

ÇANAKKALE ONSEKİZ MART ÜNİVERSİTESİ
FEN BİLİMLERİ ENSTİTÜSÜ

FİZİK ANABİLİM DALI
DOKTORA TEZİ

Be BİLEŞENLİ ETKİLEŞEN ÇİFT SİSTEMLER

Hicran BAKIŞ

Danışman:
Prof. Dr. Osman DEMİRCAN

Kasım, 2007
ÇANAKKALE

Be BİLEŞENLİ ETKİLEŞEN ÇİFT SİSTEMLER

Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Fen Bilimleri Enstitüsü

Doktora Tezi

Fizik Anabilim Dalı

Hicran BAKIŞ

Danışman:

Prof. Dr. Osman DEMİRCAN

Kasım, 2007

ÇANAKKALE

DOKTORA TEZİ SINAV SONUÇ FORMU

HİCRAN BAKIŞ tarafından **Prof. Dr. OSMAN DEMİRCAN** yönetiminde hazırlanan “**Be BİLEŞENLİ ETKİLEŞEN ÇİFT SİSTEMLER**” başlıklı tez tarafımızdan okunmuş, kapsamı ve niteliği açısından bir doktora tezi olarak kabul edilmiştir.

.....
.....
Yönetici

.....
.....
Jüri Üyesi

.....
.....
Jüri Üyesi

.....
.....
Jüri Üyesi

.....
.....
Jüri Üyesi

Sıra No:.....

Tez Savunma Tarihi:...../...../.....

.....
Müdür

Fen Bilimleri Enstitüsü

TEŞEKKÜR

Bu tezin hazırlanmasında yardım ve önerilerini esirgemeyen ve çalışma boyunca fikir ve yorumları ile yol gösteren danıőmanım Sayın Prof. Dr. Osman DEMİRCAN'a saygılarımı ve teőekkürlerimi sunmayı borç bilirim. Ayrıca, her zaman öneri ve görüşlerini bizimle paylaşan Prof. Dr. Zeki EKER'e ve Yrd. Doç. Dr. Hasan AK'a da teőekkürlerimi sunarım. Tez çalıőmamda gözlemsel verileri toplayabilmem için Mt. John Gözlemevinin tüm olanaklarını kullanmama olanak sağlayan Prof. Dr. John HEARNshaw'a ve gözlemevi çalıőanlarına, tez çalıőmalarım kapsamında Yeni Zelanda'da bulunduğum süre içerisinde yardımını aldığım Prof. Dr. Edwin BUDDING'e, Carter Gözlemevinde bana çalışma ortamı sağlayan tüm çalıőanlara ve TÜBİTAK Gözlemevindeki tüm çalıőanlara da sonsuz teşekkür ederim. Son olarak, tezimin hazırlanmasında maddi ve manevi desteğinin yanı sıra bilimsel desteğini de benden esirgemeyen eőim Araő. Gör. Dr. Volkan BAKIŞ'a ve bu yolda ilerlemem için bana yol gösteren ve her zaman yanımda olan aileme en içten sevgilerimle teşekkür ederim

Hicran BAKIŞ

SİMGELER VE KISALTMALAR

RV	: Dikine Hız (Radial Velocity),
V/R	: Mavi / Kırmızı (Violet / Red),
E/C	: Salma / Süreklilik (Emission / Continuum),
EB	: Örtün Çift Yıldızlar,
SB1	: Tek-çizgili Tayfsal Çift Yıldızlar,
SB2	: Çift-çizgili Tayfsal Çift Yıldızlar,
LT	: Işık-zaman,
EL	: Elipsoidal Çift Sistemler,
MJUG	: Mt. John Üniversite Gözlemevi,
HRSP	: Hercules İndirgeme Yazılım Paketi,
CCF	: Çapraz Eşleme Yöntemi,
O-C	: Gözlenen – Hesaplanan Minimum Zamanı Farkı,
ZAMS	: Sıfır Yaş Anakolu,
TAMS	: Anakoldan Ayrılma Noktaları,
S/N	: Sinyal / Gürültü oranı
e	: Basıklık,
w	: Enberinin Boylamı,
q	: Kütle Oranı ($K_1 / K_2 = M_2/M_1$),
a	: Yarı-büyük Eksen Uzunluğu,
i	: Yörünge eğikliği,
T_0	: Minimum Zamanı,
V_γ	: Sistemin Ortak Kütle Merkezinin Dikine Hızı,
P	: Yörünge Dönemi,
R	: Tayfsal Çözümleme Gücü,
m_1, m_2	: Bileşenlerin Kütleleri,
$K_{1,2}$: Bileşenlerin Dikine Hızlarının Yarı-genlikleri,
$A_{1,2}$: Bileşenlerin Yansıtma Katsayıları,
$g_{1,2}$: Bileşenlerin Çekimsel Kararma Katsayıları,

$F_{1,2}$: Bileşenlerin Dönme Hızlarının Eş Dönme Hızlarına Oranı,
$\Omega_{1,2}$: Bileşenlerin Potansiyelleri,
$r_{1,2}$: Bileşenlerin Görelî Yarıçapları,
$T_{1,2}$: Bileşenlerin Sıcaklıkları,
$L_{1,2}$: Bileşenlerin Işıtmaları,
A_v	: Johnson V Bandında Yıldızlararası Sönükleştirme Katsayısı,
W-D	: Wilson-Devinney Programı,
FWHM	: Tayf Çizgisinin Maksimum Yüksekliğinin Yarısındaki Genişliği,
SI600s	: Spectral Instruments 600 Series,
CCD	: Charge Coupled Device,
ζ	: Mikro Çalkantı Hızı,
vsini	: Ekvatorial Dönme Hızının İzdüşümü,
mas	: Mili Yay Saniyesi,
as	: Yay Saniyesi,
H-R	: Hertzsprung-Russell Diagramı,
ÇAAM	: Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Astrofizik Araştırma Merkezi ve Gözlemevi,
IRAF	: Görüntü İndirgeme ve Analiz Paketi,
KOREL	: Fourier Dönüşümü ile Çift veya Çoklu Sistemlerin Tayflarının Ayrıştırılması için Kullanılan Yazılım,
NIST	: Amerika Ulusal Standartlar ve Teknoloji Aletleri,
E(B-V)	: Renk Artığı,
TUG	: Tübitak Ulusal Gözlemevi,
SPB	: Yavaş Zonklayan B türü Yıldızlar,
NRP	: Dikine-olmayan Zonklama,

Be BİLEŞENLİ ETKİLEŞEN ÇİFT SİSTEMLER

ÖZET

Bu tez çalışmasında, tayflarında salma özelliği gösteren ve Be yıldızları olarak sınıflandırılan yıldızlar arasından çift olduğu bilinen veya aday olan üç sistemin, R Ara, V716 Cen ve EM Cep, tayfsal ve fotometrik incelemesi yapılmıştır. Seçilen her bir sistemin yeni tayfsal ve/veya fotometrik verisi elde edilmiştir. Elde edilen verilerin analizinden sistemin temel parametrelerinin yanı sıra sistemdeki Be bileşeninden kaynaklanan salma yapıları da incelenmiştir. Bulunan sonuçlardan, bu yıldızlardaki salma yapılarının yıldızların çift olmaları ile ilişkisi araştırılmış ve sonuçlar tartışılmıştır.

R Ara sisteminin literatürde yetersiz olan tayfsal verisi nedeniyle yüksek çözünürlüklü tayfları elde edilmiş ve ilk kez tayfında ikinci bileşene ait çizgiler belirlenmiştir. Sistemin ışık ve dikine hız eğrilerinin eş-zamanlı çözümünden bileşenlerin, birinci ve ikinci bileşen için sırasıyla, kütleleri $M_1=5,40 M_{\odot}$ ve $M_2=1,72 M_{\odot}$ yarıçapları $R_1=4,13 R_{\odot}$ ve $R_2=6,18 R_{\odot}$ olarak bulunmuştur. Sistemin var olan minimum zamanları ve yeni elde edilen minimum zamanı kullanılarak elde edilen (O-C) verilerinin analizinden ikinci bileşenden birinci bileşene korunumlu madde aktarım miktarı $5,23 \times 10^{-7} M_{\odot}/\text{yıl}$ olarak belirlenmiştir. Bulunan sonuçların yavaş kütle aktarımında olan bu tür sistemler için verilen ortalama değerden ($\Delta M \sim 10^{-11} - 10^{-7} M_{\odot}/\text{yıl}$) çok fazla olduğu görülmüştür. Bu durum aynı zamanda R Ara'da görülen kuvvetli salmaların varlığını da desteklemektedir. R Ara'nın elde edilen tayflarında özellikle H_{α} 'da olmak üzere He I ve bazı metal çizgilerinde de baskın salmalar gözlenmektedir. Bu salma yapılarını incelemek amacıyla fark tayfları elde edilerek bu yapıların çiftin yörünge dönemi ile ilişkisi incelenmiştir.

V716 Cen sistemi tayfsal olarak gözlenmiş ve ilk kez tayfında ikinci bileşene ait çizgiler belirlenmiştir. Sistemin ışık ve dikine hız eğrilerinin eş-zamanlı çözümünden bileşenlerin kütleleri $M_1=5,93 M_{\odot}$ ve $M_2=2,51 M_{\odot}$ ve yarıçapları $R_1=4,14 R_{\odot}$ ve $R_2=3,41 R_{\odot}$ olarak bulunmuştur. Sistemin analizine göre, bileşenlerin kütleleri, birinci ve ikinci bileşen için sırasıyla, B5,5 ve A3 tayf türünden anakol

yıldızlarına uygundur. Bileşenlerin ışıtmaları uzaklık modülünde kullanılarak V716 Cen sistemi için fotometrik uzaklık 340 ± 10 pc olarak belirlenmiştir. Bu uzaklık Hipparcos kataloğunda verilen 337 ± 72 pc uzaklık ile uyumludur. He I 4471 Å ve Mg II 4481 Å çizgilerine yapılan model atmosfer fitinden, bileşenlerin sıcaklıkları ve dönme hızları, $T_{e1} = 15500 \pm 50$ K, $T_{e2} = 9500 \pm 350$ K, $(v_{\text{dönme} \sin i})_1 = 130 \pm 2$ km/s ve $(v_{\text{dönme} \sin i})_2 = 110 \pm 3$ km/s şeklinde belirlenmiştir. Buna göre bileşenler hata sınırı içinde eş dönme göstermektedir. Yıldızı saran maddeye ait bilgi edinmek amacıyla KOREL programı kullanılarak fark tayfları elde edilmiştir. Analiz sonucunda, fark tayflarının sıfırdan kayda değer bir sapma yapmadığı görülmüştür. Bu yüzden, sistemde yıldızı saran önemli bir madde olmadığı sonucuna varılmıştır.

EM Cep yıldızı için literatürde şimdiye kadar öne sürülen mekanizmaların olasılığını araştırmak amacıyla ilk olarak kütle, yarıçap gibi mutlak parametreleri belirlenmeye çalışılmıştır. EM Cep yıldızı NGC 7160 kümesinin üyesi olduğu için uzaklığı duyarlı bir şekilde belirlenebilmektedir (760 pc). Yıldızın elde edilen renklerinden tayf türü geniş ışıma sınıfı aralığında B2III (IV, V) olarak belirlenmiştir. Bu tayf türündeki yıldızlar $7R_{\odot}$ ve $11M_{\odot}$ yarıçapı ve kütesine işaret etmektedir (Straizys ve Kuriliene, 1981). EM Cep, tayflarında Hidrojen ve Helyum çizgilerinde kimi zaman az kimi zaman ise çok ve özellikle de H_{α} tayf çizgisinde oldukça karmaşık hareket eden yapılar sergilemektedir. Tayfsal gözlemler sonucunda elde edilen çizgi kesiti değişimleri fotometrik dönemi desteklememektedir. Ancak çizgi kesitlerindeki salma ve soğurmanın zamanla değiştiği açık olarak görülmüştür. Bu yapılar ve ışık eğrisindeki ani artışlar bu yıldızın etrafında yıldızla beraber dönen gaz yapılarının varlığını desteklemektedir.

Anahtar Sözcükler: Etkileşen Çift Yıldızlar, Be Yıldızları, Salma Yapıları, Tayfbilim, Yıldızların Mutlak Parametreleri.

Hazırlanan bu Doktora tezi Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Bilimsel Araştırma Projesi (BAP) tarafından 118 no'lu projeden desteklenmiştir.

INTERACTING BINARY STARS WITH Be COMPONENT

ABSTRACT

In this thesis, photometric and spectroscopic study of three emission line stars, R Ara, V716 Cen and EM Cep, which are known to be binaries or candidates binaries with Be type components were carried out. New spectroscopic and/or photometric data of each system chosen were obtained. In addition to basic parameters of the systems, which were obtained from the analysis of observational data, emission features in the spectra due to the existence of Be type components were also studied. The relationship between the emission structures and the systems' binarity were investigated and the results were discussed.

Due to insufficient spectroscopic data of R Ara in literature, its high resolution spectra were obtained and the secondary component was identified in the spectra for the first time. From the simultaneous solution of light and radial velocity curves, masses were determined as $M_1=5,40 M_{\odot}$ and $M_2=1,72 M_{\odot}$ and radii as $R_1=4,13 R_{\odot}$ and $R_2=6,18 R_{\odot}$ for the primary and secondary component respectively. Conservative mass transfer rate from the secondary to the more massive primary was determined to be $5,23 \times 10^{-7} M_{\odot}/\text{yr}$ from the O-C data constructed by using newly obtained and old times of minima. The mass transfer rate of R Ara was found rather high in comparison to the average mass transfer rate ($\Delta M \sim 10^{-11} - 10^{-7} M_{\odot}/\text{yr}$) determined for this type of binary stars. This high mass transfer rate support the strong emission features in spectra. The emission features are visible especially in Balmer and Helium lines and even in some metallic lines. To investigate these emission features, difference profiles of H_{α} lines were constructed and the relationship of the emission with the orbital motion was studied.

V716 Cen was observed spectroscopically and spectral lines of the secondary component were determined for the first time. From the simultaneous solution of light and radial velocity curves, masses of the components were determined as $M_1=5,93 M_{\odot}$ and $M_2=2,51 M_{\odot}$ and radii of the components as $R_1=4,14 R_{\odot}$ and $R_2=3,41 R_{\odot}$. The system is composed of two main sequence stars with spectral types

B5.5 and A3. The photometric distance of the system (340 ± 10 pc) is consistent with the Hipparcos distance (337 ± 72 pc). According to model atmosphere fitting to He I 4471 Å and Mg II 4481 Å lines, temperatures and projected rotational velocities of the components were found to be $T_{e1}=15500\pm 50$ K, $T_{e2}=9500\pm 350$ K, $(v_{\text{dönme}}\sin i)_1=130\pm 2$ km/s and $(v_{\text{dönme}}\sin i)_2=110\pm 3$ km/s for primary and secondary, respectively. Thus, observed rotational velocities imply synchronized rotation of components. In order to investigate the existence of circumstellar matter, the difference spectra of V716 Cen were constructed from the disentangled spectra which were obtained by using KOREL. The difference profiles of spectra show no detectable deviation from zero. Therefore, it is fair to conclude that there is no clear evidence for circumstellar matter in or around V716 Cen.

In order to investigate the mechanisms proposed for EM Cep in the literature to explain the nature of the system, the absolute parameter were determined. Since EM Cep is member of a cluster, its distance (760 pc) is well known. From the colors, the spectral type of the system was determined as B2III (IV, V). In this spectral type, stars, irrespective of their luminosity class, have radius and mass of $7R_{\odot}$ and $11M_{\odot}$. EM Cep exhibits sometimes weak, sometimes strong line variations in Hydrogen and Helium lines, and rather complicated moving structures H_{α} spectral line. The line variations determined from spectroscopic analysis do not support photometric period. However, the variations of emission and absorption features in spectra are clear. These structures and the sudden changes in the photometric light curve of the system imply a co-rotating gas clouds around the system.

Key words: Interacting Binary Stars, Be Stars, Emission Structures, Spectroscopy, Absolute Parameters of Stars.

The present Ph.D. thesis was supported by the Commission of Scientific Research Projects (BAP) of Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, under the project no of 118.

İÇERİK

	Sayfa
TEZ SINAVI SONUÇ BELGESİ	ii
TEŞEKKÜR	iii
SİMGELER VE KISALTMALAR	iv
ÖZET.....	vi
ABSTRACT.....	viii
BÖLÜM 1 – GİRİŞ	1
1.1. Tarihçe	3
1.2. Be Yıldızlarının Gözlemleri	3
1.2.1. Görsel Bölge	3
1.2.2. Mor-öte Bölge.....	6
1.2.3. Kızıl-öte Bölge	7
1.2.4. Radyo Bölgesi.....	8
1.3. Be Yıldızlarındaki Değişimler	8
1.3.1. B, Be ve Kabuk Tayfları Arasındaki Geçişler.....	9
1.3.2. Çizgi Kesiti Değişimleri	10
1.3.3. RV ve V/R Değişimleri.....	10
1.3.4. E/C Değişimleri	11
1.4. Be Yıldız Modelleri.....	12
1.4.1. Dönme Modeli	12
1.4.2. Yıldız Rüzgârı Modeli.....	13
1.4.3. Yıldızdan Dikine Madde Atım Modeli.....	13
1.4.4. Yerel Manyetik Alan Modeli.....	13
1.4.5. Dikine Olmayan Zonklama Modeli.....	13
1.4.5. Çift Yıldız Modeli.....	14
BÖLÜM 2 – İNCELENEN SİSTEMLER	22
2.1. R Arae	22
2.1.1. Gözlemler	25

2.1.1.1. Tayfsal Gözlemler	25
2.1.1.2. Hipparcos Gözlemleri	28
2.1.2. Dikine Hızlar	29
2.1.2.1. Çapraz Eşleme Yöntemi (CCF) ile Dikine Hızların Okunması	29
2.1.2.2. Korel ile Dikine Hızların Okunması	32
2.1.3. Sistemin Dönem Analizi	37
2.1.4. Işık ve Dikine Hız Eğrilerinin Eşzamanlı Çözümleri	40
2.1.5. Yakın Çift Yıldız Parametreleri	45
2.1.6. Dönme Hızları ve Eş-Dönme	45
2.1.7. Çizgi Profili Değişimleri	48
2.1.7.1. Fark Çizgi Kesitlerinin Elde Edilmesi	52
2.2. V716 Centauri	59
2.2.1. Tayfsal Gözlemler ve Veri İndirgemesi	60
2.2.2. Dikine Hızların Ölçümü ve Yörünge Çözümü	61
2.2.3. Işık ve Dikine Hız Eğrilerinin Eşzamanlı Çözümleri	67
2.2.4. Yakın Çift Yıldız Parametreleri	71
2.2.5. Dönme Hızları ve Eş-Dönme	71
2.2.6. Yıldızlı Saran Madde	73
2.3. EM Cephei	76
2.3.1. Gözlemler	77
2.3.2. Değişim Dönemi	77
2.3.2.1. Fotometrik Dönem	78
2.3.2.2. Dönem: Dikine Hız Eğrisinden	82
2.3.3. Işık Eğrisindeki Değişimler	83
2.3.4. Çizgi Profili Değişimleri	84
BÖLÜM 3 – SONUÇ VE TARTIŞMA	92
KAYNAKLAR	101
Tablolar	114
Şekiller	116
Yaşam Öyküsü	120

BÖLÜM 1

GİRİŞ

Anakoldan devlere kadar olan bölgede B tayf türü yıldızlar arasında görünür dalgaboyu bölgesinde Hidrojen salma çizgileri ve bunlara sıklıkla eşlik eden bir kez iyonlaşmış metal çizgileri gözlenmektedir. Aynı tayf türündeki çok daha fazla olan soğurma çizgili B yıldızlarından bunları ayırmak için MK tayf sınıflandırma yöntemi ile belirlenmiş tayf türüne “e” alt indisi eklenir. Tayfin görsel bölgesine dayanan bu sınıflamaya göre HR diyagramının bu bölgesindeki yıldızlardaki salmanın varlığı bir garipliktir. Ayrıca yıldızlarda yalnızca soğurma tayfinin oluşmasını öneren klasik atmosfer modellerine göre de salmanın görülmesi bir garipliktir. Bunlar B tayf türü yıldızların yaklaşık % 20'sini içererek bu tayf türündeki yıldızlar arasında büyük bir alt grubu oluştururlar. Maksimum sayıya B2-B3 tayf türleri arasında ulaşırlar (Underhill ve Doazan, 1982).

Görsel bölgedeki salma çizgileri yalnızca V, IV ve III ısıtma sınıflarındaki B-türü yıldızlarda gözlenmemektedir, ayrıca daha ısıtmalı I ve II ısıtma sınıflarında da bu tür salmalar gözlenmektedir. Ancak Be yıldızları ve süper devleri ve gösterdikleri salmaların özelliklerini de birbirlerinden ayırmak gerekir. Bu ayırım ilk olarak bu iki grubun yıldızlarında gözlenen mutlak parlaklıklardaki büyük farklarda olur. İstatistiksel olarak salmaların yeğinliği Be yıldızlarında çok daha büyüktür. Ayrıca Be yıldızlarında salmalar Balmer serisinin yüksek mertebelerine kadar uzanırken süper devlerde genellikle yalnızca H_{α} salması gözlenmektedir.

Buna göre, klasik Be yıldızları III-IV-V ısıtma sınıflarına sahiptirler. Ortalama olarak anakolda veya anakolun hemen üstünde yer alırlar ve onları anakol ile devler arasında uzanan bir bant şeklinde düşünebiliriz (Bond 1973, Schild 1976). Be yıldızlarının kütleleri ortalama olarak $5-20M_{\odot}$ ve yüzey sıcaklıkları da 10000–30000K arasında bulunmaktadır. Bu yıldızlar oldukça büyük dönme hızı sergilemektedirler (Underhill ve Doazan 1982).

Be yıldızlarını tanımlayan özellik, onların tayflarında en az bir kez Hidrojen ve/veya Fe II salma çizgilerinin varlığı ile de karakterize edilir. Genel olarak O, B ve

A yıldızlarında görülen salmanın varlığı oldukça karmaşıktır, başlıca görülen özellikleri kısaca açıklamak gerekirse:

- i) Bu konuyla ilgilenen araştırmacılar; Be yıldızlarındaki salmanın büyük çoğunluğunun ekvatora doğru basılaşmış ve yıldızdan birkaç kat daha büyük genişlemiş bir zarftan kaynaklandığı konusunda hemfikirdirler. Salmanın bir kısmının O ve ön tür B yıldızlarında gözlenen yıldız rüzgârları veya OBAe bileşenli çift sistemlerindeki yıldız saran zarftan kaynaklanabileceğine ilişkin artan deliller bulunmaktadır.
- ii) OBAe yıldızlarında gözlenen birçok özelliğin onların dönmesi ve bakış açısıyla ilgili olduğu görülmektedir. Bahsedilen yıldızların çoğu hızlı dönmektedir ve daha düşük $v \sin i$ değerine sahip yıldızların da aslında kutup doğrultusuna yakın bakış açısıyla gözlenmelerinin onların yavaş döner görünmelerine yol açtığı düşünülmektedir. Bu yıldızların büyük bir kısmı için izdüşüm dönme hızları 175–325 km/s arasındadır.
- iii) Be yıldızlarının çizgi kesitleri iki türe ayrılabilir: salma çizgileri ve kabuk çizgileri. Kabuk çizgileri derin ve dar merkezi soğurmalara sahiptirler. Çizgi kanatları sıklıkla yıldız saran diskten kaynaklanan saçılmadan dolayı genişlemiştir. Genellikle, Be yıldızlarının salma çizgilerinin yıldızın etrafındaki zarftan kaynaklandığı, kabuk çizgilerinin de bu zarfın yıldız diskine izdüşüm kısmından kaynaklandığı kabul edilmektedir.
- iv) Be yıldızlarının sınıflandırılması genellikle zordur. Bu zorluk (i) soğurma çizgilerinin genişlik ve dağılıklığı, (ii) soğurma çizgi tayfinin salma çizgisi veya kabuk tayfi nedeniyle bozulmaya uğramasından kaynaklanmaktadır. Keenan ve Morgan (1951), Be yıldızlarının iki boyutlu sınıflamaya uygun olmayan yıldızlar grubunda olduğunu belirtmişlerdir. Buna rağmen, tayf türleri, seçilen soğurma çizgilerinin oranlarına dayanan normal B yıldızları için uygulanan ölçütlere göre belirlenmektedir. Bu tür sınıflamanın duyarlılığı çok yüksek değildir. Buna

göre bir Be yıldızının tayf sınıfı ortalama iki veya üç alt sınıf ve bir veya iki ışıma sınıfı farklı belirlenebilir. Bu nedenle bu yıldızların tayf türleri seçilirken çok dikkatli olunması gerekmektedir. Ayrıca, Be yıldızları Balmer düşmesinin dalgaboyu ve büyüklüğü kullanılarak da sınıflandırılabilir.

1.1. Tarihçe

İlk kez Angelo Secchi (1867) yapmış olduğu tayf analizlerini yayınladığında Be yıldızlarının hikâyesi başlamıştır. Bu çalışmada bu tür özellikler belirlenen ilk yıldızlar olan γ Cas ve β Lyr'de görülen H_{β} çizgileri rapor edilmiştir. Be yıldızlarının isimlendirilmesi 1922 yılında Roma'da düzenlenen "Commission 29 of the International Astronomical Union (IAU)" toplantısında yapılmıştır. Bu yıldızlar Ralph H. Curtiss (1911) tarafından sistematik olarak gözlenmeye başlanmış ve Be yıldızı γ Cas hakkında ilk ayrıntılı makaleyi de 1916 yılında yine Curtiss yayınlamıştır. Curtiss ve McLaughlin (1932) birçok Be yıldızında dönemli veya çevrimsel olabilen E/C (Emission=salma / Continuous=süreklilik) ve V/R (Violet=mavi / Red=kırmızı) değişimlerini incelemiştir. Bu tür değişimleri gösterdiği bilinen yıldız sayısı 1886 yılında yalnız 5 iken, bu sayı Merrill ve Burwell (1933, 1943, 1949, 1950) tarafından yapılan kataloglar ile 1088'e ve Wackerling (1970) tarafından da yaklaşık 3000'e çıkarılmıştır. Bu sayı her geçen gün giderek artmaktadır. Bunun önemli nedenlerinden biri de bazı B yıldızlarının aylar veya yıllar mertebesinde Be yıldızlarına dönüşmesidir.

