1983) benzemektedir. Ancak tek farkı optik



Şekil.3.8. Her X-1'e ait süreklilik seviyesi ve salma çizgilerine ait toplam akının 35 günlük presesyon evresiyle değişimi. Bu değişimin içinde 1.7 günlük yörüngesel değişim de yeralmaktadır. Hata barları semboller boyutundadır. Scott ve Leahy (1999)'dan belirlenen "hallere" (low/high state) göre, içi boş semboller düşük akı halini, içi dolu semboller yüksek akı halini göstermektedir. Hata barları semboller boyutundadır.

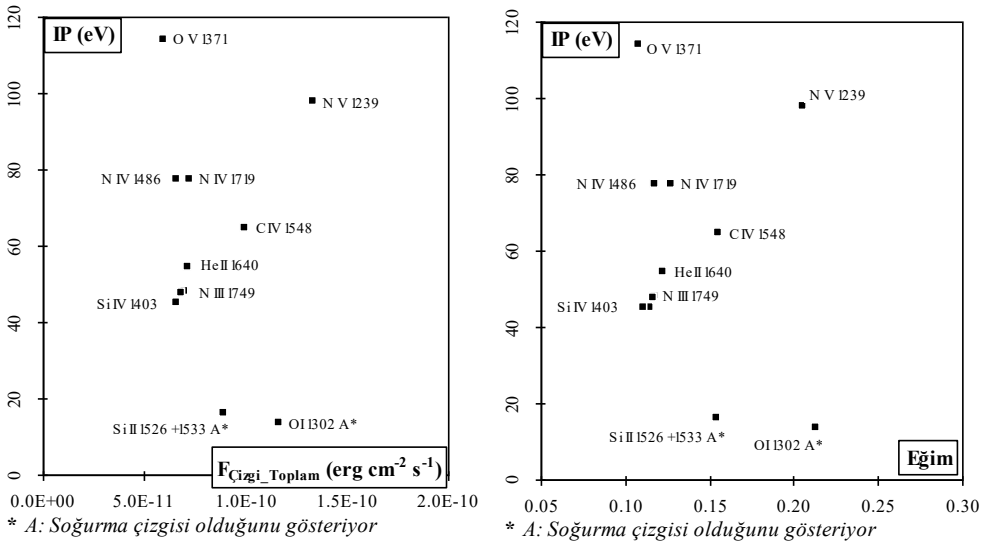
bölgede 0.5 evresinde görülen hafif çöküntü UV değişimde hissedilmemektedir.

Şekil 3.7'de görülen yörüngesel değişimin yanında Her X-1'in 35 günlük presesyon evresine bağlı bir değişimi daha vardır. X-ışın bölgesinde bu değişim, biri diğerinin %30'u kadar olan iki parlak dönem ve bunların arasında kalan sakin akı dönemi şeklinde görülmektedir. UV bölgede bu değişim grafike edildiğinde Şekil 3.8 elde edilmektedir. Görüldüğü gibi UV data yüksek enerjide görülen değişime benzemekte; ancak



* *A: Soğurma çizgisi olduğunu*

Şekil.3.9. Her X-1'in UV tayfında görülen çizgilerin $F_{süreklilik}$-$F_{çizgi}$ düzleminde verdikleri eğimin çizginin toplam akısına göre değişimi. Hata barları sembollerin boyutundadır.



Şekil.3.10. Her X-1'de görülen salma çizgilerinin $F_{süreklilik}$-$F_{çizgi}$ düzleminde verdikleri eğimin, ilgili iyona ait iyonizasyon potansiyeline göre; ve toplam çizgi akısına göre grafikleri. Hata barları semboller boyutundadır.

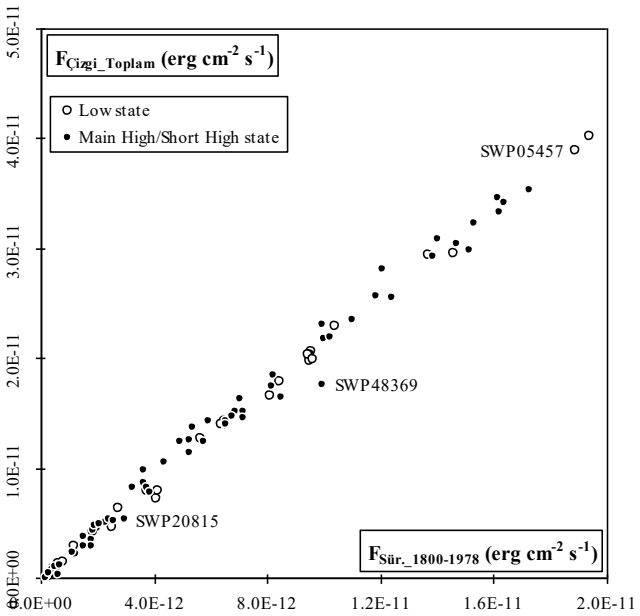
arada bazı noktalar beklenmedik derecede yüksek akı vermektedir.

Yukarda, çizgi akılarının süreklilik ile değişiminin verildiği Şekil 3.6'nın içinde, Şekil 3.7 ve Şekil 3.8'de gösterilen evresel ve presesyonel değişimler de yeralmaktadır. Yani Şekil 3.6'da görülen gerek çizgi akısındaki gerekse süreklilik akısındaki artışlar, hem yörüngesel değişimden hem de presesyonel değişimden gelmektedir. Şekil 3.6'da (tıpkı Cyg X-1'de olduğu gibi) farklı iyonlara ait çizgilerin farklı eğimler verdiği görülmektedir. Bunu bir grafik ile gösterirsek Şekil 3.9 elde edilmektedir.

Görülen doğrusal dağılımda iyonların yerleri, Cyg X-1'deki ile aynıdır (bkz. Şekil 3.3). Benzer olarak Her X-1'de de, her iyon için iyonizasyon potansiyelini toplam çizgi akısı ve eğime göre grafike edebiliriz (Şekil 3.10).

Soğurma çizgileri hariç tutulursa büyük eğim veren iyonların çizgi akıları da büyük olmakta buna bağlı olarak büyük olmaktadır. Bu ilişki Cyg X-1'de de görülmekte ve grafiklerdeki aynı iyonlar aynı sırada yeralmaktadır.

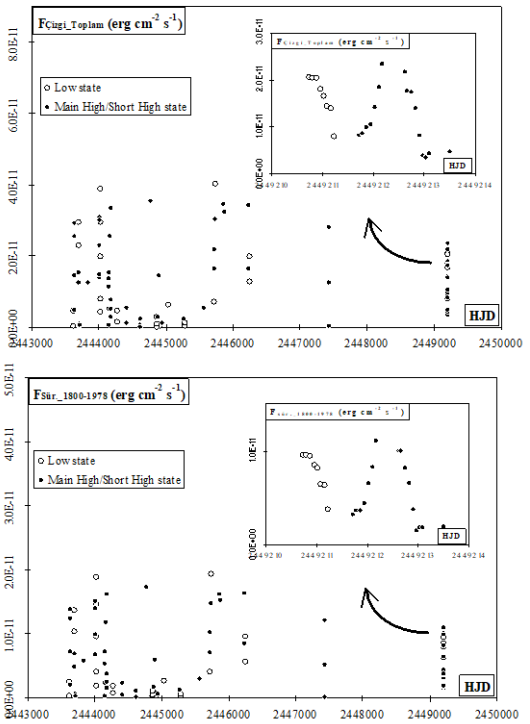
X-ışın çiftlerinde birikim diskinde oluşan reproses olayının en önemli göstergelerinden birisi de, tayftaki süreklilik artışına paralel olarak salma çizgilerinin akısının artmasıdır (van Paradijs ve McClintock 1995). Yani salma çizgilerine ait eşdeğer genişlikler hemen hemen hiç değişmez. Yukarda, Şekil 3.6'da bu doğrusal ilişkiyi her bir çizgi açın ayrı ayrı görmekteyiz. Bu bağıntıyı tüm çizgiler için de çizebiliriz (Şekil 3.11).



Şekil.3.11. Her bir tayftaki toplam salma çizgisi akısıyla süreklilik akısının değişimi. Görülen doğrusal bağıntı XRBs'deki reproses olayının en güçlü delillerindendir. Bir kaç tayfın image numarası şekilde gösterilmiştir. Hata barları semboller boyutundadır.

Bu doğrusal ilşkiyi sistemin 1.7 günlük yörüngesel ve 35 günlük presesyonel değişimi etkilememektedir. Özellikle sistem 35 günlük presesyonel değişimin parlak (içi dolu semboller) ve sönük (içi boş semboller) dönemlerindeyken bile bu doğrusal yasadan sapmalar olmamaktadır. Bu ise UV ışınımında tamamen X-ışın reprosesinin hakim olduğunu göstermektedir. 35 günlük dönem boyunca UV süreklilik ve çizgi akılarının davranışı, yukarda da bahsedildiği gibi, X-ışınındaki değişime tam benzemez; ancak yakın bir korelasyon verir (bkz. Şekil 3.8). Şekildeki yüksek akı (main high/short high state) durumu ve düşük akı (low state) durumu, Scott ve Leahy (1999)'daki 35 günlük çevrim için verilen evre aralıkları kullanılarak belirlenmiştir. Buna göre 0.0-0.31 evre aralığında "main high state" (asıl yüksek akı durumu), 0.57-079 evre aralığında "short high state" (tali yüsek akı durumu) gerçekleşmekte, diğer evrelerde sistem "low state" (düşük akı durumu)'da kalmaktadır; ve grafikteki hal belirlemesi bu aralıklara göre yapılmıştır.

Her X-1'in incelenen UV tayfları, Nisan 1978 ila Ağustos 1993 yılları arasındaki son derece geniş bir aralığı kapsamaktadır. Bu nedenle Her X-1'in UV bölgede uzun dönemli değişimini incelemek için iyi bir fırsat sunmaktadır. Bu amaçla yine toplam çizgi akısı ve süreklilik akısının HJD'ye göre grafiğini çizebiliriz (Şekil 3.12). Bir kaç nokta istisna olmak üzere Her X-1'in, HJD 2444200 (Kasım 1979) ile HJD 2445600 (Eylül 1983) arasında (~3 yıllık) sakin bir döneme girdiği görülmektedir. Bu değişimin dönemli olup olmadığının belirlenebilmesi için çok daha uzun süreli gözlemlere ihtiyaç vardır. Grafikteki parlak (içi dolu) ve sönük (içi boş) dönemler, yukarda da belirtildiği gibi Scott ve Leahy (1999)'ye göre belirlenmiştir.