1.2. Be Yıldızlarının Gözlemleri

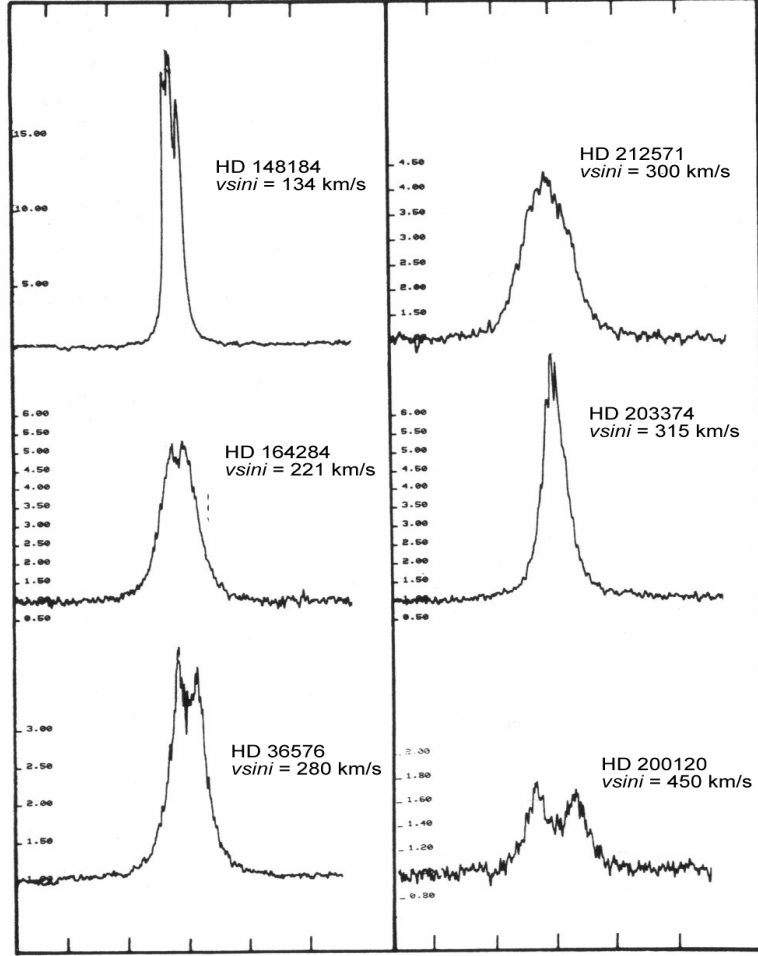
1.2.1. Görsel Bölge

Görsel bölgede özellikle Balmer çizgileri salma olarak gözlenmektedir. En baskın salma çizgisi H_{α} çizgisi olup bazen bir kez iyonlaşmış metal çizgilerinde de, genellikle Fe II, salma görülebilmektedir. Bu çizgilerin karakteristikleri yıldızdan yıldıza oldukça farklıdır ve yeşinlikleri yıllar mertebesinde saatler mertebesine değişen zaman ölçeklerinde değişmektedir. Salmanın yeşinliği Balmer serisinde H_{α} 'dan daha yüksek mertebelere doğru azalmaktadır. Bazen salma oldukça zayıf ve yalnızca H_{α} ile sınırlı olabilir. Bu durumda, yıldızın sınıflandırılmasında MK

sınıflandırması kullanılabilir, çünkü tayfin mavi bölgesi normal B yıldızının tayfına benzerdir.

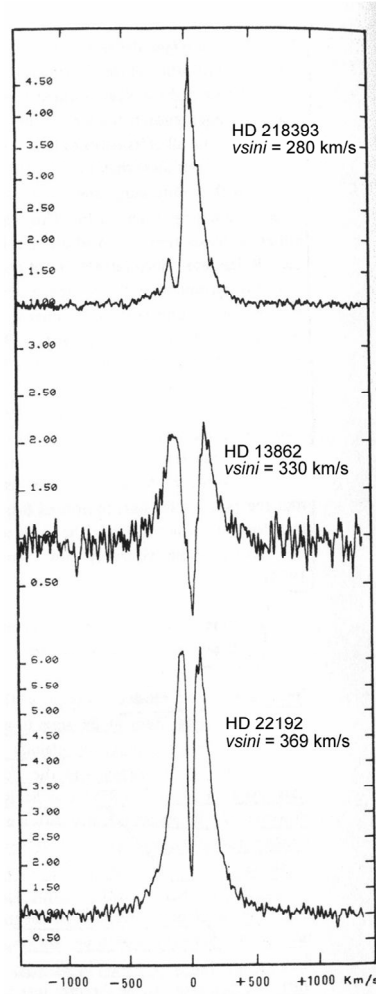
Ayrıca bu bölgede yasaklanmış çizgilerin salmaları da görülmektedir. Bu yasaklanmış çizgilerin salmaları genellikle [O I], [Fe II], [N II] ve [Fe III] çizgilerinden kaynaklanmaktadır. Bu çizgilere sahip yıldızlara garip Be yıldızları (Bep veya B[e]) denilmektedir (Lammers ve diğ., 1998). Fakat bu yıldızlar genellikle Be yıldızlarından daha sönük oldukları için çok daha az gözlenmişlerdir (Swings ve Struve, 1941, 1945, Ciatti ve diğ., 1974, Ciatti ve Mammano, 1975, Allen ve Swings, 1976).

Be yıldızlarındaki salmalar oldukça çeşitli çizgi kesiti değişimi sergilemektedirler. Şekil 1.1'de gözlenen birkaç H_{α} çizgisi örnek olarak gösterilmektedir. Çizginin yeğnlik ve genişliği zamanla değişmektedir, fakat salmanın yeğnliği genellikle çizgi genişliğinden çok daha fazla değişim göstermektedir. Salmaların çoğunda ayrıca merkezi soğurmalar da görülmektedir. Metal çizgi kesitleri hidrojen çizgi kesitlerine benzerdir ancak her zaman daha zayıf ve daha dardırlar.



Şekil 1.1. Birkaç Be yıldızı için H_{α} salma yapıları verilmektedir (Haute-Provence Gözlemevi).

Kabuk yıldızları terimi ilk kez genişlemiş atmosferlere sahip yıldızlar için Struve (1931) tarafından kullanılmıştır. Bu tür yıldızların karakteristik bazı özellikleri şöyle özetlenebilir; (i) Hidrojen çizgileri, keskin ve oldukça derin soğurma merkezleri ve genellikle düşük mertebeden Balmer çizgileri için salma kanatları nedeniyle genişleme sergilerler. (ii) Temel olarak Fe II, Ti II ve Cr II gibi bir kez iyonlaşmış metal çizgileri salma kanatları olan veya olmayan keskin soğurma çizgileri şeklinde gözlenmektedir. Gözlemler çoğu durumda bir yıldızın belli zaman dilimlerinde normal bir Be yıldızı ile kabuk yıldızı arasında değişebildiğini göstermektedir. Şekil 1.2'de H_{α} kabuk çizgileri için birkaç örnek tayf verilmektedir. Şekillerden de görüldüğü gibi merkezi soğurmalar yıldıza bağlı olarak oldukça derin ve az ya da çok merkezidir.



Şekil 1.2. Üç farklı Be yıldızı için H_{α} kabuk çizgileri. x-ekseni hız y-ekseni ise yeğinlik cinsinden verilmektedir (Haute-Provence Gözlemevi).

1.2.2. Mor-öte Bölge

Mor-öte bölgesinde astronomi ile ilgili ilk gözlemler 1946 yıllarında başlamış olmasına rağmen, Be yıldızlarının bu bölgedeki ilk gözlemleri 1964'lere kadar yapılmamıştır. Be yıldızlarının optik ve UV tayfları arasındaki en açık fark UV tayflarında rezonans çizgileri dışında salma çizgilerinin yokluğudur. Bu bölgedeki gözlemler, model atmosfer tahminlerinin ve enerji dağılımında dönmenin etkisinin test edilmesi ile maksimum akının bu bölgede görülmesi nedeniyle daha iyi etkin sıcaklık ve bolometrik düzeltmelerin belirlenmesi nedeniyle önemlidir.

UV tayfları görsel bölgede gözlenen çizgilere benzer olarak derin ve keskin soğurma çizgileri sergilerler, fakat oldukça sıcak bölgede ($T_e = 50\,000\text{ K}$) süper-iyonize elementlerin (O VI, C IV, Si IV, N V) çizgileri bulunmaktadır. Be yıldızlarının çoğunun tayflarında, genellikle süper-iyonize iyonların salma bileşenleri bulunmamaktadır. Uzak UV bölgesinde sıklıkla yıldızın fotosferinden kaçma hızlarını geçen büyük genişleme hızları, fotosferden madde kayıplarının göstergesidir. Süper-iyonizasyon ilk kez Copernicus uydusu (Lamers ve Snow, 1978) ve IUE uydusu (Marlborough ve Peters, 1982, Slettebak ve Carpenter, 1983) tarafından gözlemlenmiştir. Sonuçlar Be yıldızlarının normal anakol B türü yıldızlardan daha baskın süper-iyonizasyonlara sahip olduklarını göstermiştir. Örneğin, C IV çizgisi normal B türü yıldızlarda B2 tayf türüne doğru gözlenebilirken Be yıldızlarında B9 tayf türünde gözlenmektedir. Benzer olarak, Si IV çizgisi de Be yıldızlarında B9 tayf türünde gözlenirken aynı tayf türünden normal B yıldızında bu çizgi bulunmamaktadır.

1.2.3. Kızıl-öte Bölge

Be yıldızlarının gözlemleri görece olarak bu bölgede daha az yapılmıştır. Kızıl-öte bölgede birçok yıldızın gözlemi sistematik olarak Andrillat ve Houziaux (1967, 1972, 1975), Polidan ve Peters (1976), Polidan (1976) tarafından yapılmıştır. Bu bölgede Be yıldızlarının tümü normal B yıldızlarından farklı değildir. Bu bölgede başlıca Paschen serisi, O I ($\lambda\ 7774\text{ A}$, $\lambda\ 8446\text{ A}$), üçlü çizgi Ca II ($\lambda\ 8498\text{ A}$, $\lambda\ 8542\text{ A}$, $\lambda\ 8662\text{ A}$), ve Fe II çizgisi ($\lambda\ 7712\text{ A}$) gibi yalnızca bazı çizgiler salma sergilerler. 68 Be yıldızını kapsayan bir istatistik çalışma sonunda düşük mertebeden Balmer çizgilerindeki salmaların Paschen çizgilerinin salma olduğu durumda, Paschen çizgilerinin soğurma olduğu durumdan daha baskın olduğu sonucu ortaya çıkmıştır (Briot, 1977). Ancak bu yalnızca istatistiksel bir çalışmadır ve Balmer çizgi salmaları aynı yeğinlikte fakat Paschen serisi çizgileri farklı yeğinlikte olan yıldız bulunabilmek olasıdır (Andrillat ve Houziaux, 1967).

Kızıl-öte bölgede gözlemler ve akı analizleri, kızıl-öte artığın ve yıldızın etkin sıcaklık, açısal yarıçapı, uzaklığı ve yarıçapı gibi parametrelerini belirlemek için gereklidir. Kızıl-öte artık, dış atmosferin iyonize gazlarından salınan serbest-

serbest ışınımın katkısı olarak açıklanmaktadır ve böylece yıldızın etrafındaki genişlemiş atmosferin bir göstergesidir.

1.2.4. Radyo Bölgesi

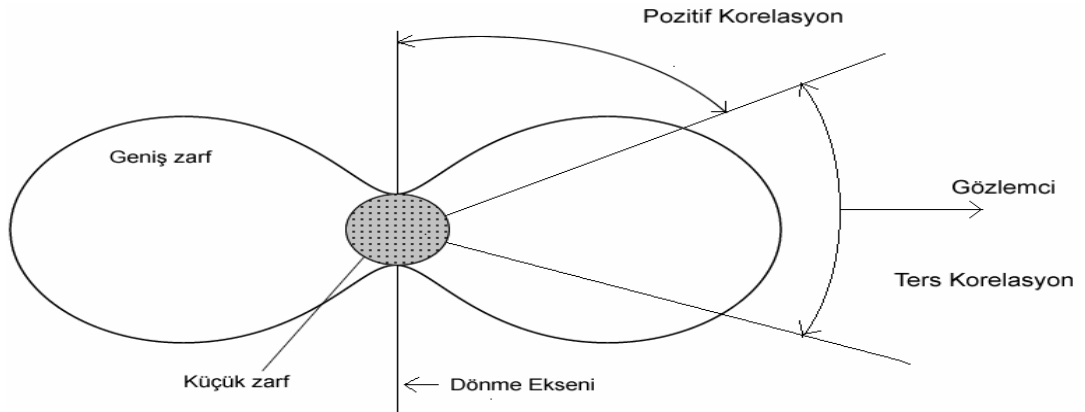
Radyo salması yoğun, genişlemiş yıldızı saran bölge gözleendiğinde belirlenmektedir. Bu açıdan bakıldığında Be yıldızları bu bölgede en fazla gözlenebilecek yıldızlar olmalıdırlar. Ancak, yalnızca birkaç Be yıldızı radyo bölgesinde belirlenebilmiştir. Bunlar Bep yıldızlarıdır; yani, optik tayflarında yasaklanmış çizgilerin salmaları gözlenmektedir ve büyük kızıl-öte artıklara sahiptirler. Bu yıldızlar oldukça genişlemiş ve yoğun atmosferlere sahiptirler.

1.3. Be Yıldızlarındaki Değişimler

OBAe yıldızlarının karakteristik bir özelliği onların farklı zaman ölçeklerinde tayfsal, ışık ve polarimetrik değişimler göstermeleridir (Harmanec, 1983). Değişimler, çizgi tayfında oluşmasının yanı sıra sürekli tayfta da meydana gelmekte ve zaman ölçeği saatler mertebesinden yıllar mertebesine değişen tayfın kızıl-öte bölgesinden UV bölgesine tüm tayf aralığında gözlenmektedir. Gözlenen tayfsal veya fotometrik değişimler dönemli veya dönemsiz, bazen de çevrimsel fakat sıklıkla düzensizdir. Değişimler tayfsal, fotometrik, polarimetrik veya zaman ölçeklerine göre sınıflandırılabilirler. Dönemlerine göre değişimleri uzun dönemli değişimler (yıldan on yıl mertebesine kadar), orta dönemli değişimler (birkaç günden aylar mertebesine), hızlı değişimler (yaklaşık 0,1 günden birkaç güne kadar) ve çok hızlı değişimler (dakika mertebesinde) olarak sınıflayabiliriz. Uzun dönemli değişimler en baskın olanlardır. Uzun dönemli değişimlere veya OBAe çift yıldızlarıyla ilişkili durumlara benzeyen daha kısa dönemli, haftalar veya aylar mertebesinde de değişimler orta dönemli değişimler olarak ortaya çıkmaktadır. Son olarak, yıldızın beklenen dönme dönemiyle karşılaştırılabilir mertebedeki hızlı değişimler de bu yıldızlarda görülmektedir.

Uzun dönemli tayf, ışık ve renk değişimleri arasında pozitif ve ters olmak üzere iki ayrı korelasyon bulunmaktadır. H I salma şiddeti ve yıldızın ışınım gücü arasındaki pozitif korelasyon, daha güçlü H I salmasının daha parlak yıldızdan

kaynaklanması olarak açıklanabilir. Ters korelasyon ise daha az rastlanan ve daha güçlü H I salmasının daha sönük yıldız ile karakterize edilmesidir. Şekil 1.3'de pozitif ve ters korelasyon şematik olarak gösterilmektedir. Bu şekilden de görüldüğü gibi bu korelasyonlar Be yıldızının oldukça basıklaşmış olan zarfının farklı bakış açıları sonucunda yoğunluk değişimleri ile açıklanabilmektedir. Cisim, kabaca ekvator düzleminden belli açıyla gözlemlendiğinde zarfın artan genişliği (artan HI salması) az ya da çok cismin yarıçapını artmış gibi gösterecek ve bu cismin daha parlak görünmesine (U-B/B-V diagramında cücelerden süperdevlere doğru) neden olacaktır (pozitif ilişki). Diğer durumda ise, zarf kabaca ekvator düzleminden gözlemlendiğinde genişliği ve/veya yoğunluğu arttığında kısmen yıldız diskini kapatacaktır; bu da ters korelasyon durumunda görülen parlaklık azalmasına neden olacaktır. Aynı zamanda yıldızdan daha soğuk olan zarf daha geç tayf türünden bir fotosfer gibi davranacaktır.



Şekil 1.3. Pozitif ve ters korelasyonların Be zarfının geometrisi ile ilişkisi (Harmanec, 1983).

Bu uzun dönemli değişimler (yıl mertebesinde birkaç on yıl mertebesine kadar) ışık ve polarimetrik değişim şeklinde de gözlenmektedir.

1.3.1. B, Be ve Kabuk Tayfları Arasındaki Geçişler

Bu geçişler (i) normal bir B yıldızı tayfindan Be/kabuk tayfına veya tersine dönüşümler (ii) Be tayfının kabuk tayfına veya tersine dönüşümleri veya (iii) tayf

türünde değişimlere eşlik etmeyen değişimlerdir. Yalnızca Balmer çizgilerinde değil aynı zamanda Helyum ve birçok metal çizgilerinde de salma özelliği tamamıyla yok olabilir ve Be yıldızı normal bir B türü yıldız olarak gözlenebilir. Belli bir durum içinde (Be veya kabuk) çizgilerin yeğinlikleri, çizgi kesitleri ve dalgaboyu kaymaları az ya da çok değişkindir. Değişimler aylar mertebesinde yıllar mertebesine kadar yıldıza bağlı olarak sürmektedir ve bir yıldızda bu değişimler birkaç kez tekrar edebilmektedir. Genellikle değişimlerin düzensiz doğası nedeniyle, uzun dönemli değişimleri çalışmak dönemi değil yalnızca zaman ölçeğini belirlememize izin verir.

1.3.2. Çizgi Kesiti Değişimleri

Bir salma çizgi kesitinin türü başlıca yıldızın izdüşüm dönme hızı (*vsini*) ve eğikliği ile ilişkilidir. Tek tepeli bir salma çizgi kesiti temel olarak yıldız kutuptan gözlendiğinde, çift tepe orta derecede bir eğiklik ve kabuk çizgi kesiti ise yıldızın ekvatorundan gözlendiğinde beklenmelidir. Fakat tek belirleyici parametre de bunlar değildirler. Be bileşenli çift sistemlerdeki salmaların tek tepeli veya çift tepeli olarak görünmeleri yıldızın etrafında toplanan madde ile ilişkilidir. Çizgi kesitleri simetrik veya asimetrik olabilir. Asimetrik çizgi kesitleri genellikle değişkindir. Simetrik çizgi kesitleri durağandır veya değişen çizgi kesitlerinin verilen bir evresinde görülebilir. Değişimlerin zaman ölçeği çeşitli mertebelendir.

1.3.3. RV ve V/R Değişimleri

İyi gözlenmiş Be yıldızlarının birçoğunun çift tepeli Balmer salma çizgi kesitlerinin görelî yeğinliklerinde değişimler olduğu bilinmektedir. Bu değişimlere V/R (Violet=mavi / Red=kırmızı; $V/R=(I_v-I_c)/(I_r-I_c)$) değişimleri denilmektedir. Bu çevrimsel değişimlerin yıldızı saran gaz diskten kaynaklandığı önerilmektedir (Poeckert, 1982, Hirata ve Kogue, 1984). V/R değişimine en fazla sıklıkla H_α çizgisinde rastlanılır. Bu değişime eşzamanlı olarak her iki bileşenin (V,R) salma kanatlarının ve ilgili H I çizgilerinin kabuk soğurma merkezlerinin dikine hız değişimleri eşlik eder. Her bir çevrimin süresi ve genliği çevrimden çevrime değişebilir. Bu tür çevrimler 2–22 yıl arasında ve tipik olarak 7 yıl sürmektedir (Stefl, 1999). Bu uzun zamanlı olan değişimlerin açıklaması olarak bir eliptik yörüngedeki maddenin eksen dönmesi (Huang, 1973), küresel zonklama (Okazaki,

1991) veya düzenli olmayan kütle aktarımı (Kriz ve Harmanec, 1975) önerilmektedir. Kriz ve Harmanec (1975) tarafından yapılan hesaplamalar değişken kütle aktarımı ile kütle alan bileşen etrafında oluşan zarfın ikinci bileşenin tedirginlik kuvveti nedeniyle eksen doğrultusunda yavaşça dönen eliptik bir halka şeklinde oluşabileceğini göstermektedir. Bu Be yıldızlarında gözlenen uzun dönemli RV ve V/R değişimlerinden sorumlu olabilir. Uzun dönemli RV ve V/R değişimleri Be yıldızlarında en baskın gözlenen değişimlerdir ve diğer modellerle nicesel olarak uyumlu şekilde açıklaması yapılamamıştır.

Be yıldızları gerçekten çift yıldız iseler, yörünge hareketinden dolayı dönemli değişimler göstermelidirler. Bir veya iki bileşenin dikine hız (RV) eğrileri, çift tepeli salma çizgilerin dönemli V/R değişimleri ve belli yörünge evrelerinde gaz akışından kaynaklanan ek soğurmalar gibi özellikler gözlenmelidir. Bazı yıldızların kabuk çizgilerinin dikine hızları düşük genlikli dönemli değişimler sergilerler (88 Her, 4 Her). Bu dönemlilik yörünge hareketi ile açıklanmaktadır (Harmanec, Koubsky ve Krpata, 1973, 1974).

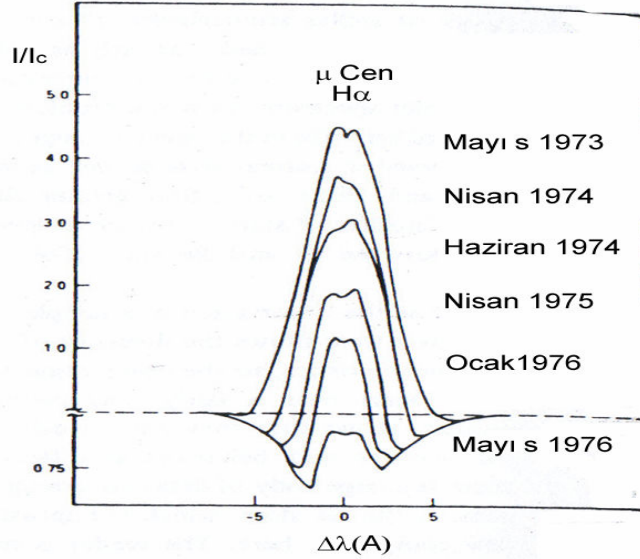
Ayrıca, birkaç gün veya saat mertebesindeki zaman ölçeklerinde gözlenen hızlı V/R değişimleri de gözlenmektedir. Bu değişimlerin nedeninin dönme veya dikine-olmayan zonklamalar gibi farklı mekanizmalardan kaynaklanıp kaynaklanmadığı açık olarak belli değildir.

1.3.4. E/C Değişimleri

E/C değişimleri, çizgilerin salma bileşenlerinin komşuluğundaki sürekliliğe göre akı değişimleridir. Bu değişimin büyüklüğü, Be fenomeninin değişimindeki şiddetin doğrudan bir göstergesidir. E/C değişimleri aylar, yıllar ve birkaç yıl mertebesinde gözlenmekte ve bu zaman ölçeği daha geç tayf türlerinde daha uzun olmaktadır (Hubert-Delplace ve Hubert, 1981). Şekil 1.4.'de μ Cen yıldızı için H_{α} salma çizgisinin akısının yıllara göre değişimi verilmektedir (Peters, 1979). Şekilden salma çizgisinin genişlediğinde salmanın da daha baskın olduğu görülmektedir. Bu gözlem salma çizgisi genişliği ile $v \sin i$ arasında çok yakın bir ilişki olamayacağını

göstermektedir. Verilen bir Be yıldızı için salma çizgisinin genişliği sabit değildir, zamanla değişir.

Diğer çift sistemlerle benzerlikten, ikinci bileşen Be yıldızının uzun dönemli E/C değişimlerinde de sorumlu olabilir.



Şekil 1.4. μ Cen yıldızı için H_{α} salma çizgisinin yeğinliğinin 1973 ile 1976 yılları arasındaki değişimi (Peters, 1979).

1.4. Be Yıldız Modelleri

1.4.1. Dönme Modeli

Bu model, Be yıldızlarında dönme hızı ile salma çizgilerinin genişliği ve şekli arasında gözlenen ilişkiyle başlamaktadır. Model, yıldızın ekvatorundaki dönme kararsızlığı ile zarfın oluşturulduğunu kabul eder. Struve (1931) tarafından önerilen bu modelde çizgilerin farklı şekilleri dönme eksenini ile bakış doğrultusu arasındaki eğiklik ile açıklanmaktadır. Şekil 1.5.'de bir Be yıldızını saran disk modelini ve eğim açısına bağlı olarak oluşabilecek çizgi kesitlerini göstermektedir.

Bu model, bir Be yıldızını ekvatora doğru basıklaşmış, genişlemiş ve yıldızla birlikte dönen yoğun gaz diske sahip bir B yıldızı olarak açıklamaktadır. Hızlı dönme genişlemiş atmosferin yapısından tahmin edilebilir. Burada atomlar sıcak merkezi

yıldız nedeniyle iyonlaşmıştır. Böylece Balmer serisinde yeniden birleşmeler sonucunda salma gözlenebilir. Salma çizgisinin genişliğinden zarfın genişliği hesaplanabilir. Genellikle yıldızın yarıçapının 3 ile 5 katı büyüklüğündedir. Bu model yıldızın etrafındaki maddenin eliptik bir halka şeklinde olduğu biçimde geliştirilmiştir. Böylece uzun dönemli V/R değişimleri halkanın eksen dönmesi ile açıklanmaya çalışılmıştır.

1.4.2. Yıldız Rüzgârı Modeli

Castor, Abbot ve Klein (1975) tarafından önerilen model yıldızdan ışıyım kuvvetinden kaynaklanan küresel bir rüzgârın varlığını varsaymaktadır. Gaz yıldız yakınında düşük hızlardan yavaşça daha büyük uzaklıklarda daha büyük hızlara doğru ivmelenmektedir. Sonuç rüzgârın sıcaklık dağılımından bağımsızdır.