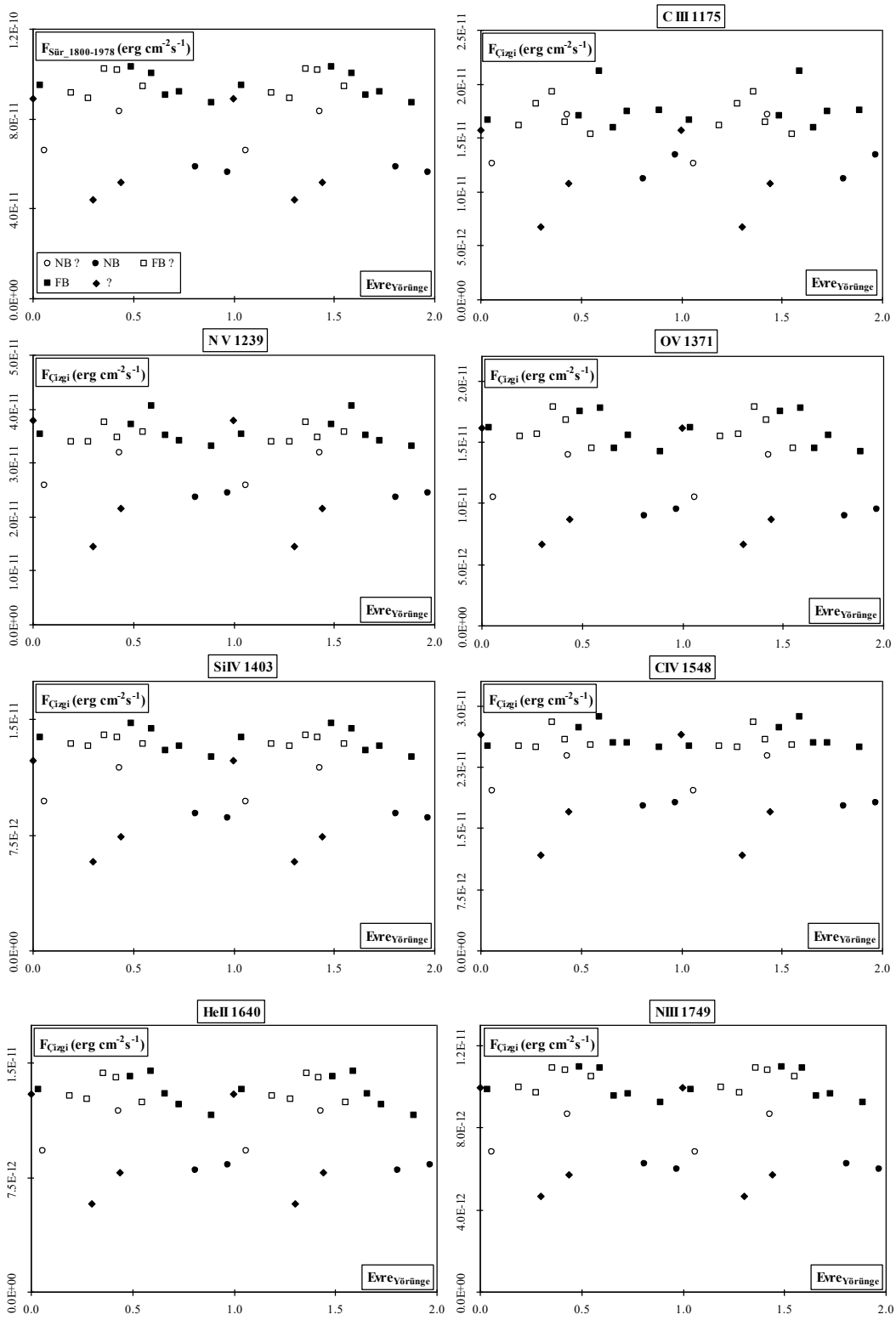


Şekil.3.12. Her X-1'e ait UV çizgi akılarının ve süreklilik akısının, gözlemi yapılan 15 yıllık aralık boyunca değişimi. Gözlem setinin son kısmını oluşturan tayflar, 1.7 günlük tam bir yörüngesel çevrimi içerdiğinden bu kısım şekillerde küçük paneller olarak gösterilmiştir. Hata barları semboller boyutundadır.

3.3. Sco X-1

Sco X-1'e ait 41 adet düşük 1 adet yüksek ayırma güçlü IUE tayfı getirtilmiştir. Yüksek ayırma güçlü tayf IUE arşivindeki tek tayf olan SWP09417'dir ve bunun da süreklilik seviyesi, tıpkı Cyg X-1 ve Her X-1'daki gibi sıfır seviyesinde seyretmekte; sadece bazı dar salma çizgileri görülebilmektedir. Düşük ayırma güçlü tayflarda da LWR/LWP bölgede çizgi görülmemekte, 2200Å civarında IR'dan kaynaklanan derin bir çöküntünün bulunduğu bir süreklilikle karşılaşılmaktadır. Bölüm 6.3'de anlatılan prosedüre göre (Sco X-1 doğrultusundaki E(B-V)~0.^{m}2 alınarak), tüm tayflardan bu sönümleme etkisi giderildikten sonra tayflar incelenmiştir. Çizgilerin tamamı salma halinde olup, sadece SWP bölgede görülebilmektedir. En belirginleri Si II, IV, C III, IV, N II, III, IV, V, O III, IV, V, ve He II iyonlarına ait çizgilerdir. Sco X-1 X-ışın bölgesinde gösterdiği ani durum (FB-NB-HB) değişimlerine paralel olarak UV bölgede de gerek salma çizgilerinde gerekse süreklilik akısında değişimler vermektedir. UV'de gösterdiği yüksek/düşük akı seviyeleri arasında kesin bir ayrım kriteri olmamasına rağmen Willis vd. (1980)'de, akı seviyesinde görülen ani değişime göre bu ayrım yapılmıştır. Aslında bu değişim, bir Z-kaynağı olan Sco X-1'in Z-diyagramında bulunduğu yere bağlı olarak meydana gelmektedir (Vrtilek vd. 1991). Sco X-1'e ait UV tayftaki çizgi akıları ve süreklilik akısı 0.78 günlük yörünge dönemiyle çok belirgin bir değişim vermemektedir (bkz. Şekil 3.13).