1.4.3. Yıldızdan Dikine Madde Atım Modeli

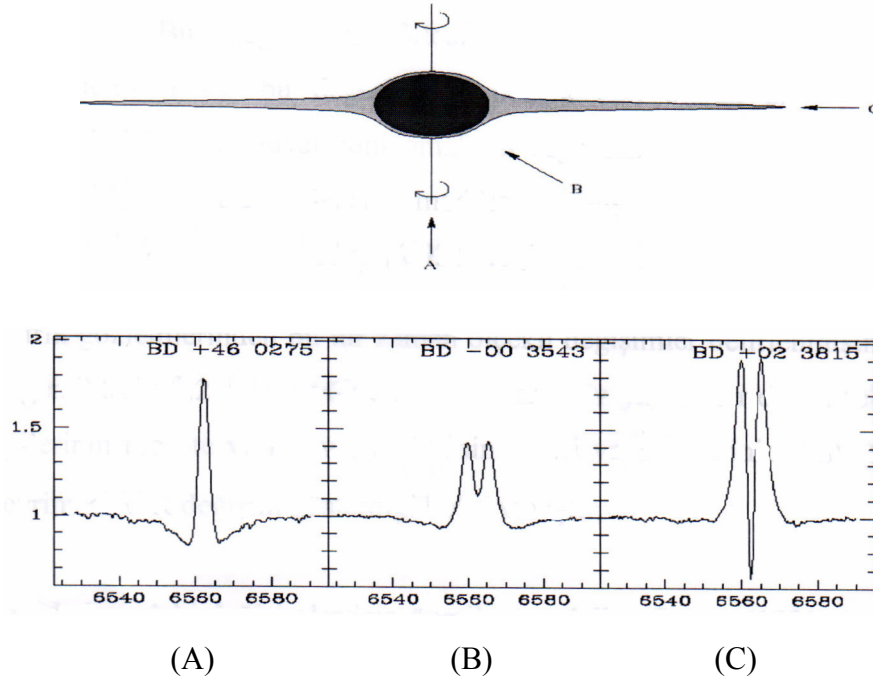
Gerasimovic'e (1934, 1935) göre yıldızdan dikine madde akışı Be yıldızlarındaki salma tayfını açıklamaktadır. Süper devler ve P Cyg yıldızları gibi büyük ısıtmalı yıldızlarda ışıyım basıncı nedeniyle ivmelenme hidrojen için çekimin azalmasına ve böylece durağan olmayan kromosfer adı verilen kararlı şekilde genişleyen bir zarfın oluşmasına neden olur. Yıldızlarda görülen V/R değişimlerinin de genişleyen zarfın çeşitli optik kalınlıkları nedeniyle oluşabileceğini önermiştir.

1.4.4. Yerel Manyetik Alan Modeli

Yerel manyetik alanlar modeli (Underhill, 1983) Güneş'in detaylı gözlemlerine dayanmaktadır. Manyetohidrodinamik etkileşimlerle üretilen bir disk ve düşük yoğunluklu bir rüzgârdan oluşmaktadır. Model manyetik ilmek sisteminden oluşan güçlü yerel manyetik alanların varlığını varsaymaktadır.

1.4.5. Dikine Olmayan Zonklama Modeli

Dikine olmayan zonklamalar (NRP) oldukça karmaşıktır. Bunlarda yıldız fotosferinin bir kısmı dışarı hareket ederken bir kısmı da içeri hareket etmektedir. Bu hareketler sıcaklıkta ve basınçta diferansiyel değişimlere neden olmaktadır. Ancak, NRP yalnız başına yıldızın yüzeyinden madde atımına sebep olamaz (Balona, 2000).



Şekil 1.5. Bir Be yıldızının yıldızı saran diski için model. A doğrultusunda Be yıldızına kutuptan bakıldığında oluşan tayfı, B doğrultusunda belli bir eğim altında oluşan Be tayfı ve C doğrultusunda ekvatorundan bakıldığında oluşan Be-kabuk tayfını göstermektedir (Underhill ve Doazan, 1982).

1.4.6. Çift Yıldız Modeli

Çift yıldız modeli (Kriz ve Harmanec, 1975) bir Be yıldızı zarfının bir çift sistemdeki etkileşim ve evrim sonucunda oluşabileceğini önermektedir ve böylece Be yıldızlarının genel özellikleri kolaylıkla açıklanabilmektedir. Kriz ve Harmanec'e (1975) göre tüm Be yıldızları çift sistemlerdeki kütle akışı nedeniyle hızlı dönmekte ve Be diskleri doğrudan yıldızın etrafında madde toplanmasıyla oluşmaktadır. Gerçekten Be fenomeni hızlı dönmeyi gerektirir görünmekte ve çift sistemlerdeki bu kütle aktarımı da hızlı dönmeyi artıracak potansiyele sahip görünmektedir. Yapılan çalışmalar çoğu Be yıldızının çift yıldız sistemleri olduğunu önermektedir (Gies, 2000).

Hızlı dönen B türü yıldızların oluşumu için birçok iyi çalışılmış çift yıldız evrim senaryoları bulunmaktadır (Pols ve diğ. 1991, de Loore ve Doom, 1992, Vanbeveren, Vanbeveren ve De Loore, 1998). Sayısal modeller genellikle kısa

yörünge dönemine sahip (< 10 yıl) iki orta kütleli, anakol yıldızından oluşan sistemler için başlamaktadır. Başlangıç olarak daha büyük kütleli yıldız genişleyerek Roche lobunu doldurmakta (genellikle H- kabuk yakma evresinde; B-türü) ve kütle aktarmaya başlamaktadır. Toplanan gaz kütle alan bileşenin hızlanmasına neden olmakta ve bazı modellerde $0,1 M_{\odot}$ kadar küçük toplanan gaz yıldızın kritik dönme hızına (Packet, 1981) ulaşması için yeterli olmaktadır. Kütle akışı başlangıçta hızlı olmakta ve kütle kaybeden dış zarfının çoğunu kaybettiğinde yavaşlayan kütle aktarımı takip etmektedir (van der Linden, 1987). Oldukça küçük başlangıç kütle oranına sahip sistemler, $M_2 / M_1 < 0,2$, hızlı madde aktarımı nedeniyle hemen kontak konfigürasyona dönüşürler. Yani süreç kütle oranına bağlıdır. Kütle akışının sonunda, sistem kütle kaybeden yıldızın çekirdeğinden (bir He yıldızı olarak) ve şimdi daha hızlı dönen kütle alan bileşenden (Be yıldızı olarak varsayılan) oluşmaktadır. Sistemin evriminde bir sonraki basamak kalan kütleyle bağlıdır. Eğer Helyum yıldızının kütlesi $2,2 M_{\odot}$ 'den daha büyük ise, sonuç bir süpernova patlaması olabilir (Habets, 1986) ve bir Be+nötron yıldızından oluşan bir sistem oluşabileceği gibi bağımsız bir sistem de oluşabilir (eğer süpernova patlamasında vuruş hızı yeterli ise). Diğer yandan, eğer Helyum yıldızının kütlesi $2,2 M_{\odot}$ 'den küçük ise, yıldız kütle aktarımına, ikinci evre kütle aktarımı (BB türü) şeklinde veya sonuçta beyaz cüce oluşturacak şekilde (bu süreçte yörüngeyi genişleterek) yıldız rüzgârları kaybıyla devam edecektir.

Abt ve Cardona (1984), Be ve B yıldızlarının uzun dönemli sistemler için genellikle aynı sıklıkta çift olduklarını buldular (Mason ve diğ., (1997) tarafından Be yıldızlarının Speckle Interferometri çalışmasıyla da bu desteklenmektedir). Ancak $0,1$ yıldan daha küçük dönemli Be bileşenli çift sistemlerin daha az sayıda olduğunu buldu. Kısa dönemli Be yıldızlarının yüzde sayısının az olmasının başlıca nedeni Be yıldızlarında dikine hız ölçümlerinin zor olmasıdır. Be yıldızlarının fotosferik çizgileri genellikle geniş ve sığdır, sıklıkla kabuk soğurması ve/veya disk salmasıyla birlikte ve genellikle hızlı değişimler olmaktadır. Bilinen Be çift sistemlerinin birçoğu gaz akışları veya yıldızı saran asimetric zarf nedeniyle bozulmuş dikine hız eğrilerine sahiptirler. Ancak, gelişen gözlem teknikleri ve artan gözlemler kısa dönemli Be yıldızlarının sayısını arttırmaktadır. Harmanec (2001) OB Ae bileşenli

çift sistemler için bir başlangıç katalogu vermektedir. Tablo 1.1.'de bu katalog verilmektedir.

Be yıldızları gerçekten çift sistemlerse, yörünge hareketinden dolayı dönemli değişimler göstermelidirler. Her iki bileşenin veya bir tanesinin dikine hız (RV) eğrisi, çift tepeli salma çizgilerinin V/R dönemli değişimleri, belli yörünge evrelerinde gaz akışından kaynaklanan ek soğurmalar gibi özellikler gözlenmelidir. Bazı Be yıldızları örten çift sistem üyeleri olmalarına karşın, bazıları basırlık veya gaz akışı ve/veya disklerden kaynaklanan tutulmalardan nedeniyle dönemli ışık değişimleri sergilerler.

Günümüzde yakın çift sistem evrimi ile önerilen birçok Be yıldızı bilinmektedir: (i) her iki bileşeni de anakolda olan çift sistemlerdeki Be yıldızları (ii) Kısa dönemli Algollerdeki Be yıldızları (iii) W Serpentis türü çift sistemlerdeki Be yıldızları (iv) Be + nötron yıldızları (Be X-ışın çift sistemleri). Gözlemsel deliller hızlı dönen büyük kütleli yıldızların (B yıldızlarının kaynağı) çift olma süreciyle oluşabileceklerini açıkça göstermektedir. Ancak, bu şekilde oluşan yıldızların hızlı dönen yıldızlar olarak doğan yıldızlara oranı hala çözülmemiştir.

Be yıldızları daha öncede belirtildiği gibi tayflarında salma yapıları gösteren ve bu yapılara neden olan maddenin oluşumuyla ilgili birçok model ile açıklanmaya çalışılan B tayf türü yıldızlardır. Salma yapıları için önerilen birçok mekanizmanın yanı sıra bu tür yıldızlarda görülen farklı zaman ölçeklerindeki değişimler de Be türü sistemlerin ayrı bir özelliğidir. Ayrıca bu farklı zaman ölçeklerindeki değişimlerin tümü tek bir yıldızda da kendini gösterebilmektedir. Be yıldızlarını açıklamada önerilen birçok model ve birbiri içine girmiş değişimler bu yıldızları oldukça karmaşık yapmasının yanı sıra gözlemsel ve teorik çalışmalarının önemini arttırmaktadır.

Birçok yazar (bkz. Harmanec, 1983; Kriz ve Harmanec, 1975) Be yıldızlarındaki salmanın büyük çoğunluğunun ekvatora doğru basırlanmış ve yıldızdan birkaç kat daha büyük genişlemiş bir zarftan kaynaklandığı konusunda

hemfikirdirler. Salmanın OB Ae bileşenli çift sistemlerindeki yıldızı saran zarftan kaynaklanabileceğine ilişkin artan deliller bulunmaktadır.

Bu tez çalışmasında, Be yıldızlarının salma yapılarının bu yıldızların çift olmalarından kaynaklandığı görüşüne dayanarak, EM Cep hariç, diğer yıldızlar (R Ara ve V716 Cen) Tablo 1.1'den seçilerek gözlenmiş ve incelenmiştir. Seçilen az sayıdaki yıldız ile bu tür yıldızların tüm özelliklerini belirlemek mümkün değildir. Ancak bu tür çalışmalar literatürde bu konuda eksik olan verinin artırılması açısından önemli olmaktadır. Ayrıca çift yıldızlar, yıldızların mutlak parametrelerini duyarlı bir şekilde belirlememize olanak sağlamaktadır, mutlak parametreleri duyarlı bir biçimde belirlenen yıldızların etrafındaki madde doğrudan çalışılabilmekte ve yıldızların çift olmasıyla ilişkisi araştırılabilmektedir. Yapılan çalışmalar salmanın çift yıldızın evrimi sonucunda ikinci bileşenin Roche şişimini doldurması ve birinci bileşen üzerine madde aktarması ile ilişkili olduğunu göstermektedir. Bu tür değişimler orta zamanlı dediğimiz günler veya aylar mertebesindeki değişimlerdir. Ancak yıldızların tayfları incelendiğinde çok daha kısa dönemli değişimler de gözlenmektedir. Bu yapılarda düzenli olmayan madde aktarıyla açıklanmaya çalışılmaktadır. Ayrıca, bu yıldızların çok uzun zaman ölçekli değişim göstermeleri yıldızların uzun süreler gözlenmesi ve değişimin nedeninin araştırılması açısından oldukça önemlidir. Kriz ve Harmanec (1975) tarafından yapılan hesaplamalar değişken kütle aktarımı ile kütle alan bileşen etrafında oluşan zarftan ikinci bileşenin tedirginlik kuvveti nedeniyle eksen doğrultusunda yavaşça dönen eliptik bir halka şeklinde oluşabileceğini göstermektedir. Bu mekanizma Be yıldızlarında gözlenen uzun dönemli RV ve V/R değişimlerinden sorumlu olabilir. Uzun dönemli RV ve V/R değişimleri Be yıldızlarında en baskın gözlenen değişimlerdir ve diğer modellerle nicesel olarak uyumlu şekilde açıklaması yapılamamıştır.

Tablo 1.1. OBAe bileşenli çift sistemler için başlangıç kataloğu (Harmanec, 2001).

Yıldız Adı	HD Numarası	P _{yörünge} (gün)	e	w	Tür	Tayf Türü
SX Aur	33357	1.2101	0	-----	EB	B2Ve+B3V
V1339 Aql	187567	1.2722	0	-----	SB1	B2.5Ive
V Pup	65818	1.4545	0	-----	EB	B1Ve+B3
V716 Cen	124195	1.49009305	0	-----	EB	B5Ve
DV Aqr	199603	1.5755	0	-----	EB	A9Ve
HZ Her	-----	1.7002	0	-----	EB	A9-Be+X
V779 Cen	-----	2.0871	0.0?	-----	EB	O7IIIe+X
V2315 Oph	161261	2.1012	0	-----	SB	B9e
U Cep	5679	2.493	0	-----	EB	B7Ve+G8III-IV
TZ Eri	-----	2.606132	0	-----	EB	A5Ve+K0III
RW Tau	25487	2.7688	0	-----	EB	B8Ve+K0IV
TW Dra	139319	2.8067	0.02	350	EB	A5e+K0III
RR Dra	-----	2.8313	?	?	EB	A2e+K0
β Per	19356	2.8673	0.02	AM	EB	B8Ve+G2
HR 1803	35588	2.8884	0.12	199	SB1	B3Ve
TX UMa	93033	3.0633292	0	-----	EB	B8Ve+G0III
MY Ser	167971	3.3213	0	-----	EB	O8e
U Sge	181182	3.3805941	0.03	194	EB	B8.5e+G3III
V342 Aql	180639	3.391	0	-----	EB	A4Ile
V434 Aur	37657	3.3994	0	-----	SB1	B3Ve
V884 Sco	153919	3.4118	0.16	5	EB	O6.5fe+X
S Equ	199454	3.4361	0.15	84	EB	B8Ve+F9III
U CrB	136175	3.4522	0	-----	EB	B7Ve+G0III
AO Cas	1337	3.5235	0	-----	EL	O9.5III+O8Ve
QV Nor	-----	3.7299	0.174	64	EB,LT	B0Ie+X
SMC X-1	-----	3.8922	0	-----	EL	B0Ie+X
-----	193576	4.011	0.06	137	SB1	B1Ive
LY Aur	35921	4.0252	0	-----	EB	O9.5IIIe+B0.5III
UW CMa	57060	4.3934	0.118	45	EB	O7Iaef+O7
R Ara	149730	4.4251	0.43	15	EB	B9e(+X)
SW Cyg	191240	4.573068	0	-----	EB	A2e+K3
W Del	352682	4.806	0.0?	-----	EB	A0e+G2
HR 8153ab	203025	5.4136	0.11	-----	SB1	B2IIIe
AQ Peg	-----	5.5483	0.24	15	EB	A2e+G5
V1357 Cyg	226868	5.5997	0.02	279	SB	O9.7Iabe+X
NSV 8020	152218	5.603979	0.308	81	SB2	O9III+O9.8IIIe
V1007 Sco	152248	5.816	0.137	AM	EB	O7fe+O7fe
UX Mon	65607	5.904472	0	-----	EB	A5IIIe+G2III
S Vel	82829	5.9336663	0	-----	EB	A5Ve+K5IIIe
QZ Car	93206	5.9991	0	-----	EB	O9.7Ibe
V448 Cyg	190967	6.5197162	0	-----	EB	O9.5+B1II
V729 Cyg	-----	6.5978	0	-----	EB	O7fe+O6fe
CX Dra	174237	6.696	0	-----	EL,SB2	B3e+F5III
RY Per	17034	6.863569	0	-----	EB	B4:e+F7:II-III
TT Hya	97528	6.9534	0	-----	EB	B9.5e+K0III
V393 Sco	161741	7.71415	0.38?	21?	EB	B9e
V861 Sco	152667	7.8482	0.04	0	EB	B0Iae+B2V
VW Cyg	228545	8.4303	0.18	15	EB	A2e+G5
GP Vel	77581	8.9644	0.14	355	EB	B0.5Ibe+X
RY Gem	58713	9.300567	0	-----	EB	A2e+K2

Tablo 1.1. OB Ae bileşenli çift sistemler için başlangıç kataloğu (Devam Ediyor).

Yıldız Adı	HD Numarası	$P_{\text{yörünge}}$ (gün)	e	w	Tür	Tayf Türü
V918 Sco	149404	9.81475	0	-----	SB2	O7.5Ife+ON9.7I
V360 Lac	216200	10.085408	0	-----	SB2	B3e+F9IV
AW Peg	207956	10.622	0	-----	EB	A4Ve+F2e
V2323 Oph	161660	10.793	0.22	189	SB1	B7Ve
AU Mon	50846	11.113	0	-----	EB	B5e+F0
RY Sct	169515	11.125	0	-----	EB	B0e
V662 Cas	-----	11.588	0.16	11		B0.5e+X
V453 Sco	163181	12.006	0.08	36	EB	B0.5Iae+OBNe
RX Gem	49521	12.209	0	-----	EB	A4e+K1
RS Cep	-----	12.4299	0	-----	EB	B9.7Ve+G8III
β Lyr	174638	12.935	0	-----	EB	B8II+B0e::
DN Ori	40632	12.966467	0	-----	EB	A2e+F5III
RW Per	276247	13.1989	0	-----	EB	A5IIIe+gG0
V1765 Cyg	187459	13.37383	0.335	AM	SB2	B0.5Ibe+B0V:
V373 Cas	224151	13.41921	0.13	AM	EB	B0.5IIe+B4III
XY Pup	67862	13.7783	0	-----	EB	A3e
W Ser	166126	14.157	0.37	31	EB	G1Iae+Be
V640 Mon	47129	14.3961	0	-----	SB	O7Ie+O6I
CD-58 3545	93403	15.093	0.23	22	SB2	O5ef+O7.5
RZ Sct	169753	15.19	0	-----	EB	B2IIe+A0II
V1080 tau	283817	17.690348	0	-----	EL	A3e+G0:
V367 Cyg	198287	18.59773	0	-----	EB	A5Iabe
V1046 Ori	37017	18.65612	0.468	118	SB2	B2e+B7::
QZ Car	93206	20.73596	0.342	144	EB	O9.7Ibe
V395 Aur	43246	23.1755	0.016	270	SB	F8III+B8Ve
HL Lip	127208	24.615	0	-----	SB1	G6III+B8.5e
V1507 Cyg	187399	27.971	0.39	211	SB1	B8III+Be
V832 Cyg	200120	28.1702	0.2	271	SB1	B1.5e
HZ CMa	50123	28.601	0	-----	EL, SB1	B6e+(K0II::)
RX Cas	-----	32.3301	0	-----	EB	B3e+K1III
FY Vel	72754	33.738	0	-----	EL, SB	B8Ie
SX Cas	232121	36.561	0	-----	EB	B4e+K3III
KU Cyg	-----	38.4393	0	-----	EB	F-kabuk+K5III
KX And	218393	38.918	0	-----	SB2	B05e+K1III
BP Cru	-----	41.508	0.472	310	LT	B1.5Iae+X
V839 Her	142926	46.1921	0	-----	SB1	B7e
HR 8023	199579	48.608	0.1	67	SB1	O6Ve
V505 Mon	48914	53.78	0	-----	EB	B5e
V742 Cas	698	55.9233	0	-----	SB1	B5II-IIIe
103 Tau	32990	58.31	0.19	274	SB1	B2Ve
V447 Sct	173219	58.395	0.08	47	SB	B2IIe+(Be??)
κ Dra	109387	61.5549	0	-----	SB1	B5IIIe
NSV 16617	37453	66.57	0	-----	EB	F5II+Be
HR 7628	189178	70.22	0.39	310	SB1	B5V-kabuk
γ^2 Vel	68273	78.519	0.38	261	SB2	WC8+O7.5e
V696 Mon	41335	80.86	0	-----	SB1	B2e
π Aqr	212571	84.273	0	-----	SB1	B1Ve
V744 Her	162732	86.7221	0.16	270	SB1	B6e
	59771	89.9	?	?		F4II+Be

Tablo 1.1. OBAe bileşenli çift sistemler için başlangıç kataloğu (Devam Ediyor).

Yıldız Adı	HD Numarası	$P_{yörünge}$ (gün)	e	w	Tür	Tayf Türü
BG Gem	-----	91.645	0	-----	EB	K0I+Be
ε Cap	205637	95	?	?	SB1	B2.5Ve
U Cnc	-----	96.682	0	-----	EL	K4II+ABe
BY Cru	104901	106.4	0	-----	EL	F+Be
V725 Tau	245770	110.3	0.47	130	LT	O9.7e+X
ϕ Per	10516	126.6731	0	-----	SB2	Bo.5IVe+sdO
ζ Tau	37202	132.9735	0	-----	SB1	B1e
ν Sgr	181625	137.96	0.06	17	EB	B8e+O9V?
V1914 Cyg	207739	140.782	0.027	49	EB	F8II+Be
V1931 Cyg	200310	146.6	0	-----	SB1	B1e
PW pup	-----	158	?	?		F2Iabe+Be
μ Sgr	166937	180.55	0.42	77	EB	B8Iae+B1.5V
BM Cas	-----	197.28	0	-----	EB	A7Iae
W Cru	105998	198.53	0.05	74	EB	G2Iab+Be
TX CVn	-----	199	0.16	33	SB1	M0III+A1Ve
γ Cas	5394	203.59	0.26	48	SB1	B0.5e+X??
V923 Aql	183656	214.74	0	-----	SB1	B6e
V2174 Cyg	235679	225.33	0.0?	-----	SB1	BN2.5Ibe
HR 8153abc	203025	225.44	0.23	17	SB1	B2IIIe
T CrB	143454	227.5687	0	-----	EL,SB1	M4.5III+Be
AX Mon	45910	232.499	0	-----	SB2	B2e+K2II
V2756 Sgr	-----	243	?	?	EB?	OBe+M2III:
QS Vul	192713	249.115	0	-----	EB	G3Ib+B9e
X Per	24534	250.3	0.111	288	LT	O9.5e+X
SS Lep	41511	260.34	0.024	204	SB1	B9e+M4III
RZ Oph	-----	261.9277	0	-----	EB	F3Ibe+K5II
IV Vir	-----	281.6	0	-----	SB1	K2+e
V441 Her	163506	285.8	0.13	338	SB1	F2Ibe
KS Per	30353	362.8	0.3	277	SB1	A5Iae+sdO
RW Hya	117970	370.3	0	-----	EB	M2III+Oe
RS Oph	161214	455.72	0	-----	SB1	K7I-II+OBe
EG and	4174	482.57	0	-----	EB	M3III+e
AG Dra	-----	554	0	-----	SB1	K2II+Oe
V748 Cen	-----	566.5	?	?	EB	F2Ie+M4III
V443 Her	-----	594	0	-----	SB1	M5.5III+e
BD Cam	22649	596.21	0.09	322	SB1	M3+OBe
AR Pav	-----	604.46	0	-----	EB	Oe+M5III
SY Mus	100336	624.5	0	-----	EB	M2III+Oe
CL Sco	-----	624.7	?	?	EL	
V1261 Ori	35155	642	0.07	214	EB	S4+e
FG Ser	-----	650	0	-----	EB	M5III+e
χ Aur	36371	676.85	0.116	182	SB1	B4Iabe
AX Per	-----	679.9	0	-----	EB	M6III+Oe
BF Cyg	-----	756.8	?	?	EB	Be+M7III
Z And	221650	758.8	0	-----	EL,SB1	M2II+Oe
BMMIF ₈ 11	-----	763.3	0	-----	SB1	?
AG Peg	207757	816.5	0.11	112	SB1	M3III+Be
CI Cyg	-----	853.8	0.109	298	EB	M5.5II+Be
V1329 cyg	-----	957	0.1:	90	EB	M6III+e

Tablo 1.1. OB Ae bileşenli çift sistemler için başlangıç kataloğu (Devam Ediyor).

Yıldız Adı	HD Numarası	$P_{\text{yörünge}}$ (gün)	e	w	Tür	Tayf Türü
BX Mon	-----	1259	0.444	12	EB	M5III+Oe
BMMIF182	-----	1448	0.0?	-----	SB1	K5III+e
AZ Cas	-----	3403.6	0.55	4	EB	M0Ib+B0Ve
δ Sge	187076	3720	0.3	265	SB	M2II+B9e:
ν Gem	45542	4748	0.923	99	VB	B6IIIe
PU Vul	-----	4900	?	?	EB	M4III+Be
VV Cep	208816	7430.5	0.35	59	EB	M2Ia+B8Ve
KQ Pup	60414	9752	0.46	203	EB	M2Ia+Be
WY Gem	42474	23550	0.61	57	SB1	M2Ia+B2e
KN Cas	-----	?	?	?	EB	M1Ib+B2e
V644 Mon	51480	120.6??	?	?	SB?	B1V+K0I-II
3 Pup	62623	161.3 / 138.5	0	-----	SB1	A2Ia+Be
XX Oph	161114	18.608??	0.4	350	SB?	B0IIIe+M6III
ν Gem	45542	40.198??	0	-----	SB1	B6IIIe
V1362 Cyg	190467	57?	?	?	SB1	B3-5e
CH Cyg	182917	5700?	?	?	EB	M7III+Be
V381 Cep	203338	75??	-----	?	-----	M1Ib+Be
AD Her	349425	9.7666	0.17	276	EB	A4Ve+K2

BÖLÜM 2

İNCELENEN SİSTEMLER

2.1. R Arae

R Arae (HD 149730A, HJ4866A) görelî olarak parlak (7^m) örten bir çift sistemdir. Yıldızın ilk gözlemi John Herchel (1833) tarafından yapılarak, sistemin aralarındaki ayrıklığı $4''$ olan bir görsel çift sistemin üyesi olduğu bildirildi. Roberts (1894) R Ara'nın yayınlanmamış görsel ışık eğrisinden sistemdeki değişimi ilk olarak bildirdi ve sistemin dönemini $4^g 10^{sa} 12^{dk} 7^{sn}$ olduğunu belirledi. Daha sonra, Roberts (1901) yıldızın birinci tutulmada parlaklığını $7^m,9$ ve maksimum parlaklığını $6^m,8$ olarak verdi. Hertzsprung (1942), fotoğrafik çalışmasından birinci minimum zamanını $Hel JD = 24 25818^g,028 \pm 0,007$ ve dönemini $4^g,42507$ olarak hesapladı. Payne-Gaposchkin (1945) yine fotoğraf plaklarından yıldızın tutulma dışındaki parlaklığını $6^m,05$, birinci minimumdaki parlaklığını $6^m,97$ ve ikinci minimumdaki parlaklığını $6^m,20$ olarak verdi. Dönemi $4^g,42509$ olarak hesapladı.

Forbes ve diğ. (1988, 1989) R Ara sistemini U, B ve V filtrelerinde gözleyerek yıldızın gözlendiği çoğu gecede yaklaşık 10 saat mertebelerde özellikle tutulmalar dışında açıkça görülen $0^m,08$ 'lik değişimler gösterdiğini ve farklı gecelerde elde edilen ışık eğrisinin ortalama seviyesindeki saçılmanın yaklaşık $0^m,15$ olduğunu belirledi. Yıldızın B9 tayf türünden birinci bileşen ile F tayf türünden ikinci bileşenden oluşan bir etkileşen çift sistem olduğu (Budding, 1984) düşünülürse kısa zaman ölçeklerinde meydana gelen değişimler, bileşenler arasında olan düzensiz madde aktarımlarıyla ilişkili olabilir ve daha küçük ölçeklerdeki örneğin gecedен geceye olan değişimler ise Roche şişim taşması ile ilişkili olmamalıdır. Ancak, yapılan çözümlerindeki en büyük sorun bu yıldızın çok yakınında görsel çiftinin olmasıdır. Daha sonra Banks (1990), R Ara sistemini Forbes tarafından elde edilen ışık eğrilerinde leke modelini kullanarak çözmüştür. Sonuç olarak R Ara'nın ikinci bileşeninin Roche şişimini doldurmuş olduğunu ve kütle aktarmakta olduğunu belirtmiştir. Daha sonra, Nield (1991) elde ettiği ışık eğrilerini kullanarak sistemi yeniden çözülmüştür. Işık eğrisi analizlerinde üçüncü cismin ışık katkısını da gözönüne almıştır ve hem kendi elde ettiği hem de Gaposchkin tarafından elde edilen

ışık eğrilerinin çözümleri sonucunda, sistemin B9V tayf türünden birinci bileşen ile ön-tür F tayf türünden ikinci bileşenden oluştuğunu belirlemiştir. Çözümleri sistemin yarı-ayrık (klasik Algol) bir sistem olamayacağını göstermektedir.

R Arae örten çift sisteminin tayfları, Sahade (1952) tarafından Arjantin Cordoba Gözlemevinde 1946, 1947, 1948, 1950 ve 1951 yılları boyunca dispersiyonu 42 A/mm olan 118 tayf plağı elde edilmiştir. Bu plaklardan ikinci bileşenin tayf çizgisi elde edilememiştir yani, yalnızca B9 tayf türünden yıldızın çizgisini tayfta belirleyebilmiştir. Yıldızın ışık değişim dönemi boyunca tayfsal değişimler sergilediğini ve çevrimden çevrime de değişimlere sahip olduğunu bildirmiştir. Sahade makalesinde sistem ile ilişkili gaz yapısına ait özelliklerin normal B9 yıldızının tayfıyla birleşmesinden kaynaklanan karmaşık çizgi yapılarına dikkati çekmiştir. Elde ettiği tayflarda Hidrojen çizgileri tutulma civarında sönükleşmekte, bundan hemen sonra çizgiler derinleşmeye ve daha iyi belirlenebilir duruma gelmektedirler. Bu yapıların düşük basınçlı ve farklı evrelerde ve /veya çevrimlerde belli bir dereceye kadar farklı yoğunluğa sahip gazdan oluştuğu varsayılarak, bazen kabuk çizgi görünümünde dahi olabilen H çizgileri elde edilebilir. Bazı evrelerde Hidrojen çizgileri derin maviye kaymış merkezlere sahip oldukça asimetric yapılar dönüşebilmekte ve çift çizgi görünümüne sahip olabilmektedir. Ancak bu süre boyunca görülen yapıların çift yıldızın bileşenleriyle ilişkisi olduğu bulunamamıştır. Ca II K çizgisi de tutulma ortasında sığlaşmakta ve hatta kaybolmakta daha sonra keskin ve görel olarak güçlü duruma gelmektedir. He I çizgileri genelde oldukça sönük, tutulma ortasında daha sığlaşmakta veya yok olmaktadır. Çok az plakta Ca II K ve He I çizgileri çift yapıda fakat ölçülemeyecek kadar sığ olduğu bildirilmektedir. Mg II 4481 çizgisi de önerilen tayf türüne göre oldukça sığ, ve bazen He I 4471 çizgisinden de sığ duruma gelmektedir. Sahade aynı makalesinde Gaposchkin'in fotometrik çalışmasını kendi elde ettiği tayfsal çalışma ile birleştirerek sistemin parametrelerini $f(m) = 0.1M_{\odot}$, $m_1 = 4M_{\odot}$ ve $K_1 = 60$ km/s şeklinde belirlemiş ve eğer birinci yıldız B9 tayf türünden ve kütlesi $4M_{\odot}$ olarak alınırsa ikinci yıldız kütlesi $1,4M_{\odot}$ civarında olan F türü bir yıldız olmalıdır sonucuna varmıştır.

R Ara üzerine daha sonraki bir çalışma Kondo ve diğ. (1985) ve McCluskey ve Kondo (1983, 1984) tarafından uydu gözlemlerine dayanarak yapılmıştır. IUE uydusu tarafından elde edilen veriler R Ara'nın daha kısa dalgalılarına doğru derinleşen ve 0,6 evrede bulunan ikinci minimuma sahip garip bir uzak-moröte ışık eğrisi sergilediğini göstermektedir. Bu, her iki yıldızın normal karacisim tayfına sahip olduğu varsayımı ile açıklanamamaktadır, çünkü daha soğuk bileşenden kaynaklanan minimum daha kısa dalgalılarına doğru daha sık duruma gelmelidir. Böylece, uzak-morötedeki ikinci minimumun B9 tayf türünden yıldızın belirlenememiş ikinci bileşen tarafından örtülmesi ile ilişkili olamayacağı ortaya çıkmaktadır. 0.6 evrede, yıldızın etrafındaki maddenin soğuk kısmı gözlemcinin bakış doğrultusunda ve böylece, minimum daha kısa dalgalılarında oluşabilmektedir. Böylesi durumlar U Cep ve β Lyrae sistemleri için de belirlenmişti (Kondo ve diğ. 1976, 1981). Ayrıca, tayfların tutulma dışında ihmal edilemeyecek büyüklükte değişimler göstermekte olduğunu bildirdiler (Kondo ve diğ., 1985). Ayrıca, yıldızın tayflarında gözlenen SiIV ve MgII çizgilerindeki kısa dalgalılarına kaymış soğurma bileşeni -500km/s gibi çok büyük hızlara sahiptir ve bu da sistemden kütle kaybının göstergesi olarak yorumlanabilir açıklamasını yapmışlardır. Buna göre, görelilik olarak yüksek sıcaklık ve düşük basınçlı bölgenin varlığı SiIV ve CIV çizgilerinin varlığıyla da açıklanabilir. Tüm bunlar aslında R Ara'nın oldukça karmaşık bir evrim aşamasından geçtiğinin göstergesi olmalıdır. Bununla birlikte, tayflarda gözlenen SiIII çizgisinin yeğlinliği de B9 tayf türüne oldukça uygundur.

R Ara aynı zamanda EINSTEIN uydusu tarafından gözlenerek X ışın kaynağı olarak da belirlenmiş ve yıldızın B9 anakol yıldızından 10 ile 100 kat arasında daha fazla X-ışın akısına sahip olduğu rapor edilmiştir (McCluskey ve Kondo,1984). Bu değer B türü dev yıldızlar için tutarlı olurdu. Bu dalgalı boyunda gözlemler tüm evre aralığını kapsamadığından dolayı yıldızın özel bir X-ışın kaynağı olduğu ile ilişkili sağlam bir sonuç bulunmamaktadır.

Yıldızın literatürde yapılan çalışmalarının sonucunda, R Arae hakkında daha etkili fiziksel yorumlar yapabilmek için yıldızın en azından üç tür gözlemine ihtiyaç duyulmaktadır. İlki, yıldızın yeni tayfsal gözlemi yapılarak ikinci bileşene ait çizgiler

araştırılabilir ve yeniden dikine hız eğrisi elde edilerek bu eğrideki bozulmalar ve/veya çizgilerdeki değişimler hakkında yeni bilgilere ulaşılabilir. İkincisi yıldızın geniş bant ve ek olarak H_{β} gözlemleri yapılarak özellikle tutulmalar dışındaki saçılmaların özel bir evreye bağımlılığı olup olmadığına veya bunların geçici yapılar olup olmadığına bakılabilir. Son olarak, üçüncü cismin katkısının daha kesin olarak belirlenmesi gerekmektedir.

2.1.1. Gözlemler

2.1.1.1. Tayfsal Gözlemler

R Ara görel olarak ($\sim 7^m$) parlak bir sistem olmasına rağmen literatürde az çalışılmıştır. Özellikle tayfsal olarak detaylı bir çalışması 1952 yılındaki makaleye dayanmaktadır. Bu nedenle yıldızın yeni ve daha yüksek çözünürlüklü tayflarına ihtiyaç duyulmaktadır. Bu amaçla R Ara sistemi 2006 yılında, Nisan ve Ağustos aylarında iki farklı gözlem sezonunda gözlenmiştir. R Ara sisteminin tayfları Yeni Zellanda, Tekapo gölü yakınındaki ($\sim 43^{\circ} 59^d$ G, $174^{\circ} 27^d$ D) Mt John Üniversite Gözlemevinde (MJUG) bulunan 1-m çaplı McLellan teleskopuna fiber kablolarla bağlı HERCULES (**H**igh **E**fficiency and **R**esolution **C**anterbury **U**niversity **L**arge **E**chelle **S**pectrograph) tayfçekeri ile alınmıştır. Tayfçeker ısısal olarak dış ortamdan izole edilmiş vakumlu bir tüp içerisinde sabit optik bir düzenek içerisine yerleştirilmiştir. Işık teleskobun Cassegrain odağından tayfçekere 20-m uzunluğundaki fiber kablo ile taşınmaktadır. Tayfçeker 380nm ile 880 nm arasında sürekli dalgaboyu aralığını kapsayacak şekilde 80 echelle dizisinden oluşmaktadır. $R = 41000$ ve $R = 70000$ olmak üzere iki çözümüme gücü yüksek duyarlılıklı tayfsal gözlemler yapmayı olası kılmaktadır. Çözümüme gücünün seçimi farklı büyüklüklerdeki üç farklı fiberden birinin seçilmesi ile yapılabilir. 41000 olan orta büyüklükteki çözümüme gücüne sahip, yarık içermeyen 100 μ m kalınlığındaki birinci fiber R Ara'nın gözlemleri için seçilmiştir. Fiber çekirdeğinin (core) gökyüzü üzerine izdüşümünün açısal büyüklüğü ($\theta \sim 4,5$ açı saniyesi) MJUG'de yaklaşık 3,5 açı saniyesi olarak belirtilen (Hearnshaw ve diğ., 2002) görüş açısından çok küçük değildir. Fiber 2 ve 3, 70000 çözümüme gücüne sahiptir fakat çok daha iyi görüş ($\theta \sim 2$ açı saniyesi) şartlarına gereksinim duymaktadır. Tayfçeker hakkında daha fazla

bilgiye Hearnshaw ve diğ., (2002) ve Skuljan ve diğ., (2004) tarafından hazırlanan yayınlardan ulaşılabilir.

Gözlemler iki farklı gözlem sezonunda yapılmıştır. İlk gözlem döneminde SITE 1024x1024 pixel CCD kamerası ile toplam 7 gecede 13 adet tayf elde edilmiştir. Bu CCD kamera ile tüm tayf bölgesinin gözlenebilmesi için 4 farklı CCD konumunda tayf almak gereklidir. 2 numaralı CCD konumu (~4500–7200 Å) tercih edilmiştir. Çünkü bu çalışma için istenilen tayf çizgi yoğunluğu, süreklilik akısı ve CCD'nin verimliliği en uygun bu konumda elde edilebilmektedir. Poz süresi olarak ortalama 1200 saniye verilmiştir. Ve ortalama sinyal/gürültü oranı 550 nm'de 120 olarak elde edilmiştir. İkinci gözlem döneminde 16 gecede 29 adet tayf SI600 kamerası ile elde edilmiştir. Bu kamera tüm tayf bölgesini kapsadığından CCD için herhangi bir konum seçimi söz konusu değildir. Bu dönemde yapılan gözlemlerde saniyelik ortalama 1400 s poz süresi ile 500 nm'de ortalama S/G oranı 100 elde edilmiştir. İki farklı gözlem döneminde R Ara'ya ait toplam 42 adet tayf alınmıştır. Gözlem kütüğü Tablo 2.1.1'de verilmektedir.

Tüm gözlemler için, Thorium-Argon lamba, mukayese tayfi, her bir yıldız görüntüsünden önce ve sonra alınmıştır. Dalgaboyu kalibrasyonu iki Thorium-Argon görüntüsünün ortalaması alınarak yapılmıştır. Flat düzeltmesi için gerekli olan beyaz ışık görüntüleri de her gece alınmıştır.

Tayflar Canterbury Üniversitesi, Fizik ve Astronomi bölümünde geliştirilen Hercules İndirgeme Paket (HRSP, Hercules Reduction Software Package) programı ile yapılmıştır. İndirgeme basamakları echelle tayflar için yapılan standart basamakları içermektedir (Skuljan, 2004). Bu standart basamaklar, bias çıkarma, aperture okuma, düz alan görüntüsünün normalize edilmesi, saçılmış ışık düzeltmesinin, flat düzeltilmesinin ve tüm görüntülerin dalgaboyu kalibrasyonunun yapılması, tayfin tayf dizilerine ayrılması ve tayfin normalize edilip atmosferden kaynaklanan çizgilerin ve kozmik ışınların arındırılmasını içerir. Tayfların normalize edilmesi aşamasında ikinci veya üçüncü dereceden polinomlar süreklilik üzerinde

seçilen bölgelere fit edilmiştir. Tayflar bu fit edilen fonksiyonlara bölünmek suretiyle normalize edilmişlerdir.

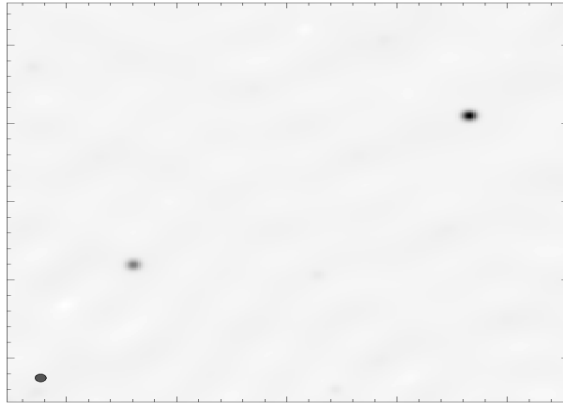
Tablo 2.1.1. R Ara yıldızının yapılan tayf gözlemleri ile ilgili bilgiler.

No	Görüntü	HJD -2400000	Tarih	UT	Poz süresi (s)
1	w3864017s.fit	53863,6238	08.05.2006	08:35:48	1450
2	w3864028s.fit	53863,3550	08.05.2006	10:21:06	1419
3	w3864085s.fit	53864,6799	08.05.2006	18:09:18	1347
4	w3868011s.fit	53867,4716	12.05.2006	10:30:33	842
5	w3871028s.fit	53870,2247	15.05.2006	07:27:49	1185
6	w3871037s.fit	53870,6449	15.05.2006	08:26:47	1325
7	w3872046s.fit	53872,9089	16.05.2006	13:54:32	1151
8	w3872055s.fit	53872,2805	16.05.2006	14:51:09	1010
9	w3873022s.fit	53872,0608	17.05.2006	09:29:56	967
10	w3874129s.fit	53874,7882	18.05.2006	16:01:33	1126
11	w3874149s.fit	53874,3425	18.05.2006	17:22:32	982
12	w3874157s.fit	53874,6334	18.05.2006	18:04:34	958
13	w3875045s.fit	53874,7111	19.05.2006	08:36:36	1343
14	w3966040s.fit	53966,4263	19.08.2006	10:34:58	1977
15	w3967035s.fit	53967,6367	20.08.2006	08:21:22	2400
16	w3968006s.fit	53968,3458	20.08.2006	12:47:29	2448
17	w3970064s.fit	53970,7887	23.08.2006	08:53:04	1263
18	w3970091s.fit	53970,7432	23.08.2006	11:11:02	1200
19	w3972013s.fit	53972,6747	24.08.2006	13:22:40	1517
20	w3975023s.fit	53975,6284	28.08.2006	10:50:02	1807
21	w3976023s.fit	53976,9839	28.08.2006	14:07:38	1519
22	w3977001s.fit	53977,0119	29.08.2006	11:48:37	1418
23	w3977010s.fit	53977,8128	29.08.2006	13:55:45	1766
24	w3977084s.fit	53977,7575	30.08.2006	11:13:39	1232
25	w3978007s.fit	53978,3694	30.08.2006	12:52:01	1672
26	w3980020s.fit	53980,0546	02.09.2006	09:32:20	1283
27	w3981004s.fit	53981,2069	02.09.2006	12:18:29	1257
28	w3981088s.fit	53981,8185	03.09.2006	11:23:52	1115
29	w3982008s.fit	53982,2771	03.09.2006	12:29:47	1131
30	w3984019s.fit	53984,1029	06.09.2006	09:38:46	1401
31	w3985008s.fit	53985,5067	06.09.2006	13:12:36	1624
32	w3985074s.fit	53985,4797	07.09.2006	10:34:04	1292
33	w3986007s.fit	53986,2419	07.09.2006	12:23:09	1372
34	w3987001s.fit	53987,0391	08.09.2006	12:05:30	1378
35	w3988073s.fit	53988,7056	10.09.2006	08:46:11	901
36	w3988088s.fit	53988,2982	10.09.2006	10:10:29	1028
37	w3989011s.fit	53989,2689	10.09.2006	12:30:31	1000
38	w3991070s.fit	53991,3940	13.09.2006	08:01:31	918
39	w3991100s.fit	53991,6483	13.09.2006	11:02:09	919
40	w3992007s.fit	53992,2725	13.09.2006	12:31:33	979
41	w3992057s.fit	53992,3477	14.09.2006	07:48:51	1653
42	w3996054s.fit	53996,3195	18.09.2006	10:10:05	1555

2.1.1.2. Hipparcos Gözlemleri

Sistemin mutlak parametrelerini belirlemek, ışık ve çizgi kesitlerinde sergilediği değişimleri açıklamak için öncelikle yıldızın çok yakınındaki ($3''$,6) üçüncü cismin katkısının bulunup çözüm dışı bırakılması gerekmektedir. Bu amaçla Niels (1991) üçüncü cismi fotometrik olarak sistemden ayrı olarak gözlemeye çalışmış ve bulduğu sonuçların üçüncü cismin çok yakın olması nedeniyle yaklaşık sonuçlar bulunduğunu belirtmiştir.

R Ara, Hipparcos uydusu tarafından gözlenmiş ve Geçiş Verisi (Transit Data) kullanılarak yakınındaki uzak bileşenin astrometrik ve fotometrik özellikleri belirlenmiştir. Hipparcos, uzak bileşenin konum açısını 129° , açısal uzaklığını $4''$,71 vermektedir ve Hp bandında, bu bileşenin R Ara yakın çift sistemi ile arasındaki parlaklık farkını 0^m ,67 olarak vermektedir.



Şekil 2.1.1. R Ara sisteminin ve üçüncü cismin Hipparcos Geçiş Verisinden elde edilen görüntüsü.

Bu tez çalışmasında R Ara'ya ait Geçiş Verisi Quist ve Lindegren (1999) tarafından Hipparcos Geçiş Verisinin indirgenmesi ve analizini anlattıkları çalışmada verilen yöntemler izlenerek tekrar ele alındı ve R Ara yakın çift sistemi ile uzak bileşen arasındaki parlaklık farkı doğrudan 0^m ,65 olarak belirlendi. Sonuç olarak, aralarındaki parlaklık farkından üçüncü cismin bu bantta ışık katkısı 0,35 olarak bulunur. Ayrıca üçüncü cismin Tycho parlaklıkları da verilmektedir. Bu parlaklıklar Johnson parlaklığına dönüştürüldüğünde üçüncü cismin Johnson V parlaklığı 7,789

olarak elde edilmektedir (üçüncü cismin Tycho parlaklıkları $V = 7,792 \pm 0,010$ ve $B = 7,826 \pm 0,010$). Buna göre üçüncü cismin Johnson V bandında sistemin ışığına olan katkısı 0,38 olarak hesaplanır. Şekil 2.1.1'de bu analiz sonucunda elde edilen yaklaşık $26''^2$ 'lik alanda R Ara ve uzak bileşen gösterilmektedir. Yeni yapılan ölçümler yıldızlar arasındaki açısal uzaklığı $3''.61$ ve konum açısını 133° olarak vermektedir.

2.1.2. Dikine Hızlar

Dikine hızların ölçümü, dalgaboyu kalibrasyonu ve normalizasyonu yapılan tayflardan iki farklı yöntem kullanılarak, çapraz eşleşme (cross-correlation) ve Fourier ayıklama (Fourier disentangling, KOREL, Hadrava, 2004) tekniği ile yapılmıştır. Bu şekilde dikine hızların ölçümünde iki bağımsız yöntemi kullanmak ölçümlerin denetlenmesi açısından önemli olduğu gibi, tayflarda bazı tayf dizilerindeki çizgilerin ya çok yakınlarındaki çizgilerle blend olmaları ya da her iki bileşenin çizgilerinin etkisinin her evrede birbirinden doğrudan ayırt edilememesi sorunu da giderilmiş olacaktır.

2.1.2.1. Çapraz Eşleme Yöntemi (CCF) ile Dikine Hızların Okunması

Dikine hızlar IRAF paketi içinde yer alan FXCOR programı kullanılarak Çapraz eşleme yöntemi ile okunmuştur. Bu yöntem bir mukayese tayfi ile yıldızın tayf çizgilerinin eşleştirilmesine dayanmaktadır ve en iyi uyumu veren eşleşme fonksiyonuna (CCF) gauss fiti yapılarak dikine hızlar okunmaktadır. Mukayese tayfi olarak yıldızın tayf türüne yakın tayf türü ve ışıma sınıfına sahip standart yıldızlar gözlenmektedir. Güney yarımkürede bu türden yıldızların ve özellikle ön tayf türünden yıldızların azlığı nedeniyle R Ara sistemine uygun bir standart yıldız gözlenememiştir. Bu nedenle mukayese tayfi olarak R Ara yıldızının en yüksek sinyal/gürültü oranına sahip bir tayfi kullanılmıştır. Ancak, bu yöntem bileşenlerin çizgilerinin birbirine karışmadığı veya çizgilerin genişleme veya farklı nedenlerden bozulmaya uğramadığı tayf dizileri için kullanılabilmiştir. Bu yöntem ile birinci sezondaki tayflarda ikinci yıldızın tayf çizgilerinin belirlenmesi için sadece 89, 92 ve 93 tayf dizilerine uygulanabilmiştir. Tablo 2.1.3'de kullanılan tayf dizilerindeki çizgilere ait bilgi verilmektedir. Bu yöntem ile belirlenen parametreler KOREL ile

yapılacak olan dikine hız okumaları ve yörünge parametrelerinin belirlenmesi için başlangıç parametreleri olarak kullanılmıştır. Bu nedenle, ikinci sezondaki tayflar için bu yöntem kullanılmamıştır.

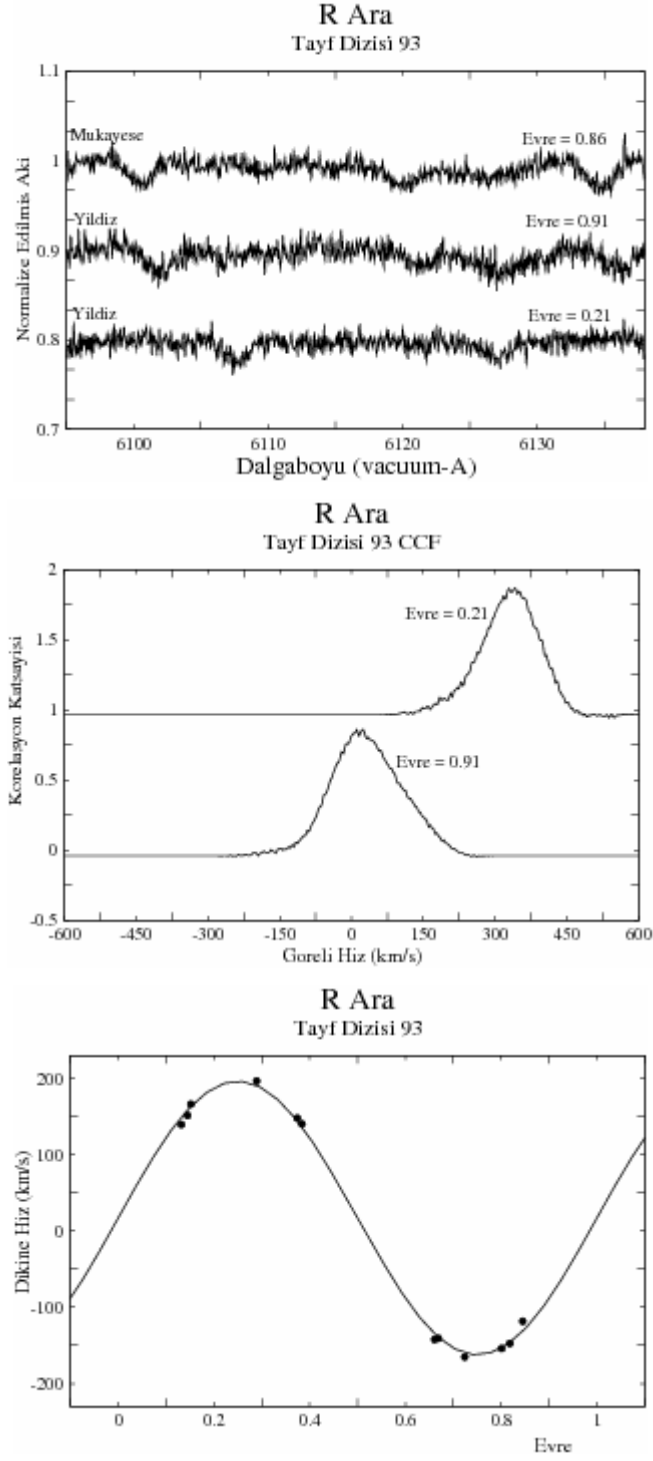
Yıldızın elde edilen tayfları incelendiğinde bazı çizgilerin birinci bileşenin sahip olması gerekenden daha büyük ve farklı dikine hızlara sahip olduğu belirlenmiştir. Bu çizgilerden elde edilen dikine hızlar yörünge evresine göre çizdirildiğinde ikinci bileşenin hareketini yansıtmaktadırlar. Böylece literatürde daha önce belirlenememiş olan ikinci bileşenin çizgileri elde edilmiş olmaktadır.