Vrtilek vd. (1991)'nin yaptığı eşzamanlı X-ışın gözlemlerine dayanarak Şekil 3.13'de Sco X-1'in bulunduğu X-ışın durumu farklı sembollerle işaretlenmiştir. Buna göre sistem normal kola (NB) geçtiğinde UV'de de düşük akı seviyesine geçmekte; parlama koluna (FB) geçtiğinde UV'de de yüksek akı seviyesine geçmektedir. Çok düşük akı seviyesinde görülen bir kaç noktanın eşzamanlı X-ışın gözlemi yoktur. Ancak bunlar muhtemelen Sco X-1'in X-ışın bölgesinde en düşük akıyı verdiği yatay kolda (HB) iken alınmış

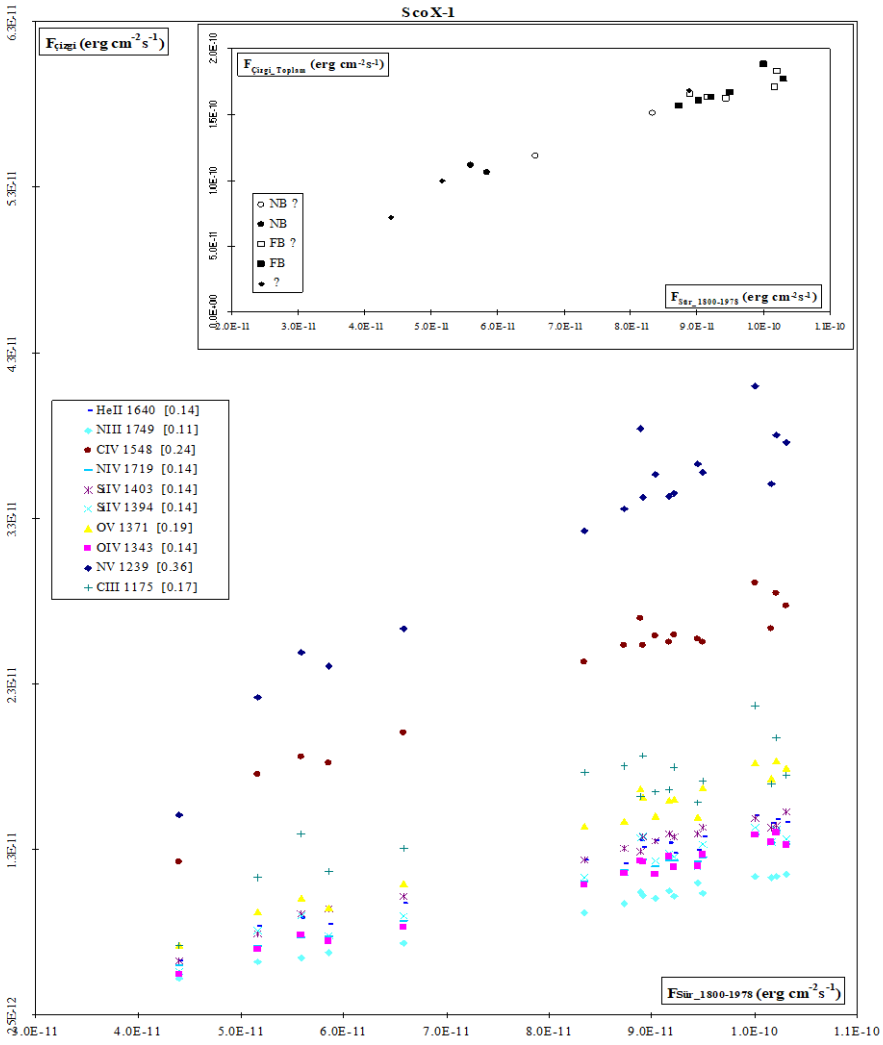


Şekil.3.13. Sco X-1'e ait UV bölgedeki Sürekliliğin ve salma çizgilerinin yörüngesel evre ile değişimi. Dağılım, sistemin girdiği X-ışın durumuyla (FB/NB/HB) yakından ilişkili görünmektedir. "1" evresinden sonraki değerler, simetri alınarak elde edilmiştir.