Çapraz eşleme yöntemi ile elde edilen ikinci bileşene ait dikine hızlara en küçük kareler yöntemi ile teorik dikine hızların fit edilmesinden Şekil 2.1.2’de gösterilen yörünge çözümleri elde edilmiştir. Çözümler sırasında yörünge dönemi Kreiner (2004) tarafından verilen dönemde ($P=4,4251133$ gün), basıklık ($e=0$) ve enberinin boylamı ($w=90^\circ$) ise çember yörünge varsayımı altında sabit tutulmuş, hız yarı-genliği K_2 ve tutulum zamanı T_0 , en küçük kareler yöntemi ile yapılan çözümde serbest bırakılmışlardır. Serbest bırakılan parametreler birkaç iterasyon adımından sonra çözüme gitmişlerdir. Elde edilen en iyi çözüm parametreleri hataları ile birlikte Tablo 2.1.2’de sunulmuştur. Sistemin kütle merkezinin hızı, V_γ , 93. tayf dizisindeki Fe I 6102.16 Å ve 92. tayf dizisindeki Ca I 6169.56 Å çizgisine gauss fiti yapılarak belirlenmiştir. Şekil 2.1.2’de ise çapraz eşleme sırasında, birinci sezonda kullanılan 93. tayf dizisi için $\phi=0,21$ ve $\phi=0,91$ evrelerde çapraz eşlemede kullanılan çizgilerin farklı yörünge evresindeki görünüşleri, elde edilen eşleme fonksiyonları ve dikine hızlara yapılan en iyi çember yörünge çözümü görülmektedir.

Tablo 2.1.2. Çapraz eşleme ile elde edilen R Ara’nın tayfsal yörünge parametreleri.* ile gösterilen parametreler sabit tutulmuştur.

Parametre	Değer	Hata
V_γ (km/s)	17,7	3,6
K_2 (km/s)	187,6	3,5
T_0 (HJD)	2452501,7509	0,0005

Parametre	Değer
P (gün)*	4,4251133
e^*	0,0
w ($^\circ$)*	90,0



Şekil 2.1.2. Çapraz eşleme yöntemi için kullanılan 93. tayf dizisi için kullanılan mukayese ve yıldız tayf çizgi örnekleri (üst panel), elde edilen çapraz korelasyon fonksiyonları (orta panel). Elde edilen dikine hızlara uyan en iyi teorik fit (*alt panel*).

2.1.2.2. Korel ile Dikine Hızların Okunması

KOREL (Komponent spectra and ORbital ELEments), Ondrejov Gözlemevi'nde (Çek Cumhuriyeti) Petr Hadrava tarafından FORTRAN dilinde yazılmış, “spectral disentangling method” denilen ve esas olarak bir çizgi kesitindeki çift veya daha fazla (maksimum beş) yıldız bileşenlerinin akı katkılarının Fourier Analizi ile ayrıştırılması tekniğine dayanan bir programdır (Hadrava, 1995, 2004). Ayrıştırılan her bileşen çizgisinin Doppler kayması, çiftin yörünge parametrelerinden belirlenen değerlere göre hesaplanmakta ve dikine hız bulunmaktadır. Böylece program aynı anda dikine hızları bulurken yörünge çözümü de yapmaktadır. Tayfsal olarak çözülebilecek yıldız sayısı en fazla beş olabilir, bu durumda çözülecek yörünge sayısı en fazla üç tane olmaktadır. Üçüncü yörünge ve beşinci yıldız olarak genellikle Dünya (yer atmosferi) ve onun yörüngesi alınır. Böylece tayf içindeki atmosferik (tellurik) çizgilerin belirlenmesi sağlanır.

Şekil 2.1.3'de Korel programının bir girdi dosyasının örneği ve ele alınacak yıldızların yörünge numaralarının belirlenme şekli gösterilmektedir. Şekilde, yörünge numaralarının verildiği kısımda çember içindeki sayılar yıldızları, parantez içindekiler de yörüngeleri temsil etmektedir.

```

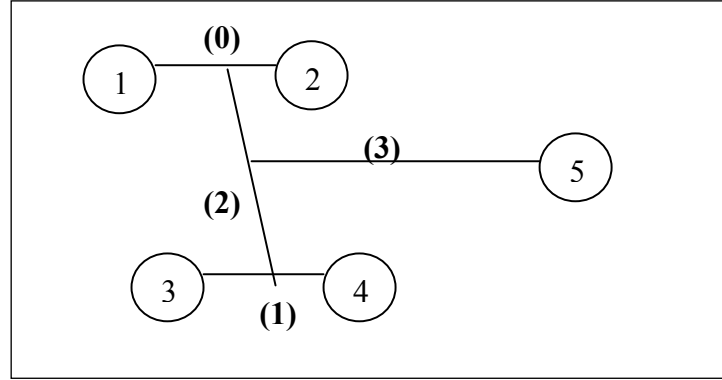
1 1 0 0 1 0 2 1 | key(1,...,5), k= Nr. of spectra>0, filter, plot, O-C
o 0 1 0 1 1 4.42507 0.0000001
o 0 2 9 1 1 48501.5796 0.0001
o 0 3 0 1 1 0.00 0.01
o 0 4 0 1 1 90.0 1.0
o 0 5 9 1 1 60.0 0.1
o 0 6 9 1 1 0.33 0.1
o 3 1 0 1 1 365.256360000 .1
o 3 2 0 1 1 51547.520600000 10.
o 3 3 0 1 1 0.016710220 0.001
o 3 4 0 1 1 84.725778765 10.
o 3 5 0 1 1 .001000000 .0001
o 3 6 0 1 1 .000060021 .000001
o 3 7 0 1 1 .000009111 .00000001
x 0 0 0 0 0 0 0 | end of elements

```

{ dönem ve artım miktarı
 T₀ ve artım miktarı
 basıklık ve artım miktarı
 enberinin boylamı ve artım miktarı
 K₂ ve artım miktarı
 q (kütle oranı) ve artım miktarı

{ Alttaki şekilde verilen yörünge numarası

enberinin değişimi (e≠0 için)



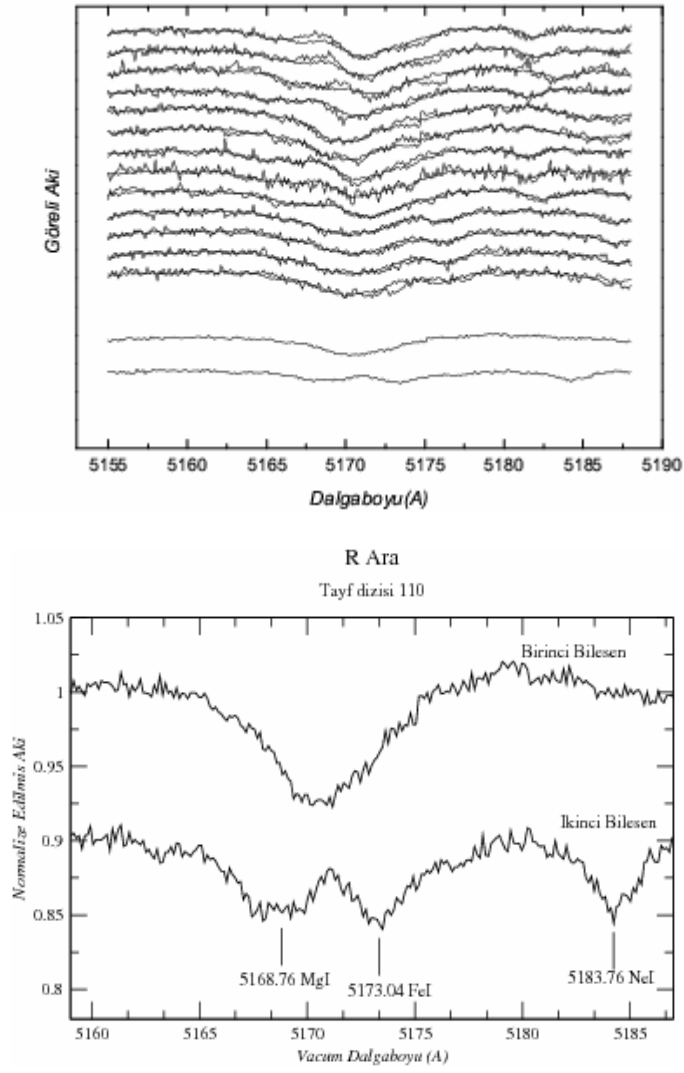
Şekil 2.1.3. KOREL programında kullanılan girdi dosyası (üstte) ve yörünge numaralandırma sistemi (altta).

88, 89, 92, 93,107 ve 110 numaralı tayf dizileri bu yöntem ile analiz edilmiştir. Ancak 127 tayf dizisindeki hem He I hem de Mg II çizgisi yıldızın etrafındaki maddeden etkilenmektedir, bu nedenle analizde kullanılmamıştır. Her bir tayf dizisinde kullanılan çizgiler hakkındaki bilgi Tablo 2.1.3'de verilmektedir.

Tablo 2.1.3. KOREL ile dikine hızların okunmasında kullanılan tayf dizileri ve çizgileri. Tayf çizgilerine ait laboratuvar dalgaboyları NIST veri tabanından alınmaktadır. Sinyal/gürültü oranı süreklilikten belirlenmektedir.

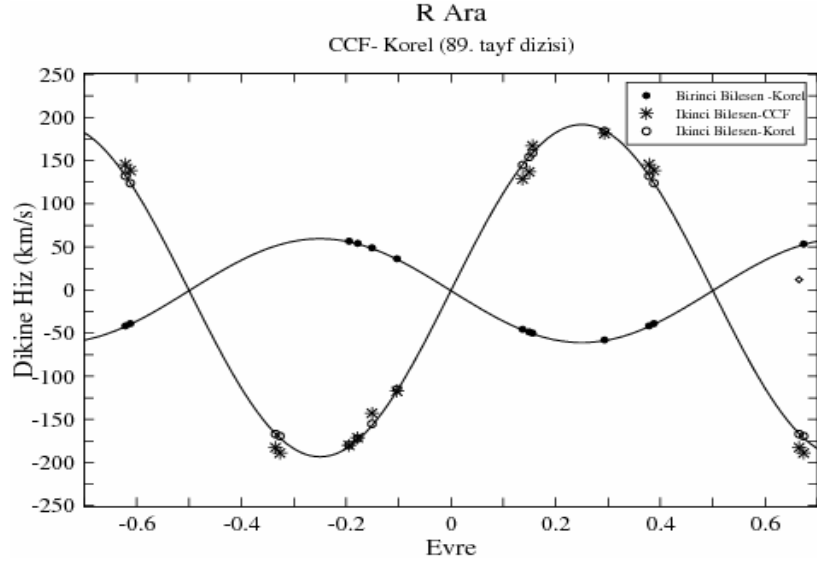
Dizi No	Dalgaboyu Bölgesi	Çizgi		Ortalama S/N	Açıklama
88	6423–6498	6449,92 (W I) 6456,29 (Kr I) 6462,57 (Ca I)	X	110	Son iki çizgi birinci bileşende blend olmaktadır.
89	6369–6411	6371,36 (Si II) 6400,00 (Fe I)	X	140	Tayf dizisinin kenarında kaldığı için kullanılmadı. Zayıf, yalnızca ikinci bileşen. CCF için kullanıldı.
92	6158–6202	6169,56 (Ca I)	X	140	Zayıf, yalnızca ikinci bileşen. CCF için kullanıldı.
93	6092–6136	6102,159 (Fe I) 6122,217 (Ca I)	X X	140	Zayıf, yalnızca ikinci bileşen. CCF için kullanıldı. Zayıf, yalnızca ikinci bileşen.
107	5296–5333	5316,81 (Ne I) 5328,04 (Fe I)	X	110	Yakınındaki çizgi ile blend olmuştur. Zayıf, yalnızca ikinci bileşen.
110	5140- 5200	5167,32 (Fe I) 5171,60 (Mg I) 5182,32 (Ne I)	X X X	90	Yakınındaki çizgi ile blend olmuştur. Yakınındaki çizgi ile blend olmuştur. Zayıf, yalnızca ikinci bileşen.
127	4451- 4502	4471,47 (He I) 4481,33 (Mg II)	X X	90	Görelî olarak güçlü, yalnızca birinci bileşen. Görelî olarak güçlü, bileşenlerin çizgileri her zaman ayırdilemiyor.

KOREL programında çapraz eşleme yönteminde elde edilen yörünge parametreleri girdi olarak kullanılmıştır. Birinci ve ikinci gözlem sezonundaki uygun tüm tayf dizileri ayrı ayrı analiz edilmiştir. KOREL çözümleri süresince çember yörünge varsayımı altında basıklık, enberinin boylamı parametresi ile yörünge dönemi P sabit tutulmuş, diğer yörünge parametresi tutulum zamanı T_0 , dikine hız yarı genlikleri K_1 ve K_2 analize serbest parametre olarak sokulmuşlardır. KOREL kütle merkezinin hızını bulamamaktadır, ancak bileşenlerin dikine hızlarını kütle merkezi hızını da içinde barındıran bir mukayese tayfına göre ölçmektedir. Şekil 2.1.4’de 110. tayf dizisine yapılan KOREL fitleri bir örnek olarak gösterilmektedir. Bulunan sonuçlardan görüldüğü gibi KOREL programı ve kullanılan yöntem, çizgileri sığ ve/veya blend olmuş tayf çizgilerinin dikine hız ölçümü ve yörünge parametrelerinin belirlenmesinde oldukça kullanışlı ve önemlidir. Program ve kullanma kılavuzu (manual) için www.asu.cas.cz/~had/had.html adresine bakılabilir.



Şekil 2.1.4. KOREL ile 110. tayf dizisi için bu bölgedeki tayf çizgilerine yapılan fitler (üstte) ve bölgenin bileşenlerine ayrılmış tayfi (altta).

Şekil 2.1.5’de birinci sezondaki gözlemlerde 89. tayf dizisi için KOREL ile elde edilen dikine hız çözümüyle çapraz eşleme yöntemleri ile elde edilen dikine hız verilerinin uyumu görülmektedir. Burada sürekli çizgi ile belirlenen eğri KOREL fitini göstermektedir.

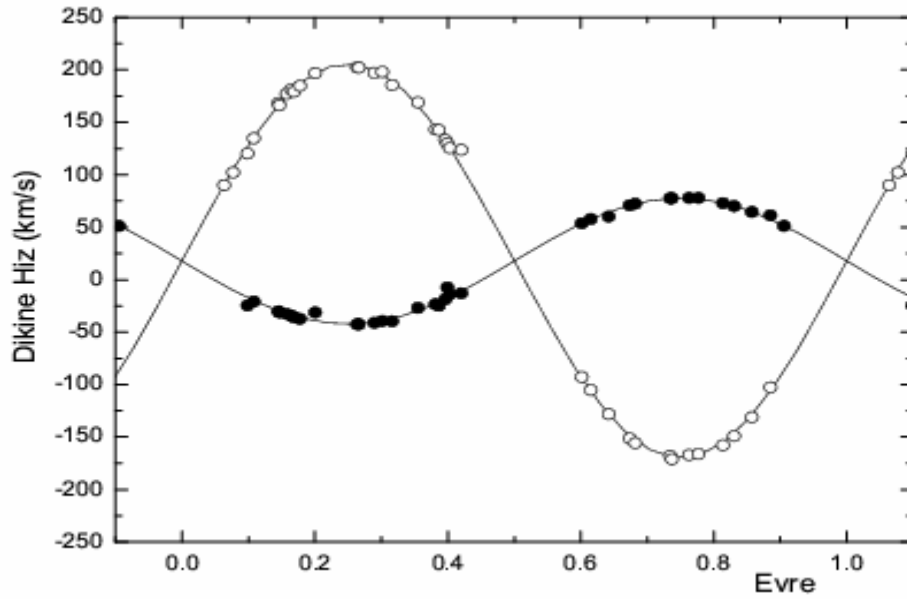


Şekil 2.1.5. KOREL ve CCF ile elde edilen dikine hız değerleri ve yapılan teorik fit.

Sonuç olarak, her iki sezonda farklı tayf dizilerinin ayrı ayrı analizinden elde edilen dikine hız değerlerinin ortalaması alınarak elde edilmiş dikine hız eğrisi ve yapılan teorik fit Şekil 2.1.6'da verilmektedir. KOREL programı çözümde basıklık ve yansıma etkilerini göz önüne almadığı için tutulmalar civarındaki noktalar çözümde dikkate alınmamıştır. Tablo 2.1.3'de KOREL ile yörünge çözümü sonucunda elde edilen tayfsal yörünge parametreleri ve bu parametrelerden hesaplanan kütleler ve bileşenler arası uzaklık da verilmektedir. Karşılaştırma amacıyla daha önce Sahade (1952) tarafından bulunan sonuçlar da tablo 2.1.4'de eklenmiştir. Aynı tabloda * ile belirtilen parametreler bütün KOREL uygulamalarında yakınsaması için serbest parametre olarak alınmıştır.

Tablo 2.1.4. KOREL yöntemi ile bulunan yörünge parametreleri ile Sahade (1952) tarafından verilen değerlerin karşılaştırılması.

Parametre	Değer	Sahade (1952)
P (gün)	4,4251133	4,42509
T ₀ (HJD)	2452501,7515 ± 0,0062	2429433,348
e	0	~0,3
w (°)	90
V _γ (km/s)	17,7 ± 3,6	
K ₁ (km/s)	60,1 ± 0,6	60
K ₂ (km/s)	187,9 ± 0,7
q (K ₁ /K ₂)	0,319 ± 0,005	f(m)=0,10 M _⊙
m ₁ sin ³ i (M _⊙)	5,30 ± 0,08	m ₁ = 4 M _⊙ (B9 tayf türü ise)
m ₂ sin ³ i (M _⊙)	1,69 ± 0,04	m ₂ = 1,4 M _⊙ ve q=0,35
asini (R _⊙)	21,68± 0,12	a ₁ sini =3,6x10 ⁶ km/s



Şekil 2.1.6. KOREL ile ve CCF elde edilen dikine hızlar ve çözüm sonucunda elde edilen en iyi fitler. Dolu daireler birinci bileşen, içi boş daireler ikinci bileşenin dikine hızlarını göstermektedir.

2.1.3. Sistemin Dönem Analizi

Sistemin literatürde çok fazla fotometrik veya minimum zamanı gözlemi bulunmamaktadır. R Ara'nın yeni olarak sadece bir tane fotometrik minimum zamanı elde edilmiştir, Tablo 2.1.5'de, elde edilen yeni minimum zamanı ve literatürde elde edilmiş minimum zamanları verilmektedir.

Tablo 2.1.5. R Ara'nın elde edilen minimum zamanları.

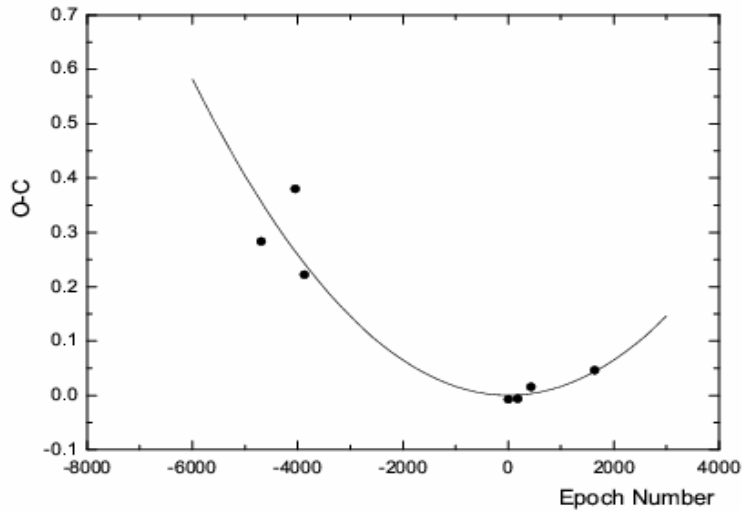
Hel.JD (+2400000)	Yöntem	Min. Türü	O-C	Kaynak
25818,0280 ± 0,007	pg	Min I	0,2834	Hertzsprung (1942)
29433,3480	pg	Min I	0,2222	Sahade (1952)
28676,7980	pe	Min I	0,3799	Gaposchkin (1953)
46585,1597 ± 0,0004	pe	Min I	-0,0070	Nield ve diğ. (1986)
47386,1200	pe	Min I	-0,0063	Forbes ve diğ. (1988)
48501,2900	pe	Min I	0,0155	Hipparcos (1997)
53849,1643 ± 0,0005	CCD	Min II	0,0463	Bu çalışma (2006)

pg: fotografik, pe: foto-elektrik

Sistemin toplam 7 tane olan minimum zamanları 1942 ile 2006 yılları arasında 60 yıllık bir zamanı kapsamaktadır. (O-C) diyagramı, Nield (1991) tarafından verilen,

$$\text{Min I} = \text{HJD } 24\,46585,1597 + 4,425132 \times E$$

değerlerine göre hesaplanmıştır. Gözlenen tüm minimum zamanları için hesaplanan (O-C) değerleri çevrim sayısına göre Şekil 2.1.7'de çizdirilmektedir.



Şekil 2.1.7. R Ara sistemine ait (O-C) diyagramı.

Şekilden, sistemin yörünge değişiminin kolları yukarı doğru olan parabolik bir değişim ile çok iyi temsil edildiği görülmektedir. Minimum zamanlarına yapılan

en iyi teorik fitten quadratik terim $1.617(2) \times 10^{-8}$ bulunmaktadır. Bu terim, R Ara'nın yörünge döneminin yaklaşık 0.2306 ± 4 saniye/yıl gibi hızlı bir oranda arttığını göstermektedir. Bu tür bir dönem artışı küçük kütleli bileşenden daha büyük kütleli olana madde aktarımı ile ilişkili açıklanmaktadır. Dönem artışının doğrusal olduğu ve korunumlu kütle aktarımı olduğu varsayılırsa dönem değişim miktarı, $\frac{\Delta P}{P} = 6,3 \times 10^{-7} \text{ yıl}^{-1}$ olarak bulunur. Buradan aktarılan kütle miktarı

$$\frac{\Delta P}{P} = 3 \left(\frac{M_2}{M_1} - 1 \right) \frac{\Delta M}{M_2}$$

formülünden (Erdem ve diğ., 2007), $5,23 \times 10^{-7} M_{\odot}/\text{yıl}$ olarak hesaplanır. Bu formülde kütleler için $M_1 \sin^3 i = 5,296 \pm 0,0831$ ve $M_2 \sin^3 i = 1,692 \pm 0,044$ (bu çalışma) değerleri kullanılmıştır. Eğiklik açısı olarak ışık eğrisi çözümlerinden belirlediğimiz yaklaşık 80° alınmıştır. Ayrıca, daha önce Nield (1991) ikinci bileşenden birinci bileşene olan kütle aktarım miktarını $1,5 \times 10^{-7} M_{\odot}/\text{yıl}$ olarak belirlemiştir. Belirlenen parametreler Tablo 2.1.6'da özetlenmektedir. Bulunan bu sonuçlar yavaş kütle aktarımında olan bu tür sistemler için verilen $\Delta M \sim 10^{-11} - 10^{-7} M_{\odot}/\text{yıl}$ (Richards ve Albright, 1999) değer aralığındaki kütle aktarımıyla mukayese edildiğinde oldukça fazla olduğu görülmektedir. Bu durum aynı zamanda R Ara'da görülen salmaların varlığını da desteklemektedir.

Tablo 2.1.6. R Ara sistemi için (O-C) analizinden belirlenen parametreler.

Parametre	Değer
T_0 (HJD)	$24\ 46585,1667 \pm 2$
$P_{\text{yörünge}}$ (gün)	$4,4251912 \pm 1,1 \times 10^{-7}$
Q (gün)	$1,617 \times 10^{-8} \pm 2,47 \times 10^{-11}$
dP/dE (gün / çevrim)	$3,23 \times 10^{-8}$
dP/dt (saniye / yıl)	0,231
$\Delta P/P$ (yıl^{-1})	$6,03 \times 10^{-7}$
M_1 (M_{\odot})	5,545
M_2 (M_{\odot})	1,771
i ($^\circ$)	80
ΔM ($M_{\odot}/\text{yıl}$)	$5,23 \times 10^{-7} \pm 0,17 \times 10^{-7}$

2.1.4. Işık ve Dikine Hız Eğrilerinin Eşzamanlı Çözümleri

Yıldızın fotometrik analizi ilk olarak Banks (1990) Forbes tarafından elde edilen ışık eğrilerini kullanarak yapmıştır. Işık eğrisinin analizinde sıcak leke modelini kullanmıştır. Bulduğu sonuçlara göre sistem 0,43 gibi bir basıklığa sahip ve ikinci bileşen Roche şişimini doldurmuştur ve bu kütle aktarımını olası kılmaktadır. Sonuç olarak, sistemin basıklığı yörünge boyunca Roche şişiminin geometrisinin değişmesine neden olur ve bu da ışık eğrisindeki hızlı değişimleri açıklamaya yardımcı olabilir şeklinde belirtilmiştir.

Daha sonra, Nield (1991) 1986 yılında, Carter Gözlemevinde elde edilen U, B ve V ışık eğrileri kullanarak yıldızın fotometrik analizi yapılmıştır. Bazı özel ölçümlerin dışında, tüm ölçümlerde sistemin diğer görsel bileşeninin (HD 149730B, HJ 4866B) de katkısı bulunmaktadır. Bu katkıyı hesaplamak için R Ara gözlem sırasında diyaframın dışında bırakılarak ölçüm yapılmıştır. Sonuçta bu bileşenin katkısı V bandında % 40, B bandında % 35 ve U bandında % 30 olarak belirlenmiştir. Ancak, iki yıldızın arasındaki uzaklığın 3",6 olduğu düşünülürse bu sonuçların da kaba tahminler olduğu düşünülebilir.

Nield (1991) yaptığı gözlemleri standart sisteme dönüştürmüştür, Tablo 2.1.7'de yıldızın standart parlaklıkları verilmektedir.

Tablo 2.1.7. Yıldızın Nield (1991) tarafından elde edilen standart parlaklıkları ve renkleri.

Evre bölgesi	U ± Hata	B ± Hata	V ± Hata	(B-V)	(U-B)
0.15 – 0.40	6,52 ± 0,04	6,67 ± 0,02	6,57 ± 0,03		
0.60 – 0.95	6,44 ± 0,06	6,63 ± 0,04	6,53 ± 0,03		
Tutulma dışında ortalama	6,48 ± 0,06	6,65 ± 0,03	6,55 ± 0,03	0,10 ± 0,04	-0,17 ± 0,07
Birinci minimumda	7,50	7,40	7,20	0,20	0,10
İkinci minimumda	6,60	6,75	6,65	0,10	-0,15

Nield (1991) hem kendi elde ettiği hem de Gaposchkin tarafından elde edilen ışık eğrilerinin çözümleri sonucunda, sistemin B9V tayf türünden birinci bileşen ile F tayf türünden ikinci bileşenden oluştuğunu belirlemiştir. Çözümler sistemin yarı-ayrık (klasik Algol) bir sistem olamayacağını göstermektedir.

Sistemin şimdiye kadar yapılan çalışmaları esas olarak Sahade (1952) tarafından elde edilen tayfsal sonuçlarla uyumlu olması amacına dayandırılmaktadır. Yani, Sahade tarafından yalnızca birinci bileşene ait çizgilerin tayflarda bulunması ve ikinci yıldızın çizgilerinin tayfta gözlenememesi ikinci yıldızın ışığının katkısının belirli bir düzeyde kısıtlanmasına neden olmuştur. Yapılan çözümler bu sonuçla uygun olacak şekilde başlangıç parametreleri belirlenmeye çalışılmıştır.

Sistemin tayfsal çözümlerinden ikinci bileşenin belirlenmesi sonucunda sistem literatürde bulunan ışık eğrileri ile yeniden çözülmüştür. R Ara sisteminin ışık eğrisi çözümünde Hipparcos, ASAS (Pojmanski, 2002) ve Nield (1991) tarafından elde edilen ışık eğrileri ve bu çalışmada elde edilen dikine hız eğrisinin çözüm sonuçları kullanılmıştır.

Kızıllaşmadan arındırılmış renkleri ve yıldızlararası soğurmayı belirlemek için Johnson ve Morgan (1953) tarafından verilen Q-yöntemi kullanıldı. Nield (1991) tarafından verilen (U-B) ve (B-V) renk değerleri kullanılarak, Q-parametresi hesaplandı. Nield (1991) çalışmasında ikinci ve birinci tutulmada (B-V) ve (U-B) renklerini vermektedir. İkinci minimumda (B-V) rengi 0,10 ve (U-B) rengi -0,15 verilmektedir. Bu değerlerden Q parametresi belirlendiğinde 0,222 değeri bulunmaktadır ve buradan ikinci minimumda (B-V)₀ ve (U-B)₀ renkleri sırasıyla -0,074 ve -0.181 elde edilmektedir. R Ara sistemi için kızıllaşmadan arındırılmış renk indislerinden sıcaklık, Budding ve Demircan (2007) tarafından verilen anakol yıldızlarının sıcaklıkları ile renkleri arasındaki istatistiksel tablodan yararlanılarak belirlendi. Buna göre belirlenen sıcaklık Nield (1991) tarafından verilen sıcaklık değeri olan 12400 ± 300 K değerine karşılık gelmektedir. Eğer ışık eğrisine uyan en iyi fit göz önüne alınacak olursa ikinci bileşenin sıcaklığı 7000 ± 350 K olmalıdır.

Renklerden bulunan bu sıcaklıklar aynı zamanda bileşenlerin tayflarına uygun model atmosfer fitleri yapılarak da belirlenebilmektedir. Bunu yapmak için KOREL çözümleri sonucunda bulunan bileşenlerin ayrıştırılmış tayfları kullanılabilir. Ancak, R Ara sistemi için bu yapılamamaktadır, çünkü birinci bileşenin hemen hemen tüm çizgileri yıldız etrafındaki maddeden etkilenmekte ve az

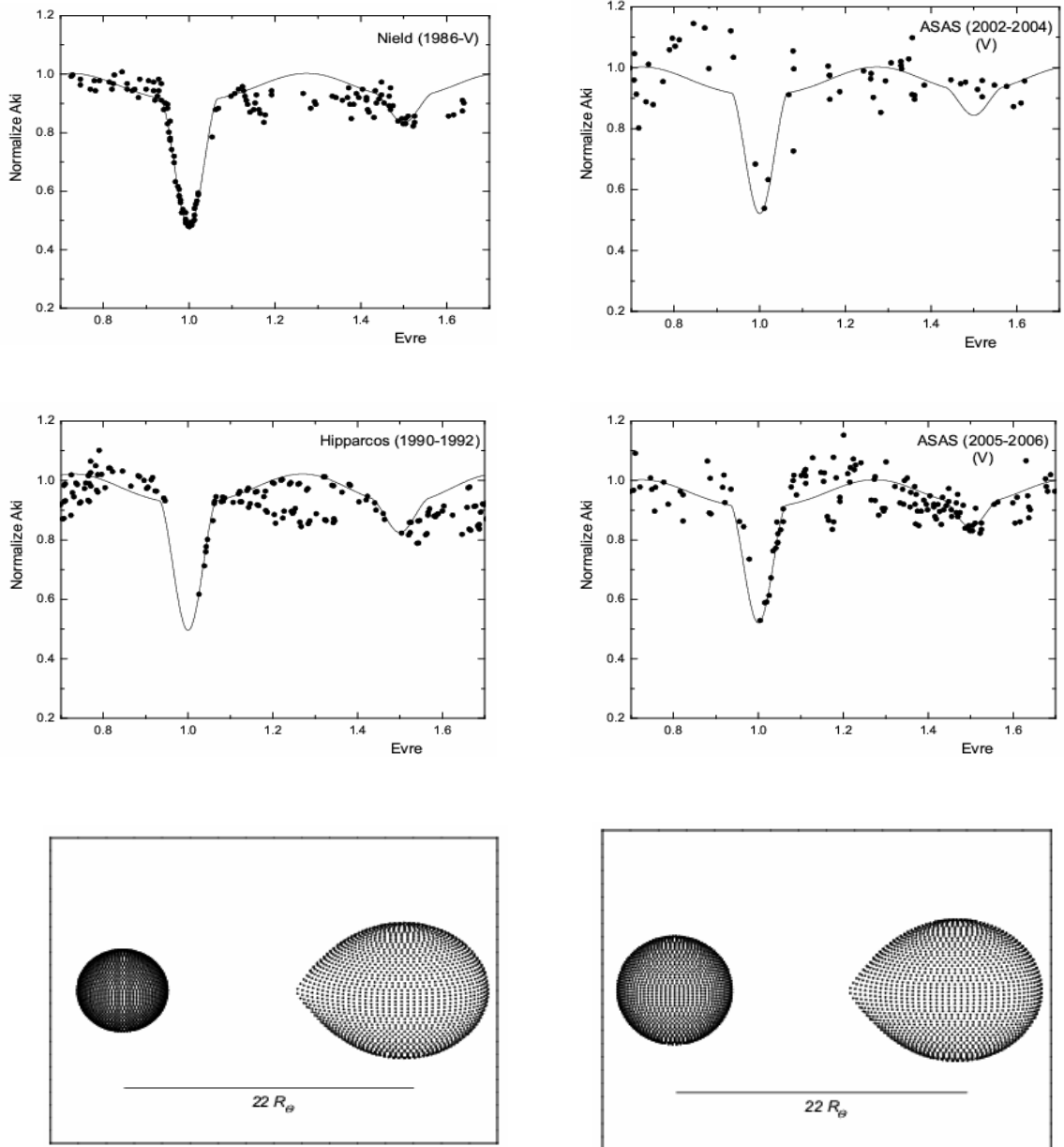
ya da çok salma sergilemektedir. Ayrıca, yalnızca ikinci bileşenin çizgilerinin olduğu tayf dizileri için de bu yöntem uygulanamamıştır, bunun nedeni, bu tayf dizileri için bileşenlerin ışık katkılarının bilinmemesidir.

Sistemin ışık eğrisi çözümünde Wilson-Devinney (Wilson ve Devinney, 1971, Wilson, 1994) yazılımı, yarı-ayrık konfigürasyon (MODE5) için uygulanmıştır. Kullanılan ışık eğrileri, Hipparcos, ASAS ve Nield (1991), için uygun T_0 ve P değerleri (Tablo 2.1.7) seçilerek evrelendirildikten sonra ayrı olarak çözülmüşlerdir. Sistemde üçüncü bileşene ait ışık katkısı Hipparcos astrometri çözümlerinden V bandında 0,38 olarak bulunmuştu (bölüm 2.1.1.2). R Ara ve görsel bileşenin konum ve parlaklığı Hipparcos uydusu tarafından belirlendiğinden sistemin fotometrik verisi Hipparcos Kataloğunda üçüncü cisimden arındırılmış olarak sunulmaktadır. Bu nedenle Nield'in V-bandı ışık eğrisinin çözümünde yapılanın aksine Hipparcos bandında üçüncü cisimin katkısı 0 (sıfır) alınmıştır. Çözümün her bir adımında logaritmik kenar kararım katsayısı kullanılmıştır. Balometrik ve H_p -bandı (505 nm) ve V-bandı (550 nm) kenar kararım katsayıları van Hamme (1993) tablolarından alınmıştır. Birinci bileşen için balometrik albedo, A_1 , radyatif zarflar için uygun olan 1 değeri ve ikinci bileşen için ise, A_2 , konvektif zarflar için uygun olan 0,5 değeri alınmıştır. Çözümde dikine hız eğrisinden elde edilen parametreler sabit tutulduğundan eş-zamanlı çözüm yapılmamıştır. Çözümde elde edilen sonuç model parametreleri Tablo 2.1.8'de verilmektedir ve gözlem verilerine yapılan teorik ışık eğrileri Şekil 2.1.8'de gösterilmektedir. Tablo 2.1.8'de Nield (1991) tarafından V-bandındaki ışık eğrisine yapılan çözümün parametreleri ve aynı yazar tarafından Gaposhkin (1953) verisi kullanılarak yapılan çözüm parametreleri de karşılaştırma amacıyla verilmektedir. Nield'in çözümlerinde göze çarpan en belirgin özellik ikinci bileşenin ışık katkısının oldukça az olduğudur. Nield bunu ikinci bileşenin tayfta görülmemesi ile desteklemektedir. Oysaki bu çalışmada elde edilen yüksek çözünürlüklü tayflarda ikinci bileşene ait çizgiler birçok tayf dizisinde net bir şekilde görülmektedir. Diğer bir fark da Nield'in sistemi ayrı olarak ele almasıdır. Bunun nedeni ayrı çözümlerinden elde ettikleri ikinci bileşenin kesirsel yarıçapı ile kütle oranını $q=0,35$ aldıklarında olması gereken kesirsel yarıçapın birbiri ile uyumlu olmamasıdır. Bu tez çalışmasında yarı-ayrık sistem varsayımı altında yapılan

analizlerden elde edilen iyi fitler varsayılan modeli desteklemiştir. Ayrıca sistemin yörünge dönemindeki artış klasik Algollerde görülen Roche lobunu doldurmuş küçük kütleli ikinci bileşenden büyük kütleli birinci bileşene madde aktarımına işaret etmektedir. Bu da sistemin yarı-ayrık olması gerektiğine işaret eder. Şekil 2.1.8'in en altında Hipparcos ile ASAS ve Nield'ın ışık eğrilerinin çözümünden elde edilen modellerin öngördüğü bileşenlerin potansiyel yüzeyleri de verilmektedir.

Tablo 2.1.8. R Ara sisteminin ışık eğrilerinin çözümünden elde edilen model parametreleri.

Parametre	Hipparcos	Nield/ASAS	Nield (V,1991)	Gaposhkin (veri-1953)
P (gün)	4,425132			
T ₀ (HJD)	24 46585,1597 ± 0,0004			
a (R _☉)	22,0 ± 0,3	21,8 ± 0,3	-----	-----
e (basıklık)	0,0		0,0	0,04
q (M ₂ /M ₁)	0,319		0,35	0,35
V _γ (km/s)	17,7 ± 3,6		-----	-----
T ₁ /T ₂ (K)	12400 / 7000 ± 50		12400 / 7000-8000	12400 / 6750
i (°)	80 ± 1,25	84 ± 0,11	88,46	89,84
L _{1,2} (L _{1,2} /L _{Toplam})	0,62 ± 0,02	0,42 ± 0,02	0,501 ± 0,030	0,531 ± 0,119 ± 0,027
L ₃	-----	0,38	0,40	0,35
r _{1,2} (kutup)	0,161 ± 0,008	0,180 ± 0,008	-----	-----
r _{1,2} (uç)	0,175 ± 0,008	0,195 ± 0,008	-----	-----
r _{1,2} (kenar)	0,174 ± 0,008	0,194 ± 0,008	-----	-----
r _{1,2} (arka)	0,176 ± 0,008	0,195 ± 0,008	-----	-----
r _{1,2} (ortalama)	0,172 ± 0,008	0,190 ± 0,008	0,211 ± 0,015	0,163 ± 0,206 ± 0,033
Ω _{1,2}	6,54 ± 0,30	5,86 ± 0,19	-----	-----
A ₁ /A ₂	1,0 / 0,5			
g ₁ /g ₂	1,0 / 0,32			
F ₁ /F ₂	4,0 / 1,0			
			0,39 / 1,40	1,53 / 1,34
			0,62 / 1,40	0,70 / 1,02
			-----	-----



Şekil 2.1.8. R Ara sisteminin gözlem verilerine yapılan teorik ışık eğrileri ve modelden varsayılan bileşenlerin sahip olacakları potansiyel yüzeyleri Hipparcos çözümü (alt-sağ), Nield ve ASAS çözümü (alt-sol) için verilmektedir.

2.1.5. Yakın Çift Yıldız Parametreleri

R Ara sisteminin ışık eğrilerinin dikine hız eğrisi çözümünden elde edilen parametreler kullanılarak yapılan çözümünden elde edilen mutlak parametreleri Tablo 2.1.9’da özetlenmektedir.

Nield ve ASAS ile Hipparcos ışık eğrilerinin çözümlerinin sonuçları bileşenlerin kütlelerini sırasıyla, $M_1=5,40 M_{\odot}$ ve $M_2=1,72 M_{\odot}$ ve $M_1=5,55 M_{\odot}$ ve $M_2=1,77 M_{\odot}$ olarak vermektedir. Çiftin bileşenlerinin merkezleri arasındaki uzaklık yine sırasıyla $a=21,8 R_{\odot}$ ve $a=22,0 R_{\odot}$ ’dir. Bileşenlerin kütleleri birinci ve ikinci bileşen için sırasıyla B4 tayf türünden anakol ve A9.5 veya F0 tayf türünden dev yıldızlarına uygundur. Çiftin bileşenlerinin sıcaklıklarına uygun balometrik düzeltme değerleri Budding ve Demircan (2007)’den alınmıştır. L_1 ve L_2 mutlak ışıtlmaları ve uzaklık modülünü kullanarak R Ara sistemi için fotometrik uzaklık 140 ± 20 pc olarak belirlenmiştir. Bu uzaklık Hipparcos kataloğunda (ESA, 1997) verilen $80,4 \pm 11,3$ pc trigonometrik paralaks değeriyle karşılaştırıldığında oldukça büyük görülmektedir.

Tablo 2.1.9. R Ara’nın Tablo 2.1.8’de verilen çözümlerine göre mutlak parametreleri.

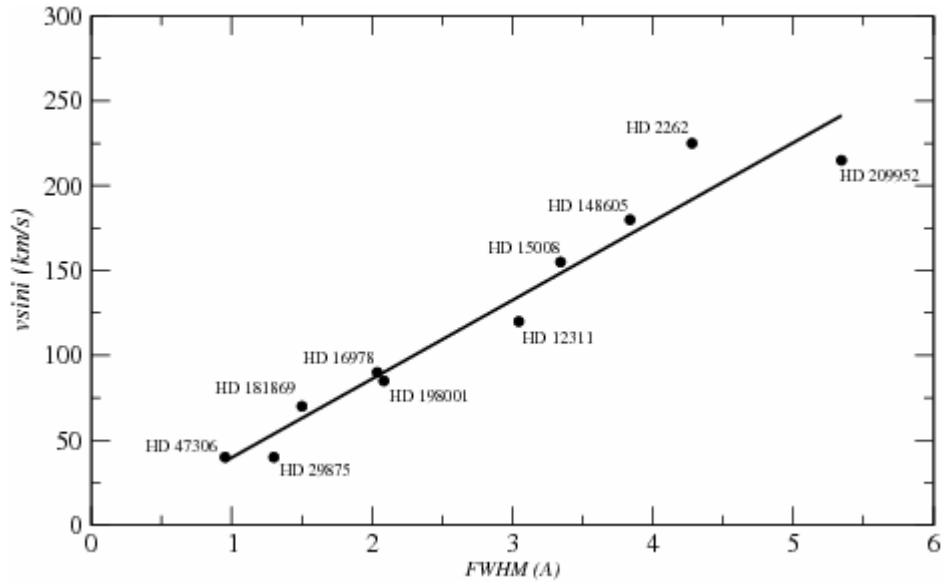
Parametre	Hipparcos	Nield / ASAS
$M_1 / M_2 (M_{\odot})$	$5,55 \pm 0,36 / 1,77 \pm 0,14$	$5,40 \pm 0,36 / 1,72 \pm 0,14$
$R_1 / R_2 (R_{\odot})$	$3,54 \pm 0,10 / 6,23 \pm 0,14$	$4,13 \pm 0,08 / 6,18 \pm 0,14$
$T_1 / T_2 (K)$	$12400 \pm 300 / 7000 \pm 350$	
$\log L_1 / \log L_2 (L_{\odot})$	$2,43 \pm 0,10 / 1,68 \pm 0,15$	$2,56 \pm 0,09 / 1,91 \pm 0,15$
$a (R_{\odot})$	$22,0 \pm 0,3$	$21,8 \pm 0,3$
$\log g_1 / \log g_2 (cgs)$	$4,083 \pm 0,030 / 3,096 \pm 0,005$	$3,938 \pm 0,021 / 3,092 \pm 0,005$
$V_{\text{senk } 1} / V_{\text{senk } 2} (km/s)$	$41 \pm 3 / 72 \pm 3$	$47 \pm 3 / 71 \pm 3$
$V_{\text{gözl } 1} (km/s)$	200 ± 5	
$M_{\text{bol } 1} / M_{\text{bol } 2} (kadir)$	$-1,31 \pm 0,25 / 0,54 \pm 0,39$	$-1,65 \pm 0,15 / -0,04 \pm 0,27$
BC_1 / BC_2	$-0,7 / -0,01$	
$M_v 1 / M_v 2 (kadir)$	$-0,99 \pm 0,25 / 0,55 \pm 0,39$	$-1,10 \pm 0,23 / 0,57 \pm 0,39$
$d (uzaklık)$	145 ± 20	140 ± 20

2.1.6. Dönme Hızları ve Senkronizasyon

Yıldızların dönme hızlarının belirlemesi amacıyla Slettebak ve diğ. (1975) tarafından verilen dönme hızı standart yıldızları tablolarından seçilen 10 tane yıldız

bu sezonda gözlenmiştir. Yıldızların Mg II 4481 A çizgilerinin FWHM değerleri IRAF'ta bulunan splot programı ile çizgilere gauss fiti yapılarak hesaplanmıştır. Yıldızların Mg II çizgilerinin ölçülen FWHM değerleri aralarındaki ilişkiyi belirlemek amacıyla tablolarda verilen değerler ile karşılaştırıldı. Bu yıldızların katalog hızları ile ölçülen FWHM değerleri Tablo 2.1.10'da verilmektedir. Yıldızların ölçülen FWHM'na karşı verilen dönme hızları grafiğine yapılan en küçük kareler yöntemi ile doğru fiti MJUO gözlemevinde elde edilen tayflar için denklem 1'deki kalibrasyon eşitliğini vermektedir. Şekil 2.1.9'da bu ilişki için elde edilen en iyi fit gözlenen yıldızların isimleri ile gösterilmektedir.

$$v \sin i = 46 (4) \text{ FWHM} - 7(12) \quad (1)$$



Şekil 2.1.9. Slettebak ve diğ. (1975) tarafından verilen dönme hızı standart yıldızları kullanılarak MJUO için elde edilen kalibrasyon eğrisi. Gözlenen standart yıldızların isimleri ilgili veri noktalarının üstünde verilmektedir.

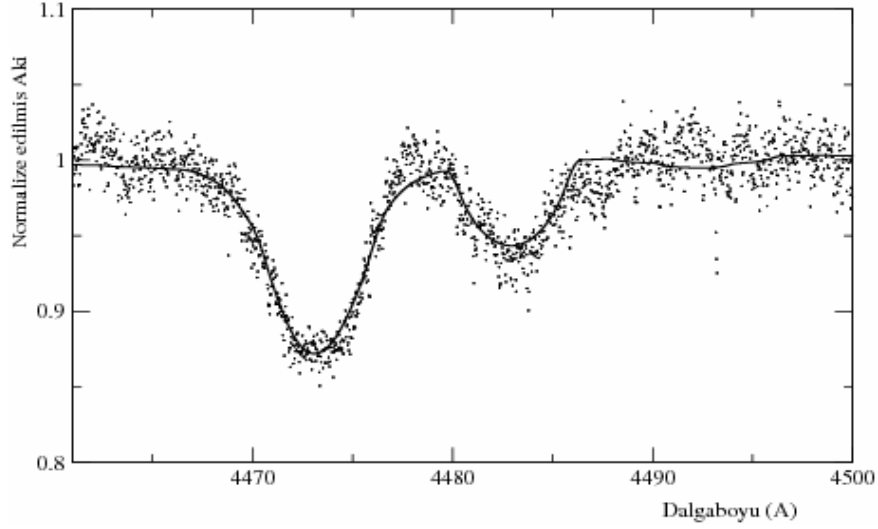
Tablo 2.1.10. Slettebak ve diğ. (1975) tarafından verilen tablolardan seçilen dönme hızı standart yıldızları.

Yıldız ismi	Vsini (km/s)	FWHM (Å)
HD 47306	40	0,953
HD 29875	40	1,301
HD 181869	70	1,501
HD 16978	90	2,037
HD 198001	85	2,084
HD 12311	120	3,046
HD 15008	155	3,343
HD 148605	180	3,838
HD 2262	225	4,279
HD 209952	215	5,344

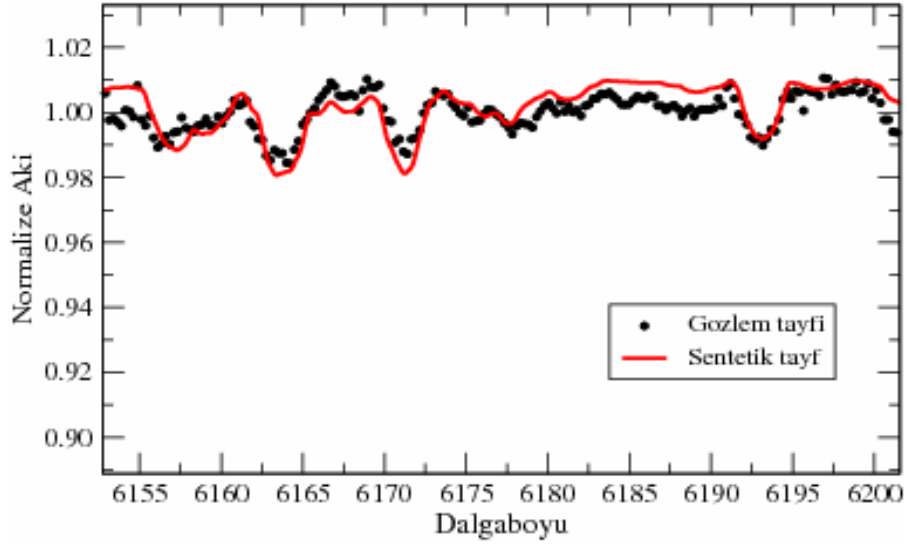
Birinci bileşenin dönme hızının belirlenmesi amacıyla, Mg II 4481 Å çizgisinin FWHM değerleri IRAF'ta bulunan splot programı gauss fiti yapılarak hesaplanmıştır. Belirlenen kalibrasyon eşitliği kullanılarak birinci bileşenin izdüşüm dönme hızı 223 ± 30 km/s olarak belirlenmiştir. Bu oldukça yaklaşık bir sonuçtur.

Birinci bileşenin dönme hızının belirlenmesinde ikinci yöntem olarak, bileşenin model atmosfer ve sentetik tayfi yıldızın gözlenen tayfi ile karşılaştırmak amacıyla hesaplanmıştır. Kimyasal element bolluğu olarak güneş bolluğu ($[M/H]=0$ dex) ve mikro-türbülans hızı olarak da 0 km/s (ζ) alınarak, model atmosferler ATLAS9 kodu (Kurucz, 1993) kullanılarak hesaplanmıştır ve sentetik tayflar birinci ve ikinci bileşen için SYNTHES kodu (Kurucz, 1993) ile Linux'de oluşturulmuştur. Sonuç dönme hızı, $(v_{\text{dönme}} \sin i)_1 = 200 \pm 5$ km/s şeklinde belirlenmiştir. İkinci bileşenin senkronize döndüğü varsayılarak izdüşüm dönme hızı $(v_{\text{dönme}} \sin i)_2 = 72 \pm 3$ km/s olarak hesaplanmıştır. Yıldızın senkronize dönmesini denetlemek amacıyla 92. tayf dizisi için elde edilen KOREL ayrıştırılmış tayfına ait sentetik tayf elde edilmiştir. Sentetik tayf için dönme hızı senkronize dönme hızı olan 72 km/s alınmıştır. Şekil 2.1.11'de 92. tayf dizisine ait çizgiler ve buna en iyi uyan sentetik tayf gösterilmektedir. Buna göre ikinci bileşen senkronize dönmektedir. Birinci bileşenin senkronize izdüşüm dönme hızı ise Hipparcos ışık eğrisinden 41 ± 3 km/s ve Nield tarafından elde edilen ışık eğrisinden 51 ± 3 km/s olarak belinmektedir. Buradan da görüldüğü gibi birinci bileşen oldukça hızlı dönmektedir. Bu birinci bileşen üzerine akan maddenin

varlığının göstergesidir. Belirlenen yaklaşık 82° eğim açısı kullanılarak, birinci ve ikinci yıldızın dönme hızları sırasıyla 202 ± 5 km/s ve 73 ± 3 km/s olarak bulunmuştur. Tayf çizgilerine yapılan en iyi fitler de Şekil 2.1.10'da verilmektedir.



Şekil 2.1.10. Birinci bileşenin He I 4471 Å ve Mg II 4482 Å çizgileri (daireler), ve bu tayf çizgilerine yapılan model atmosfer çizgi kesitleri (sürekli çizgiler).



Şekil 2.1.11. İkinci bileşenin 92. tayf dizisi (daireler), ve bu tayf çizgilerine yapılan model atmosfer çizgi kesitleri (sürekli çizgiler).

2.1.7. Çizgi Profili Değişimleri

R Ara B tayf türünden birinci bileşenin sahip olduğu salma çizgilerinin varlığı nedeniyle bir Be bileşenli etkileşen çift sistemdir. Richards ve Albright (1999)

yapmış oldukları çalışmalarında salma özelliği gösteren Algol sistemlerini dönemlerine göre sınıflayıp bunların sergiledikleri salma yapılarının özelliklerini belirlemeye ve gruplamaya çalışmıştır.

Algol türü çift sistemler, F-K III-IV tayf türünden soğuk Roche şişimlerini doldurmuş ikinci bileşen ile B-A V tayf türünden birinci bileşenden oluşan yarı-ayrık etkileşen çift sistemlerdir. Sıcak bileşen etrafında yıldızı saran madde veya toplanma yapıları, L_1 (birinci Lagrange noktası) noktasından olan akışlar ile açıklanmaktadır. Birinci bileşen etrafında, klasik bir toplanma diski, bulut veya kabuk oluşabileceği gibi (Batten, 1973), kısa dönmeli sistemlerde oluşan geçici disk yapıları veya toplanma halkaları (Richards, Jones ve Swain, 1996) da oluşabilmektedir. Algol sistemlerdeki geç tayf türünden olan ikinci bileşen derin konvektif bölgeleri ve çekimsel kilitleme sonucunda hızlı dönmeleri nedeniyle artmış manyetik alanlar sergiler. Ancak Algol sistemlerindeki manyetik aktiviteyi belirlemek, aktif yıldızın sistemin ışığına olan katkısının % 5–10 arasında olmasından dolayı oldukça zordur.