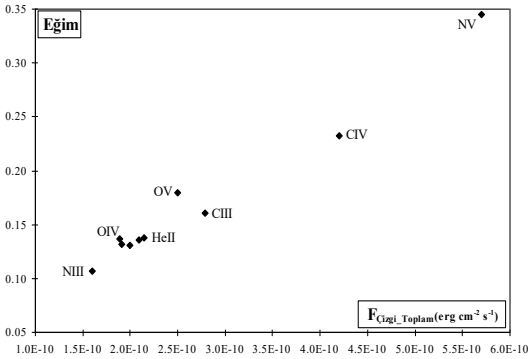
tayflardır. Dolayısıyla Willis vd. (1980)'nin B bandındaki akı seviyesine bakarak Sco X-1 için yaptıkları "yüksek akı-düşük akı" ayrımı aslında sistemin Z-diyagramında bulunduğu konumdan kaynaklanmaktadır.

Optik bölgedeki ışık eğrilerinde, düşük genlikli, esasen yansımadan kaynaklanan tek pikli değişim görülmektedir (Gottlieb vd. 1975, Augusteijn vd. 1992). Ancak UV bölgede buna benzer yapı oldukça zayıf bir şekilde görülmektedir (Şekil 3.13). Bu ise UV ışınımda birikim diskinin daha hakim olduğununu, optik bileşenden katkının çok daha az geldiğini göstermektedir. Sistemin girdiği X-ışın durumunu dikkate almazsak, Şekil 3.13'den evreye bağlı değişimin az da olsa hissedildiğini söyleme mümkündür. Optik bölgede görülen yörüngesel değişim, sistemin geçiş yaptığı "aktif" veya "sakin" dönemlerine bağlı olmaksızın, her zaman görülebilmektedir (Augusteijn vd. 1992). Bu da diskten gelen optik ışınımın katkısının, evreye bağlı olmadığını göstermektedir.

Şekil 3.13'den görüldüğü gibi, çizgi akılarındaki artışa paralel olarak 1800-1978Å arasındaki süreklilik de artış göstermektedir. Bu ilişkiyi daha iyi görebilmek için çizgi akısına karşı süreklilik akısını grafike edebiliriz (Şekil 3.14). Her X-1'dekine benzer olarak çizgilerdeki akı artışıyla birlikte süreklilik seviyesi de artmakta; ancak her iyon farklı eğim vermektedir. Ayrıca akı artışına paralel olarak sistem parlama koluna (FB) geçiş yapmaktadır (Şekil 3.14 küçük panel). Eşzamanlı X-ışın gözlemi olmayan bazı noktaların, grafikte bulunduğu konuma göre Z-diyagramındaki konumu da (FB/NB/HB) tahmin edilebilir. Çünkü Sco X-1 Z-diyagramında belli bir yerde iken, $F_{çizgi}$-$F_{süreklilik}$ düzleminde de değişmez bir bölgede bulunmaktadır. Buna dayanarak, sistem yatay kolda iken (HB) hiç bir eşzamanlı X-ışın gözlemi yapılmamış olmasına



Şekil.3.14. Sco X-1'in UV tayfındaki salma çizgilerinin süreklilik akısıyla değişimi. Her bir farklı iyonun verdiği eğim, sembolleri gösteren pencerede köşeli parantez içerisinde verilmiştir. Küçük panelde ise, incelenen UV tayflardan eşzamanlı X-ışın gözlemi (Vrtilek vd. 1991) yapılanlar $F_{Çizgi}$-$F_{Sür._1800-1978}$ düzleminde gösterilmiştir. Görüldüğü gibi UV'deki akı artışıyla birlikte sistem normal koldan (NB) parlama koluna (FB) geçiş yapmaktadır. Hata barları semboller boyutundadır.



Şekil.3.15. Sco X-1'in UV tayfında çizgi oluşturan farklı tür iyonların $F_{Çizgi_Toplam}$-$F_{Sür._1800\text{-}1978}$ düzleminde verdikleri eğime karşılık toplam çizgi akılarının değişimi. İyonların sıralanışı Her X-1 ve Cyg X-1'deki ile aynıdır. Hata barları semboller boyutundadır.

rağmen, $F_{çizgi}$-$F_{süreklilik}$ düzleminde en aşağıda kalan noktalar ("?" işaretiyle gösterilenler) muhtemelen kaynak "yatay kolda" iken, yani sistem en düşük akı halindeyken alınan tayflardan oluşmaktadır.

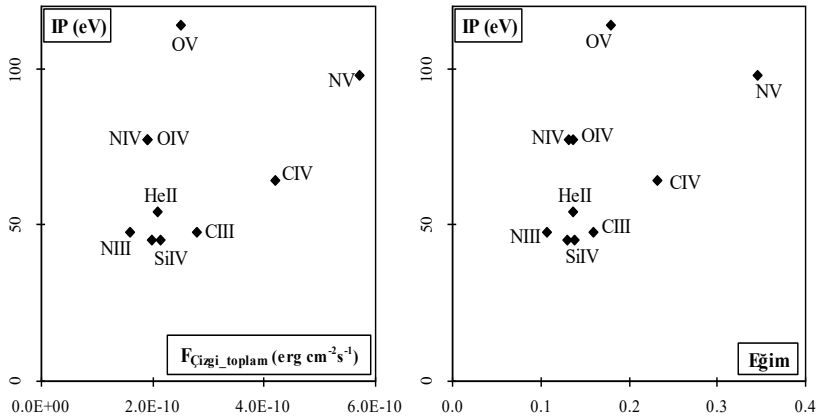
$F_{çizgi}$-$F_{süreklilik}$ düzleminde görülen çizgilerin verdikleri eğimlere ait dağılım ise Şekil 3.15'da gösterilmektedir. İyonların verdikleri eğime göre dağılımı, hem Her X-1'deki (Şekil 3.9) hem de Cyg X-1'deki (Şekil 3.3) dağılımla aynıdır. Bu ise aynı tür çizgilerin aynı bölgede oluştuğuna dair bir delildir. Son olarak da bu eğimlerin ve toplam çizgi akılarının her iyonun iyonlaşma potansiyeline göre nasıl değiştiğine bakalım (Şekil 3.16). Bu şekilde de görüldüğü gibi iyonların dağılımları tamamiyle Cyg X-1 ve Her X-1'deki ile aynıdır.