H_α fark çizgi kesitlerinin analizi bu tür çift sistemlerde temel olarak dört tür yapının varlığını göstermektedir (Richards ve Albright, 1999): (1) Toplanma yapılarının geçici veya klasik toplanma diskleri şeklinde olduğu çift salma tepelerine sahip sistemler, (2) toplanan gazın gaz akışı boyunca veya iki yıldız arasında toplanma halkaları şeklinde olabildiği tek tepe salmalarına sahip sistemler, (3) salma özelliği yörünge çevrimi boyunca tekten çift tepeye değişebilen sistemler ve (4) fark çizgi kesitlerinde tüm evrelerde çok zayıf salma sergileyen ve herhangi bir toplanma diskine ait çok az delil içeren zayıf salmalı sistemler. İlk iki tür oldukça baskın türlerdir. İlk tür fiziksel olarak disk benzeri yapılarla, ikinci ise, gaz akışı türü yapılarla açıklanabilir.

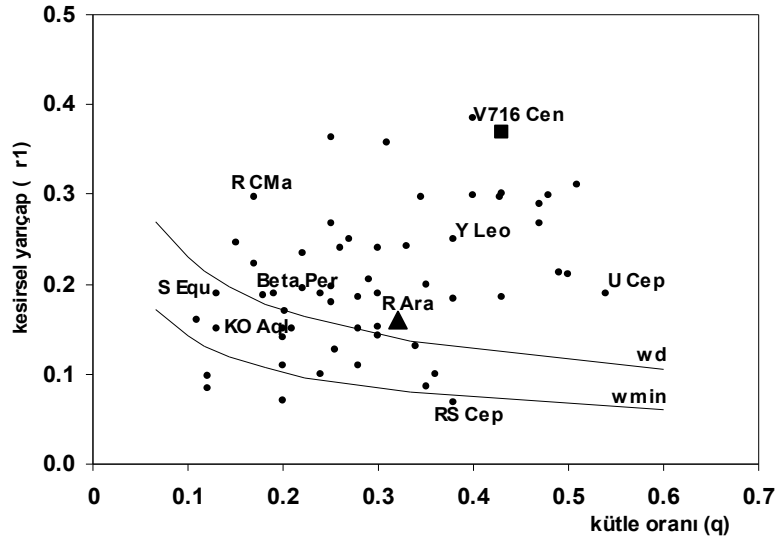
Dönemi 2,7 gün $< P < 4,5$ gün arasında olan kısa dönemli Algol sistemlerde görülen en genel tür, ikinci türdür, yani H_α fark çizgi kesitlerinde tek tepeli salma özelliklerinin gözlenmesidir. Bu salma yapıları $\sim 0,15-0,45$ evre aralıkları boyunca kırmızıya kayarken $\sim 0,55-0,85$ evreleri arasında maviye kaymaktadır. Bu tek tepeli salma, sıklıkla H_α 'nın laboratuvar dalgaboyunda bir tepeye sahip çok yakın iki salma

tepesinden oluşmaktadır ve diğer tepe bakış doğrultusuna yaklaşan gaz akışının olduğu $\sim 0,65$ evrede maviye kayar (örneğin, RZ Cas, RW Tau, TX UMa, S Equ). Geçici veya klasik gaz disk yapılarının olduğu ve oldukça birbirinden ayrık çift salma tepeli sistemler (birinci tür) kısa dönemli Algollerde daha az rastlanan bir durumdur. Tüm uzun dönemli sistemler ($P > 6$ gün) tüm evrelerde yavaşça değişen fakat kalıcı toplanma disklerine sahip olarak belirlenmiştir (örneğin, CX Dra, TT Hya, ve AU Mon). Ayrıca tek tepe ve çift tepe arasında değişen salmalara sahip yani üçüncü tür sistemler (U Sge, U CrB) ve çok zayıf salmalı sistemlerde (TW Cas, TV Cas, AI Dra) bulunmaktadır. Richards ve Albright (1999) dönemi $P > 2,4$ gün olan sistemleri r_1 - q diyagramı denilen, kütle oranına karşılık birinci bileşenin kesirsel yarıçapı grafiğinde yerleştirmişlerdir. Örneğin en son durumda yani zayıf salmaya sahip sistemlerde kütle alan bileşenin yarıçapının çiftin ayrıklığına göre oldukça büyük olduğunu ve bu durumda gaz akışının yolunun çok kısa olacağı ve bunun klasik toplanma diski oluşturmaya izin vermeyeceği sonucunu çıkarmışlardır.

Verilen bir sistemde yıldızın etrafında bulunan maddenin türü sistemin r_1 - q diyagramındaki yerinden anlaşılabilir (Şekil 2.1.12). Şekilde, Lubow ve Shu (1975) tarafından verilen yarı-analitik yöntem kullanılarak belirlenen w_d , farklı kütle oranları için bir klasik toplanma diskinin sahip olabileceği kesirsel yarıçap değeri ve w_{min} akan maddenin kütle alan bileşene ne kadar yaklaşabileceğinin ölçüsüdür. Bunlara göre verilen bir sistem, w_{min} eğrisinin altında kalırsa gaz birinci yıldızdan kaçarak yıldız etrafında gaz akışıyla beslenen kalıcı bir disk oluşmasına neden olur. Eğer sistem w_d eğrisinin üstünde kalırsa bu durumda gaz doğrudan birinci bileşene çarparak şok bölgesiyle sonuçlanan geçici disk veya halka yapılarını oluşturacaktır.

Şekilde w_d eğrisinin üstündeki bölgede görülen gazın doğrudan yıldızla çarpmasının nedeni L_1 noktasından birinci yıldızın büyük bir çarpışma kesit bölgesine sahip olmasıdır. Bu sistemler gaz akışından, çarpışma bölgesinden ve geçici diskten kaynaklanan oldukça değişken salma yapılarına sahiptirler ve bu bölge kısa dönemli yıldızları içermektedir. r_1 - q diyagramında iki eğri arasına düşen sistemler hem klasik disklere hem de gazın doğrudan yıldızla veya diske çarpmasıyla oluşan şok bölgelerine sahip olabilirler (Peters, 1989). Bu sistemlerdeki salma da

oldukça değişken olabilir. Bu bölgedeki sistemlerin hem kısa hem de uzun dönemli sistemlerin karakteristiklerine sahip olduğu bulunmuştur. R Ara sistemi de bu bölgeye oldukça bir yerde bulunmaktadır. Diyagramda w_{min} eğrisinin altına düşen ve kalıcı disklere sahip sistemlerde, iki yıldızın arasındaki uzaklığa göre birinci yıldızın yarıçapı küçüktür. Bu bölgedeki yıldızlar uzun dönemli sistemlerdir.



Şekil 2.1.12. Yıldızların salma yapılarının sınıflandırılmasını sağlayan kesirsel yarıçap (r_1) kütle oranı (q) grafiği.

Geçici ve klasik diskler arasında bazı genel tayfsal farklılıklar vardır: Geçici diskten oluşan salma genellikle sistemin toplam süreklilik akısıyla karşılaştırıldığında oldukça zayıftır, hâlbuki klasik disklerden kaynaklanan salma oldukça büyüktür. Ayrıca, geçici disklerdeki gaz bir yörünge çevriminden diğerine görülmeyecek kadar zayıflayabilen oldukça değişen yapıya sahiptirken, klasik disklerde salma kalıcıdır. Ayrıca dönemi 4,5 günden daha kısa dönemli sistemlerde görülen ve toplanma halkası olarak adlandırılan yapılar da görülmektedir. Bu yapılar asimetriktir ve buradaki gaz Keplerian hızlarından daha düşük hızlara sahiptir, böylece, yarı-kararlı (geçici diskler) disklerden daha düşük açısız momentuma sahiptirler. Bu tür çift sistemlerde, çift tepeli H_α salması çok nadir belirlenebilir çünkü yıldızın toplam süreklilik akısına göre oldukça zayıftır. Bu durumda, gaz akısıyla yıldız arasında olan doğrudan bir çarpışma yıldız üzerinde bir şok bölgesi üretir, fakat gaz (bu bölgedeki gazın yoğunluğu değişken olduğundan dolayı) yıldızın etrafını sarar. Bu halka çekimsel olarak yıldıza bağlıdır ancak kararlı bir yapı

oluşturabilecek kadar açısal momentuma sahip değildir. Bu halkanın göstergesi H_{α} fark kesitlerindeki zayıf çift tepeli salmadır. Halka, doğrudan gözlenen tayflarda görünmeyecektir.

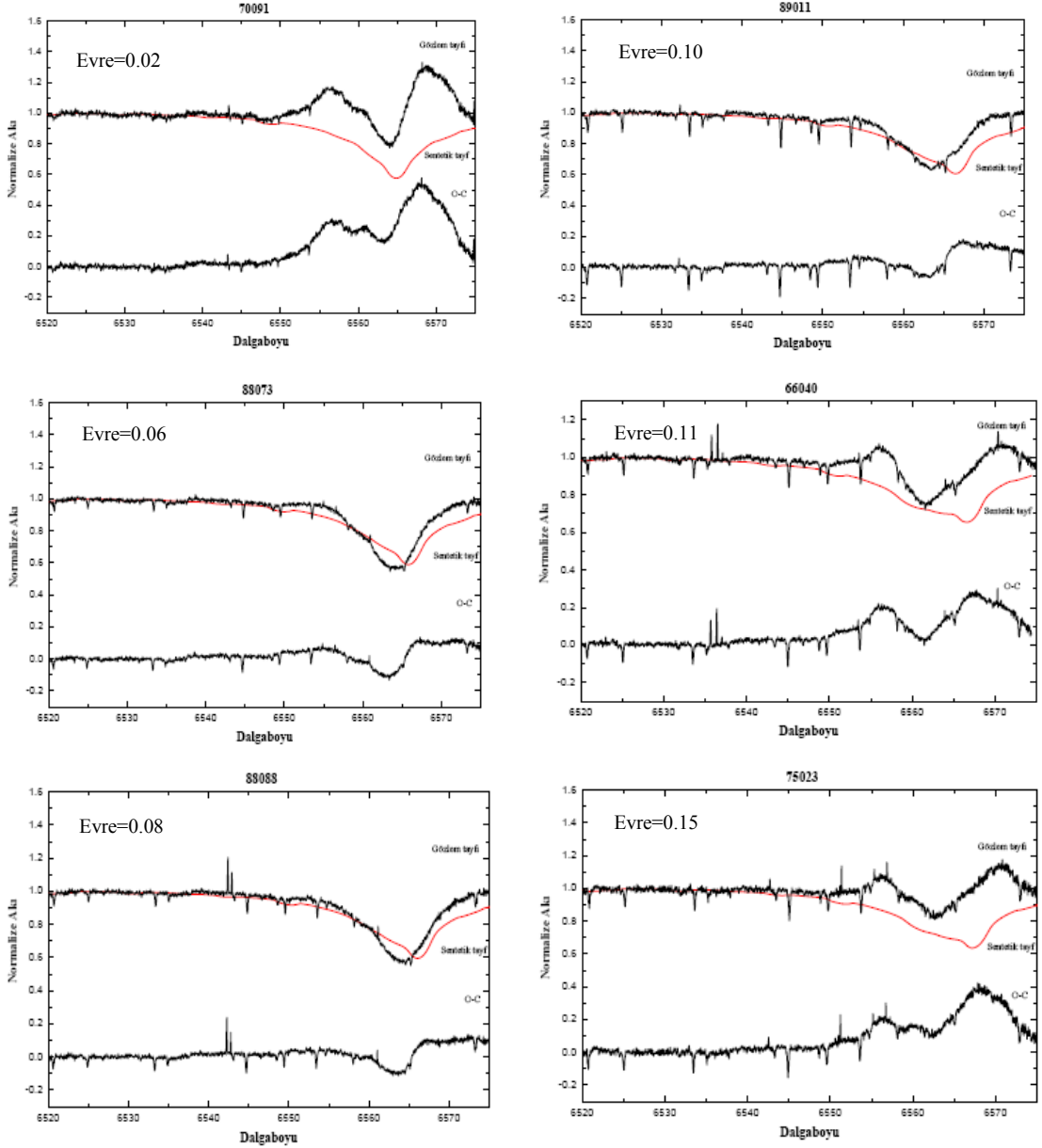
2.1.7.1. Fark Çizgi Kesitlerinin Elde Edilmesi

R Ara sisteminde Balmer serisinin ilk çizgileri ve bazı Helyum çizgileri salma bileşenindeki değişimler nedeniyle hem şekil hem de çizgi şiddeti olarak oldukça değişkendir. Bu tür salma gösteren sistemlerdeki çizgilerin hızlarının ve eşdeğer genişliklerinin değişimlerinin yörünge dönemi boyunca değişimini incelemek çizgi kesitlerindeki hem fotosferin hem de yıldız saran yapının katkısının birlikteliği nedeniyle oldukça zordur. Eğer gözlenen çizgi kesitlerinden fotosferin katkısını arındırabilirsek bu durumda yalnızca yıldızın etrafındaki maddeden kaynaklanan değişimlere ait bilgiye ulaşabiliriz. Bu amaçla gözlenen tayftaki çizgi kesitleri fark çizgi kesitlerine dönüştürülmektedir. Bunu yapmak için öncelikle sistemin bileşenlerine ait çeşitli atmosfer modelleriyle sentetik tayfi oluşturulmaktadır. Elde edilen her bir bileşene ait sentetik tayflar bileşenlerin ısıtma katkıları oranında ele alınıp her iki bileşenin toplam sentetik tayfi elde edilmektedir. Ancak bunu yaparken yıldızların yörünge boyunca hareketleri nedeniyle tayf çizgilerinde sahip olacakları dalgaboyu kaymaları da göz önüne alınmalıdır.

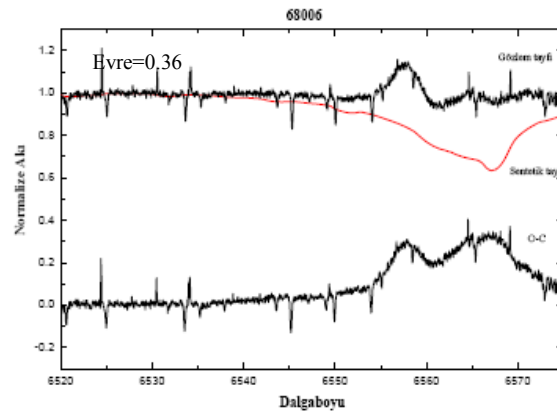
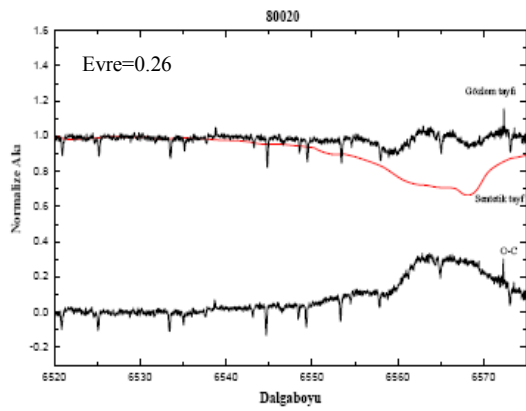
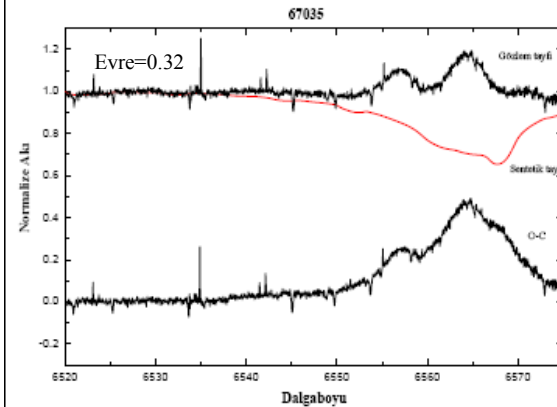
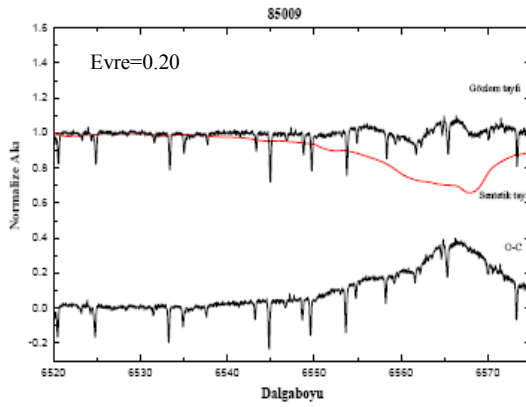
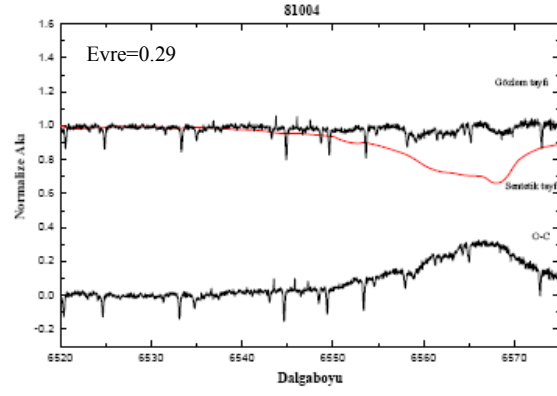
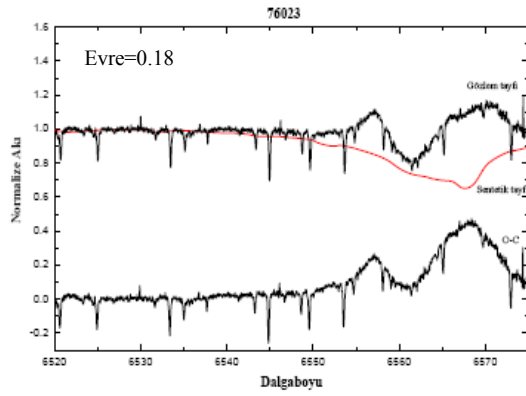
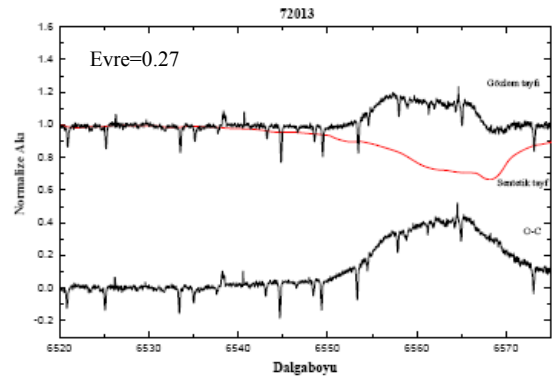
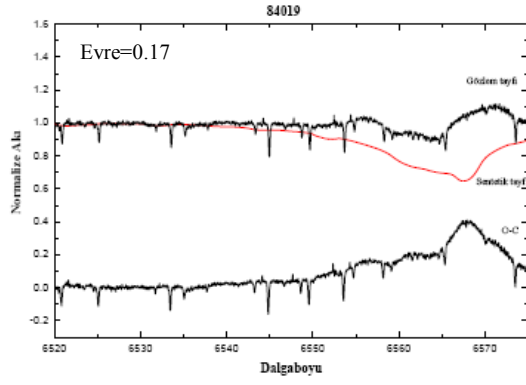
R Ara'nın sentetik tayflarının oluşturulmasında birinci bileşen ve ikinci bileşen için belirlenen atmosfer ve dönme parametreleri kullanılmıştır. Birinci bileşen için sıcaklık renklerden ve log g ışık eğrisi analizinden belirlenmiştir, dönme hızı $v \sin i$ ise 127. tayf dizisindeki He I ve Mg II çizgisine model atmosfer fiti yapılarak elde edilmiştir. İkinci bileşen için ise, sıcaklık ve log g ışık eğrisi analizinden, dönme hızı $v \sin i$ ise yıldızın senkronize dönmesine uygun olarak seçilmiştir. Tablo 2.1.11'de R Ara'nın sentetik tayfi oluşturulurken bileşenlere ilişkin kullanılan parametreleri verilmektedir. Bu parametreler kullanılarak sentetik tayflar oluşturulmuş ve yukarıdaki yöntemle göre fark tayfları elde edilmiştir. Şekil 2.1.13'de yıldızın H_{α} bölgesindeki gözlem tayfi (üstte), yörünge evresine göre kaydırılmış bileşenlerin toplam sentetik tayfi (ortada) ve fark tayfi (altta) verilmektedir.

Tablo 2.1.11. R Ara'nın sentetik tayfı oluşturulurken bileşenlere ilişkin kullanılan parametreler.

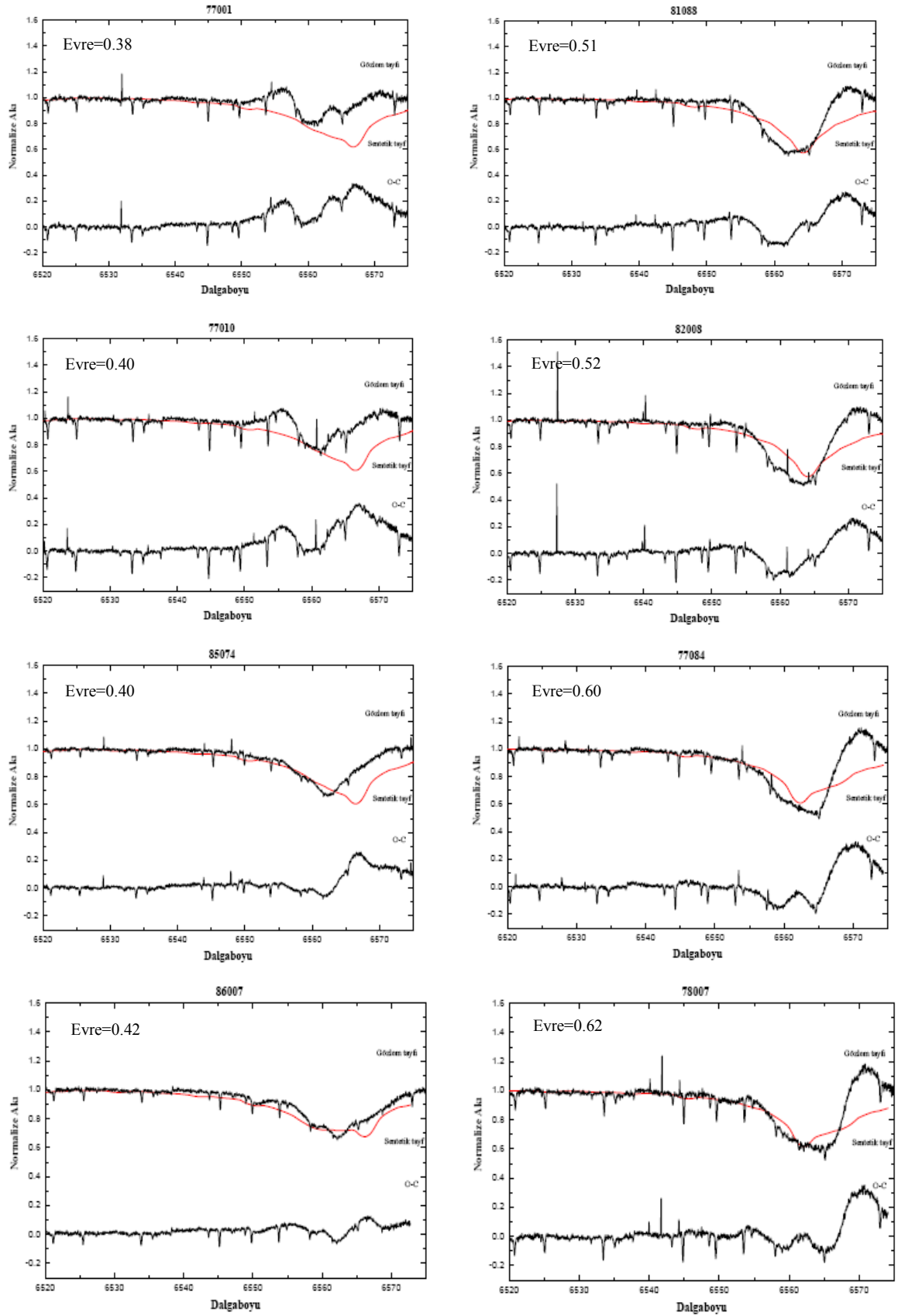
Birinci Bileşen			İkinci Bileşen		
T (K)	log g (cgs)	Vsini (km/s)	T (K)	log g (cgs)	Vsini (km/s)
12400	4,00	200	7000	3,09	72



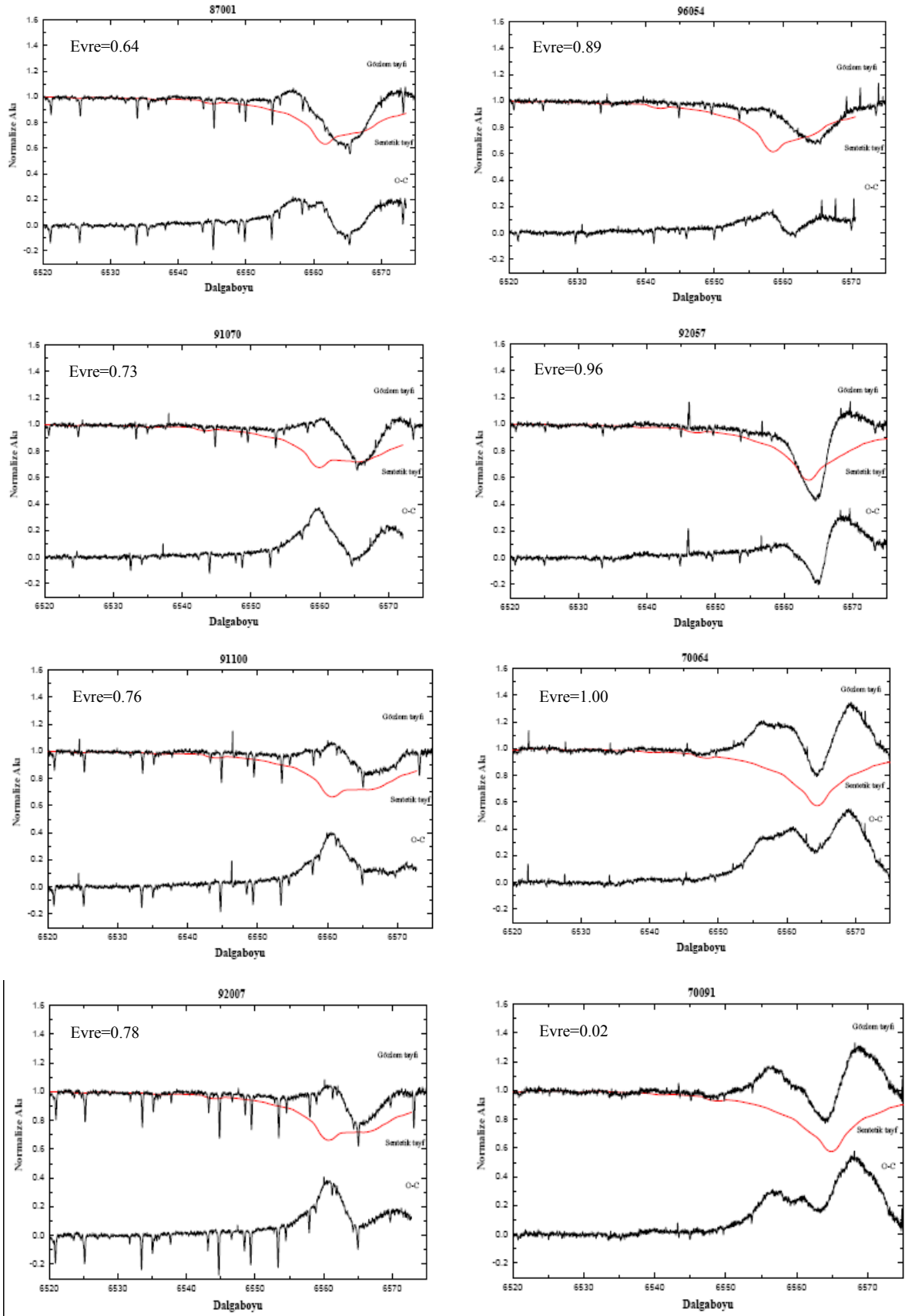
Şekil 2.1.13. R Ara'nın H α bölgesindeki gözlem tayfı (üstte), yörünge evresine göre kaydırılmış bileşenlerin toplam sentetik tayfı (ortada) ve fark tayfı (altta) evreye göre verilmektedir.