4. Bulgular, Tartışma ve Sonuç

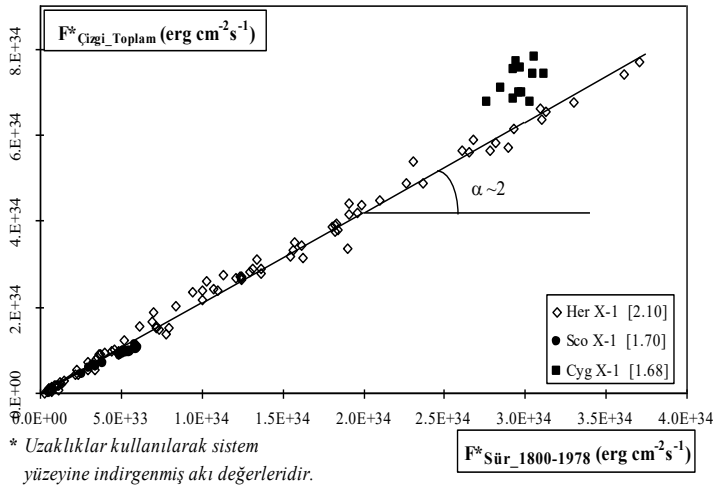
UV tayflarla ilgili yapılan çalışmada elde dilen en önemli sonuç şüphesiz ki, X-ışın reprosesinin önemli bir göstergesi olan süreklilik akısıyla çizgi akısı arasında görülen doğrusal bağıntıdır. Her üç sistem için elde edilen, toplam çizgi akısına karşılık süreklilik arasındaki bağıntıyı karşılaştırabilmek için, bunları aynı grafik üzerine yerleştirmek mümkündür (Şekil 4.1). Şekilden görüldüğü gibi her üç sistem de, yaklaşık olarak aynı eğimi (α~2) vermektedir. Bu ise, X-ışın reprosesinin üç sistemde de aynı verime sahip olduğunu ve benzer mekanizmayla (X-ışınlarının birikim diskinde reprosesi) oluştuğunu göstermektedir. XRBs için α~2 eğimi ortak bir özellik olarak görünmektedir. Bu değerin 2 çıkması, süreklilik akısındaki 1 birimlik artışa karşılık çizgi akısının 2 birim arttığını göstermektedir. Ayrıca bu üç sistemin birbirinden farklı yörünge eğimine sahip olmasına rağmen aynı eğimi vermesi, gözlenen X-ışın reprosesinde yörünge eğiminin önemi olmadığını göstermektedir. Tayflarında salma çizgisi görülen başka kaynaklarda da (örn. RS CVn, AGN gibi), bu ilişkinin dağılımına bakmak ilginç sonuçlar verebilir. Elde edilen eğim açısı, kaynağın türü hakkında ipucu verir nitelikte olabilir.

UV bölgede Cyg X-1'e ait süreklilik ve tayf çizgilerinin evresel değişimi, farklı özellikler sergilemektedir. (Bkz. Şekil 7.1). Bazılarında elipsoidal değişimin izleri görülmektedir. Optik ışık eğrilerine yapılan Fourier fonksiyonu fitinde, kısa dalgaboylarına gidildikçe yansıma etkisinin giderek büyüdüğü açıkça görülmektedir. UV bölgedeki evresel çizgi akısı değişimine büyük oranda diskin katkısı olmakta; ya da bu çizgiler küresel simetrik bir bölgeden gelmektedir. Daha fazla sayıda UV tayf analiz edilerek bu ilişkinin kesinleştirilmesi gerekmektedir.

Her X-1'e ait yörüngesel değişim ise, tamamiyle yansımanın etkisiyle şekillenmektedir (bkz. Şekil 3.7). Nitekim UV ışık eğrilerine yapılan Fourier fitlerinde de yansımanın göstergesi olan A_1 katsayısı büyük çıkmaktadır. Sistemin 35^g'lük presesyonel değişimi, $1.^g7$'lük yörüngesel değişime etki etmemektedir. Ayrıca optik ışık eğrilerinde 0.5 (yörüngesel) evresinde görülen ve birikim diskinin optik bileşeni kısmen



Şekil.3.16. Sco X-1'in tayflarında görülen salma çizgilerinin iyonizasyon potansiyelleri. Hata barları sembollerin boyutundadır.



Şekil.4.1. Süreklilik ve toplam çizgi akısı arasında görülen bağıntı. Cyg X-1'e ait, çok yüksek ve çok düşük akı veren SWP23357 ve SWP09420 tayfları hariç tutulmuştur. Ayrıca Cyg X-1'in akı değerleri aynı ölçeğe indirgenmek için 1000'e bölünmüştür. Her bir sistemin verdiği eğim köşeli parantez içinde gösterilmiştir. Hata barları semboller boyutundadır.

örtmesine bağlanan zayıf çöküntü (Howarth ve Wilson 1983, Gerend ve Boynton 1976) UV ışık eğrilerinde hissedilmemektedir. Aynı durum Vrtilek ve Cheng (1996)'in 1800Å'deki sürekliliğe karşı yörünge evresini grafike ettikleri bir şekilde de görülmektedir. Vrtilek ve Cheng (1996)'e göre yörüngesel ışık eğrisinde seviye farkına en büyük etkiyi, bileşenler arasındaki kütle aktarım oranı yapmaktadır.

Sco X-1'e ait UV bölgedeki yörüngesel değişim evreye çok sıkı bağlı olmayan bir dağılım sergilemiştir (bkz. Şekil 7.13). Bunun nedeni tayf sayısının azlığından dolayı evre bağımlılığının tam hissedilmemsi olabilir. Yine de sadece parlama (FB) kolundayken elde edilen UV veriler gözönüne alınırsa, yansımadan kaynaklanan, tek pikli yapıda bir ışık eğrisi görmek mümkündür. Sco X-1'e ait UV değişimin asıl nedeni, sistemin X-ışın bölgesinde girdiği durumdur (HB/NB/FB). Bu ise, birikim diskinde oluşan X-ışın reprosesinin UV tayfı nasıl etkilediğinin bir göstergesidir.

X-ışın reprosesinin bir göstergesi olarak kabul edilen süreklilik ile çizgi akıları arasındaki doğrusal bağıntı, daha önce Sco X-1 için Vrtilek vd. (1991) tarafından da elde edilmiştir. Buldukları doğrusal bağıntının eğimi yaklaşık 4 çıkmaktadır ki bu değer bu çalışmada elde edilenin 2 katıdır. Böyle bir fark olmasının nedenleri şunlar olabilir: i) Vrtilek vd. (1991) IR etkisini giderirken $E(B-V)=0.^{m}3$ değerini kullanmışlardır. ii) Süreklilik akısını ve çizgi akısını hesaplarken, yaptıkları fitten buldukları değerleri kullanmışlardır. iii) Çizgi akılarını hesaplarken seçtikleri $\Delta\lambda$ dalgaboyu aralığı farklı olabilir. iv) Sürekliliği belirledikleri yer 1224-1986Å aralığıdır ve bu bölgeye yaptıkları fitten süreklilik akısını hesaplamaktadırlar ki bu durum süreklilik akısının hesabında bazı hatalara neden olmaktadır. Sco X-1'e ait bazı UV çizgilerin süreklilik ile değişimi Kallman vd. (1991) tarafından da incelenmiş ve $F_{çizgi}$-$F_{süreklilik}$ düzleminde her çizginin farklı eğim verdiği belirlenmiştir. Ancak ele aldıkları çizgi sayısı bu çalışmadakinden daha az olmuştur. Kullandıkları süreklilik aralığı, CIV salma çizgisinin komşuluğundaki bölgedir. Muhtemelen bu nedenden dolayı elde ettikleri bağıntılardaki noktalar çok saçılmaktadır. Bu çalışmada elde edilen bağıntılarda saçılma çok azdır. Bunun nedeni, kullanılan çizgi akısı ve sürekliliğe ait akı değerlerinin, herhangibir fit sonucunda değil, doğrudan tayf üzerinden belirlenmiş olmasıdır. Bu nedenle korelasyonlar öncekilere nazaran çok daha hassastır.

Cyg X-1 ve Her X-1 için $F_{çizgi}$-$F_{süreklilik}$ bağıntısı literatürde ilk defa elde edilmiştir. Ele alınan tüm sistemler birbiriyle karşılaştırılmıştır. Bu karşılaştırmada sistemlerden birisi (Cyg X-1) farklı bir alt tür olan HMXBs arasından seçilmiştir. Buna rağmen her üç sistem için elde edilen bağıntının da aynı eğimi (~2) vermesi, XRBs için bu değerin ortak bir özellik olabileceğini göstermektedir. Ayrıca eğimin 2 çıkması, süreklilik artışıyla birlikte çizgi eşdeğer genişliklerin de değişeceğini ispatlamaktadır.

Kaynaklar

Augusteijn, T., Karataos, K., Papadakis, M., Paterakis, G., Kikuchi, S., Brosch, N., Leibowitz, E., Hertz, P., Mitsuda, K., Dotani, T., Lewin, W.H.G., van der Klis, M., van Paradijs, J., 1992. A&A **265**, 177-182.

Beech, M., 1985. Ap&SpcSci. **117**, 69-81.

Gerend, D. ve Boynton, P., 1976. ApJ **209**, 562-573.

Giacconi, R., vd., 1962. Phys. Rev. Lett. **9**, 439-447.

Gottlieb, E.W., Wright, E.L., Liller, W., 1975. ApJ **195**, L33-L35.

Howarth, I.D., ve Wilson, B., 1983. MNRAS **202**, 347-366.
Jamar, C., Macau-Hercot, D.; Monfils, A., Thompson, G.I., Houziaux, L., Wilson, R., 1976. ESA SR-27, xi.
Kallman, T.R., Raymond, J.C., ve Vrtilek, S.D., 1991. ApJ **370**, 717-729.
Massa, D., 1999. (e-posta haberleşmesi) (*massa@xfiles.gsfc.nasa.gov*).
Scott, D.M., Leahy, D.A., 1999. ApJ **510**, 974-981.
Seaton, M.J., 1979. MNRAS **187**, 73P-76P.
Van der Klis, M., Swank, J.H.; Zhang, W., Jahoda, K., Morgan, E.H., Lewin, W.H.G., Vaughan, B., Van Paradijs, J., 1996. ApJ **469**, L1-L4.
Van Paradijs, J., ve McClintock, J.E., 1995. "X-ray Binaries", Ed: Lewin, W.H.G., van Paradijs, J., ve van den Heuvel, E.P.J., Cambridge University Press, s. 58-120.
Vrtilek, S.D., Penninx, W., Raymond, J.C., Verbunt, F., Hertz, P., Wood, K., Lewin, W.H.G., Mitsuda, K., 1991. ApJ **376**, 278-288.
Vrtilek, S.D., ve Cheng, F.H., 1996. ApJ **465**, 915-925.
Willis, A. J., Wilson, R., van denBout, P., Sanner, F., Black, J., Davis, R.J., Dupree, A.K., Gursky, H., Hartmann, L., Raymond, J., Matilsky, T., Burger, M., de Loore, C., van Dessel, E.L., Whitelock, P., Menzies, J., Meikle, W.P.S., Joseph, R.D., Sanford, P., Pollard, G., Sanford, M.C.W., 1980. ApJ **237**, 596-612.

POSTERLER

- W UMa Türü Değişen YY CrB'in Fotoelektrik Işıkölçümü
  Esin SİPAHİ, Varol KESKİN, Bülent YAŞARSOY

- V397 Cep Örten Çift Yıldızının Işık Eğrisi Analizi
  İbrahim BULUT, Osman DEMİRCAN

- TT Aur Sisteminde Işınım Basıncı Etkisi
  Kutluay YÜCE, Sacit ÖZDEMİR, Hasan AK, Osman DEMİRCAN

- Seyfert Galaksilerinin Merkezi Bölgeleri
  Uğur İLTER, Cemal AYDIN, Reynier F. PELETIER, Ayvur AKALIN

- Irradiance Variations During a Period of Low Solar Activity in 1996
  Michael STEINEGGER, Wolfgang OTRUBA, Peter BRANDT, Zeki EKER, Arnold HANSLMEIER, C. WEHRLI, W. FINSTERLE

- TT Aur: TUG Fotometrik Verileri ve IUE Tayflarının Analizi
  Hulusi GÜLSEÇEN, Osman DEMİRCAN, Hasan AK, Sacit ÖZDEMİR, A. Talat SAYGAÇ, Sevinç GÜLSEÇEN, Timur ŞAHİN

- Küçük Ölçekli Auroral Oluşumlar
  Gülçin KANDEMİR, Pınar ÖZDEMİR

- Kataklismik Değişen Yıldızların Patlama Aktivite Taraması: TU Leo, BI Ori, FO Per, GK Per, CI UMa
  Hasan H. ESENOĞLU

- Galaktik Novaların Bir Kataloğu
  Hasan H. ESENOĞLU

- Kataklismik Değişen Yıldızların TUG'da Gözlemlerine Hazırlık Çalışması ve Deneme Gözlemleri
  M. Mustafa KESKİN, Sinan ALİŞ

- 1990 Sonrası Güneş Tutulmalarında Yapılan Korona Gözlemleri ve Sonuçları
  Sinan ALİŞ, M. Mustafa KESKİN, M. Türker ÖZKAN

- Henüz İsimlendirilmemiş Fleming Değişen Yıldızlarından Üç Tanesi İçin Gözlem Çalışma Planı
  Haldun İ. MENALİ

- Profesyonel ve Amatör Astronomlar Arasında Bir Köprü: AAVSO'nun Çalışmaları
  Gamze MENALİ

- Anketlerle Türkiye'de Astronomi: 1999
  Selçuk BİLİR, Tansel AK, A. Talat SAYGAÇ, Dursun KOÇER

- 11 Ağustos 1999 Tam Güneş Tutulması İ.Ü. Gözlem Programı
  A. Talat SAYGAÇ vd. (30 yazar)

- IRAF, MIDAS'da Spektrum İndirgeme ve Görüntü İşleme: Komutlar ve Örnek Uygulamalar
  Hasan H. ESENOĞLU, Sevinç GÜLSEÇEN, A. Talat SAYGAÇ

- 28 And Yıldızının Spektrel Analizi
  Hülya ÇALIŞKAN, Dursun KOÇER, İpek HAMAMİ, Taşkın ÇAY, H. Gökmen TEKTUNALI

- Güneş'in Kromosfer Tabakasındaki Salınımların İki Boyutlu Bir Spektrometre ile İncelenmesi
  Nurol AL

- Astronomi ve Uzay Bilimleri Alanı için Türkçe Konu Başlıkları Listesi
  A.Ş. MUTLUOĞLU, Hasan H. ESENOĞLU, H. Gökmen TEKTUNALI, Dursun KOÇER, Hüseyin MENTEŞE, Hulusi GÜLSEÇEN, Füsun LİMBOZ-TEKTUNALI, G. KARATAŞ

- Örnek Bir WEB Sitesi: İ.Ü. Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü ve Gözlemevi Uygulama ve Araştırma Merkezi WEB Sayfası
  Sevinç GÜLSEÇEN, Selçuk BİLİR, Asuman GÜLTEKİN, Burcu ÖZGÜR, Funda BOSTANCI, Işıl ERDEVE