Şekil 2.1.13. Devam ediyor.

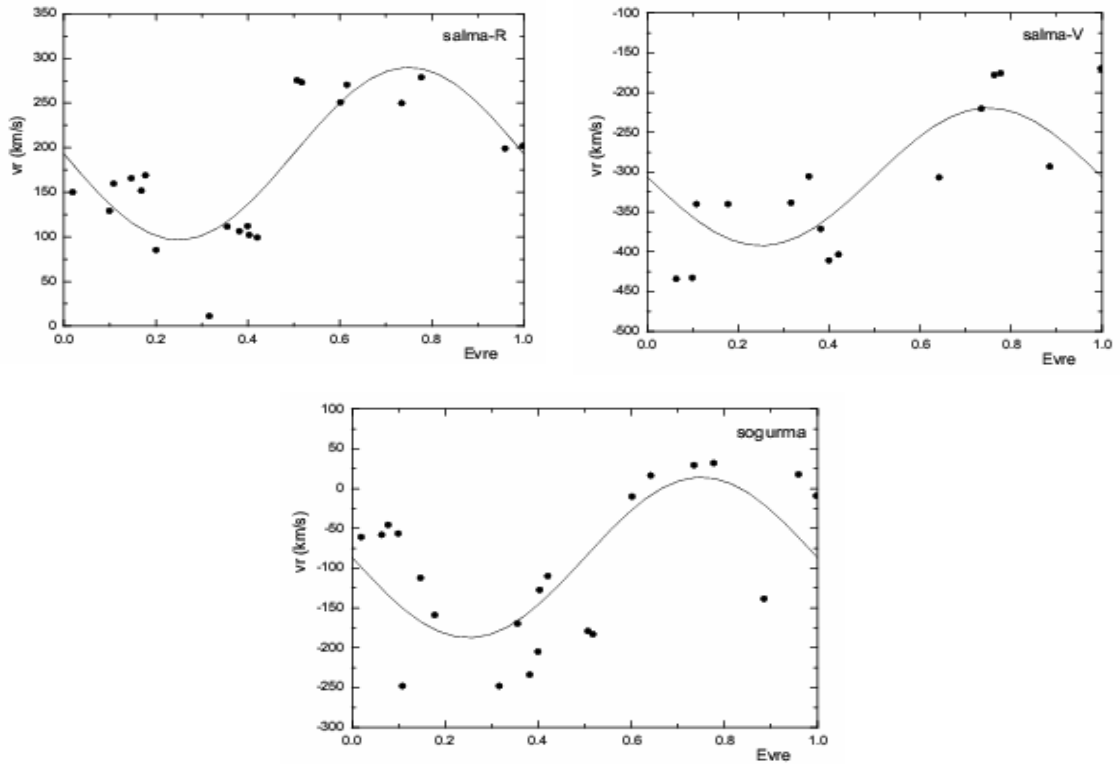


Şekil 2.1.13. Devam ediyor.



Şekil 2.1.13. Devam ediyor.

Yıldızın H_{α} fark tayfları incelendiğinde, salmaların genellikle çift tepeli bir yapıya sahip olduğu görülmektedir. Bazen salmalar tek tepeli yapıya da dönmemektedir (0,20-0,30 evreler arası). Bu durum yıldızın r_1 -q diyagramında en değişken yapıya sahip geçici diskleri olan yıldızlar bölgesine çok yakın düşmesinden de beklenmektedir. Bu tür yıldızlardaki ek salma ve soğurmanın iki kaynağı olabilir. Soğurma, kütle aktarımı sonucunda belirli bölgelerde oluşan yığılmalardan kaynaklanabilir. Ek salmalar ise, kütle aktarımı ve toplanmasının yanı sıra soğuk bileşenin manyetik etkinliğinden kaynaklanabilmektedir. Bu nedenle hangi yapının nereden kaynaklandığının belirlenmesi önemli olmaktadır. Ancak, karmaşık sistemlerde hangi çizginin hangi bileşenden kaynaklandığını hemen söylemek kolay değildir. Bunun için en iyi yöntem ek salma veya soğurmaların merkezi dalgalaboylarına karşılık gelen dikine hızlarının belirlenmesidir. H_{α} fark tayflarında çift tepeli salmaların daha uzun kanadındaki kısmına R-Red ve daha kısadalgalaboylu kanadına V- Violet denilmektedir. Şekil 2.1.14'de bu salma yapıları ve soğurmanın ölçülen dikine hızlarının yörünge dönemiyle değişimi ve bunlara en iyi uyan fitler verilmektedir. Bu durumda, dikine hız ölçümü hangi bileşenin dikine hız eğrisi ile uyuyorsa çizginin ilgili bileşenden kaynaklandığı söylenir.



Şekil 2.1.14. H_α tayflarında görülen ek-salmanın V ve R kanatlarının ve soğurmanın yörünge evresi ile değişimi. Düz çizgi ölçüm noktalarına yapılan teorik fiti göstermektedir.

Şekil 2.1.14’de, R salması yani kırmızı taraf sürekli pozitif hızlarda kalırken, mavi tarafta her zaman negatif hızlarda bulunmaktadır. Ayrıca, H_α fark tayflarındaki hem salmaların hem de soğurmanın dikine hızları birinci bileşenin dikine hız değişimini izlemektedir. Yani, bu yapılar, tamamıyla birinci bileşenin etrafındaki disk ve yığılma yapılarından kaynaklanmaktadır.

2.2. V716 Centauri

V716 Centauri, (HD124195, B5Ve) yörünge dönemi 1,49 gün olan ($V=6^m,052$) güney yarımkürede bulunan parlak bir örten çift yıldızdır. İlk fotometrik ışık eğrisi Schöffel ve Köhler (1965) tarafından yayınlanmıştır. Sistemin parlaklığının ve renginin tartışıldığı birkaç çalışma bulunmaktadır (Cousins ve Stoy, 1962, Johnson ve diğ., 1966, Fitzgerald, 1970, Deutschman, Davis ve Schild, 1976, Wesselius ve diğ., 1980, Hauck ve Mermilliod, 1998). Chambliss (1969) tutulma dışındaki ışık değişimlerini rapor etmiştir ancak bu değişimler Wesselius (1981) tarafından V716 Cen için var olan verilerin ve ANS uydusunun moröte verilerinin de dâhil edildiği çalışmasında bildirilmemiştir. Yıldızın en son fotometrik gözlemleri Hipparcos uydusu (ESA, 1997) tarafından yapılmıştır. Sistemin parlaklığına ve görelili olarak kısa yörünge dönemine rağmen, V716 Cen sisteminin var olan gözlemleri oldukça azdır.

V716 Cen yıldızının tayfsal ilk gözlemleri Popper (1966) tarafından yapılmıştır. Popper elde ettiği 6 tayftan yalnızca birinci bileşene ait tayf çizgileri belirleyebilmiştir, ancak ne yörünge çözümünü ne de dikine hız verilerini yayınlamıştır. Daha sonra, Hube (1970) yıldızın üç dikine hız (92, 95, 10 km/s) değerini yayınlamıştır. Bekenstein ve Bowers (1974), bu hızların ortalama değerine (65.9 km/s) dayanarak ve bu sistemin örten bir çift sistem üyesi olduğunu fark etmeyerek V716 Cen yıldızını olası kaçan yıldızlar (runaway star) listesine eklemiştir. Hoogerwerf ve diğ. (2001) sistemin uzay hızını çalışarak sistemin yolunun Upper Centaurus Lupus ve Cep OB6 oymaklarından geçtiğini belirlemiştir. Sistemin kinematik yaşını tahmin ederek yaşının her iki oymağın yaşından da küçük olduğunu bulmuşlardır. Böylece, Hoogerwerf ve diğ. (2001) sistemin bu nedenle bu oymaklardan herhangi birinin üyesi olamayacağı sonucuna varmışlardır.

Harmanec (2001) V716 Cen yıldızını OB Ae bileşenli etkileşen çift sistemler için yaptığı başlangıç kataloğuna dâhil etmiştir. Bu çalışmada, yüksek duyarlı elde edilen tayflar çalışılarak, sistemdeki salma yapısı incelenecektir. Ayrıca, bu çalışmada hem birinci hem de ikinci bileşenin dikine hızları verilerek yörünge çözümü yapılacaktır. Bu çalışmanın diğer amacı, sistemin mutlak parametrelerini

elde etmek ve en son evrim modelleri ile gözlemleri karşılaştırarak bileşenlerin evrim basamaklarını belirlemektir.

2.2.1. Tayfsal Gözlemler ve Veri İndirgemesi

Tayfsal gözlemler Bölüm 2.1.1'de belirtildiği gibi Mt John Canterbury Üniversitesi Gözlemevinin 1-m McLellan teleskobuna bağlı HERCULES tayfçekeri ile yapılmıştır. Fiber kablo seçiminde 1 numaralı fiberin istenilen sinyalin istenilen zamanda alınabilmesi için daha uygun olduğu düşünülmüştür.

Gözlemlerde dedektör olarak 4kx4k Spectral Instruments 600 serisi (SI600s) CCD kamera kullanılmıştır. CCD çipinin piksel büyüklüğü 15 μm ve $\lambda\lambda$ 3650 Å'dan $\lambda\lambda$ 9400 Å'a tayf aralığını kapsamaktadır. V716 Cen yıldızı için 27 tayf elde edilmiştir. Yapılan gözlemlerde 800 saniyelik ortalama poz süresi ile 500 nm'de ortalama S/G~105 elde edilmiştir. Yapılan gözlemler ile ilgili bilgi Tablo 2.2.1'de verilmektedir.

Tüm gözlemler için, Thorium-Argon lambda mukayese tayfı her bir yıldız görüntüsünden önce ve sonra alınmıştır. Dalgaboyu kalibrasyonu iki Thorium-Argon görüntüsünün ortalaması alınarak yapılmıştır. Flat düzeltmesi için gerekli olan beyaz ışık görüntüleri de her gece alınmıştır.

Tayflar Canterbury Üniversitesi, Fizik ve Astronomi bölümünde geliştirilen Hercules İndirgeme Yazılım Paket (HRSP) programı ile yapılmıştır. İndirgeme basamakları echelle tayflar için yapılan standart basamakları içermektedir (Skuljan, 2004). Tayfların normalize edilmesi aşamasında ikinci veya üçüncü dereceden polinomlar süreklilik üzerinde seçilen bölgelere fit edilmiştir. Tayflar bu fit edilen fonksiyonlara bölünmek suretiyle normalize edilmişlerdir.

Tablo 2.2.1. V716 Cen yıldızının yapılan tayf gözlemleri ile ilgili bilgiler.

No	Görüntü	HJD -2400000	Tarih	UT	Poz süresi (s)
1	w3966028s.fit	53966,89366	19.08.2006	09:27:23	868
2	w3967032s.fit	53967,82964	20.08.2006	07:55:18	1374
3	w3967044s.fit	53967,92387	20.08.2006	10:11:00	1759
4	w3967054s.fit	53967,97723	20.08.2006	11:27:52	1800
5	w3969017s.fit	53969,82873	22.08.2006	07:54:13	702
6	w3969023s.fit	53969,86752	22.08.2006	08:50:05	1099
7	w3969029s.fit	53969,89777	22.08.2006	09:33:39	901
8	w3971038s.fit	53971,98601	24.08.2006	11:40:56	936
9	w3971039s.fit	53971,99855	24.08.2006	11:59:00	1121
10	w3976074s.fit	53976,95399	29.08.2006	10:55:22	969
11	w3976075s.fit	53976,96730	29.08.2006	11:14:32	1095
12	w3977033s.fit	53977,80297	30.08.2006	07:17:59	487
13	w3977039s.fit	53977,81895	30.08.2006	07:41:00	498
14	w3977045s.fit	53977,83565	30.08.2006	08:05:03	499
15	w3977051s.fit	53977,85379	30.08.2006	08:31:10	709
16	w3977057s.fit	53977,87276	30.08.2006	08:53:55	548
17	w3977066s.fit	53977,90606	30.08.2006	09:41:35	585
18	w3977072s.fit	53977,92581	30.08.2006	10:14:54	563
19	w3977078s.fit	53977,94531	30.08.2006	10:42:58	606
20	w3986086s.fit	53986,94914	08.09.2006	10:49:25	950
21	w3988085s.fit	53988,91525	10.09.2006	10:00:50	567
22	w3988091s.fit	53988,94353	10.09.2006	10:41:33	690
23	w3988092s.fit	53988,95198	10.09.2006	10:53:43	666
24	w3989106s.fit	53989,88951	11.09.2006	09:23:51	588
25	w3989112s.fit	53989,90680	11.09.2006	09:48:45	593
26	w3991090s.fit	53991,91133	13.09.2006	09:55:29	530
27	w3995002s.fit	53995,92097	17.09.2006	10:09:44	706

2.2.2. Dikine Hızların Ölçümü ve Yörünge Çözümü

Dikine hız ölçümleri dalgaboyu kalibrasyonu ve normalizasyonu yapılan tayflardan çizgi kesiti fiti ve bileşenlerin fourier yöntemi ayrıştırılması (KOREL) olmak üzere iki farklı yöntemle hesaplanmıştır. Bu şekilde dikine hızların ölçümünde

iki bağımsız yöntemi kullanmak ölçümlerin denetlenmesi ve sonuç olarak yörünge çözümü açısından önemlidir.

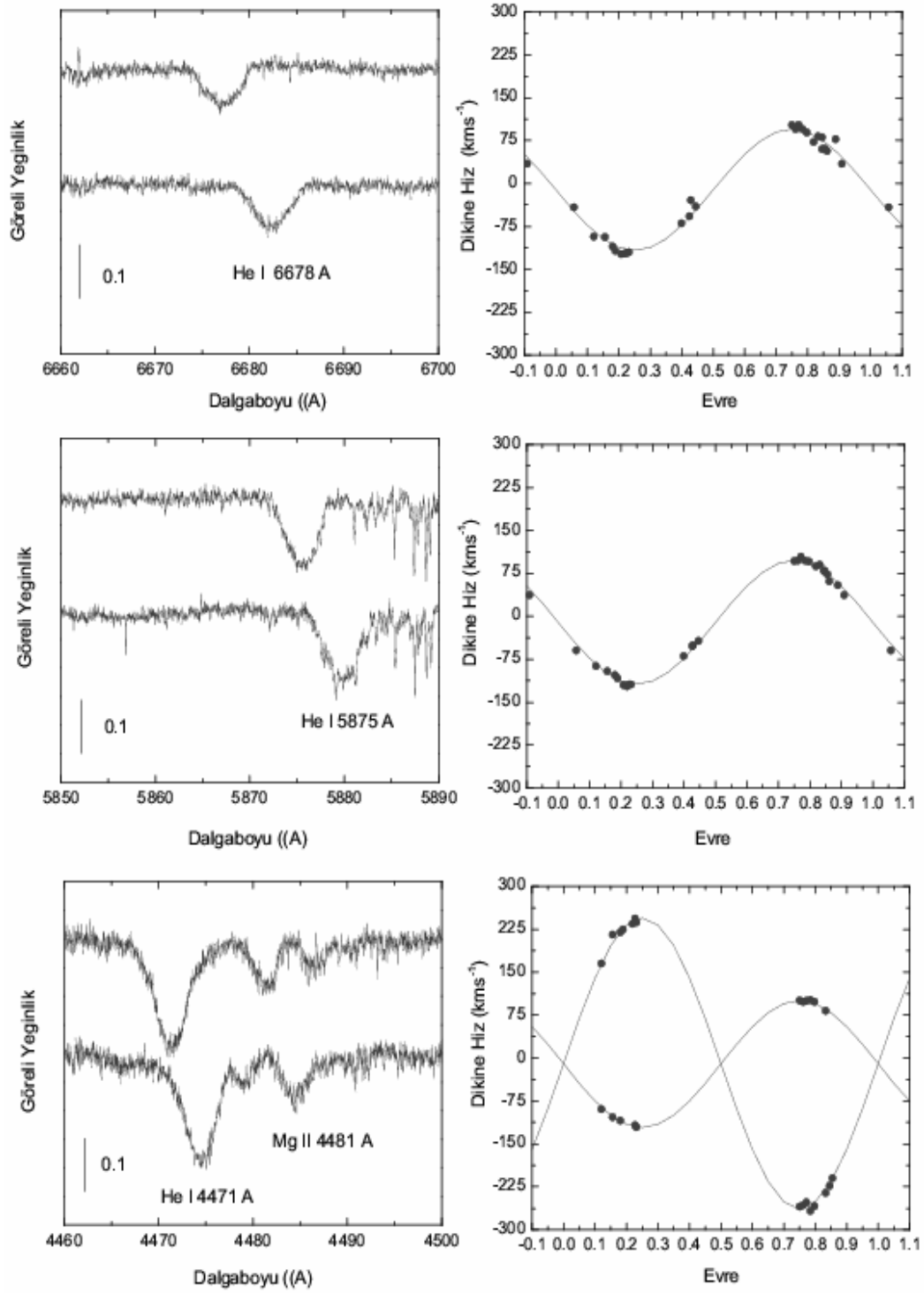
Her bir tayf çizgisine IRAF'ta bulunan *splot* programı kullanılarak Gauss kesit fiti yapıldıktan sonra, Doppler kaymaları NIST (<http://www.physics.nist.gov>) veri tabanından alınan tayf çizgilerinin laboratuvar dalgaboyu kullanılarak hesaplanmıştır. Ölçümler için uygun olan echelle tayf dizileri ve olası çizgiler Tablo 2.2.2'de özetlenmektedir. Ancak, bu çizgilerden bazıları duyarlı RV ölçümünü olası kılamayacak kadar zayıf veya genişlemiştir. RV ölçümü için uygun çizgiler tabloda (X) işareti ile gösterilmektedir. İkinci bileşenin çizgileri yeterli açıklıkla yalnızca 87. ve 127. tayf dizilerinden belirlenebilmiştir. H_{α} çizgisinin oldukça genişlemiş olmasından dolayı, bu çizgi pratik olarak bileşenlerin RV'lerini ölçmek için kullanışlı değildir. Bununla beraber, H_{α} çizgisi yıldızı saran maddeye ve/veya yıldızlar arası maddeye duyarlı olduğundan dolayı, fotosfer çizgilerinin göstergesi olarak problem yaratabilir. Bu etkilerin incelenmesi bölüm 2.2.6'da yapılmaktadır. He I $\lambda\lambda 4471$ ve Mg II $\lambda\lambda 4481$ A çizgilerinin bulunduğu 127. tayf dizisinde, yalnızca Mg II $\lambda\lambda 4481$ A çizgisi hem birinci hem de ikinci bileşen için soğurma özelliğinde belirlendi. İkinci bileşende He I $\lambda\lambda 4471$ çizgisinin oldukça zayıf veya var olmaması bu yıldızın A0 tayf türü veya daha geri tayf türünden olduğunun bir göstergesidir. Tablo 2.2.1'de verilen diğer çizgiler yalnızca birinci bileşenin RV'lerinin ölçümü için kullanılabilir. Şekil 2.2.1'de V716 Cen sisteminde baskın olan bazı çizgiler farklı iki yörünge evresi, $\phi \sim 0.25$ ve $\phi \sim 0.75$, için gösterilmekte ve elde edilen dikine hızlar da aynı şekilde verilmektedir.

Çizgi kesitlerine Gauss fiti tekniğinden ölçülen başlangıç RV'leri için yörünge çözümleri, her bir tayf dizisinin verisine bağımsız olarak en küçük kareler yöntemi ile fit yapılarak elde edilmiştir. Yeni ışık elemanları, tutulma zamanı T_0 , ve yörünge dönemi P (Krenier, Kim ve Nha, 2001), ile yörünge basıklığı, e , enberinin boylamı w , en küçük kareler yönteminde sabit tutulmasına karşın, dikine hızların yarı-genlikler $K_{1,2}$ ve sistemin hızı γ iterasyona sokulmuştur. İterasyona girilen parametreler birkaç iterasyon adımından sonra χ^2 'yi en küçük veren değerlere ulaşılar.

Tablo 2.2.2. Bu çalışmada göz önüne alınan tayf dizileri ve çizgileri. Tayf çizgilerine ait durgun dalgaboyları NIST veri tabanından alınmaktadır. Sinyal/gürültü oranı süreklilikten belirlenmektedir. RV ölçümü için uygun çizgiler (X) işareti ile gösterilmektedir.

Dizi No	Dalgaboyu Bölgesi	Çizgi		Ortalama S/N	Açıklama
85	6650-6728	6678,15 (He I)	X	130	Görel olarak güçlü, yalnızca birinci bileşen.
87	6497-6574	6562,85 (H _α)		120	Her iki bileşen de görülebilir.
89	6351-6426	6371,36 (Si II)	X	120	Zayıf, yalnızca birinci bileşen.
97	5828-5896	5875,62 (He I)	X	115	Görel olarak güçlü. Uzun dalgaboylarına doğru gidildikçe H ₂ O atmosfer çizgileri ile iç içe girmiştir
113	5003-5062	5018,43 (Fe II) 5039,38 (Si II)	X	90	Görel olarak zayıf, yalnızca birinci bileşen. Fe II'den daha zayıf.
127	4452-4504	4471,48 (He I) 4481,33 (Mg II)	X	90	Görel olarak güçlü, yalnızca birinci bileşen. Görel olarak güçlü, bileşenlerin çizgileri kolaylıkla ayırt edilebiliyor.
130	4349-4401	4387,93 (He I) 4383,54 (Fe I)	X	85	Görel olarak zayıf, yalnızca birinci bileşen. He I'den daha zayıf, yalnızca birinci bileşen.
131	4316-4367	4340,47 (H _γ)		80	Görel olarak güçlü ve geniş.
137	4127-4176	4143,76 (He I)	X	75	Görel olarak zayıf, yalnızca birinci bileşen.
139	4068-4116	4101,74 (H _δ)		75	Görel olarak güçlü ve geniş. yalnızca birinci bileşen.
141	4009-4058	4026,19 (He I)	X	70	Görel olarak güçlü, yalnızca birinci bileşen.
143	3954-4001	3970,07 (H _ε)		55	Görel olarak güçlü ve geniş. yalnızca birinci bileşen.
146	3873-3919	3889,05 (H I)		55	Görel olarak güçlü ve geniş. yalnızca birinci bileşen.
148	3821-3866	3835,38 (H I)		50	Görel olarak güçlü ve geniş. yalnızca birinci bileşen.

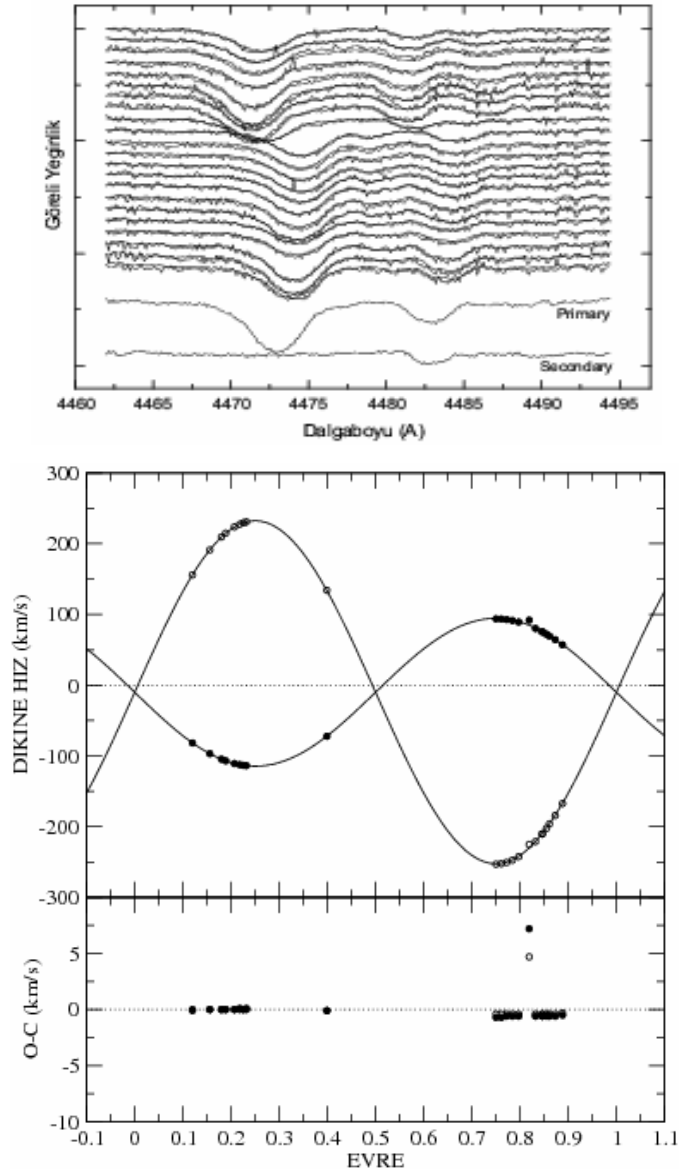
V716 Cen yıldızının tayfları ayrıca dikine hızları ve sistemin yörünge çözümünü doğrudan veren KOREL programı (Hadrava 1995, 2004) yani Fourier ayıklama yöntemi ile de analiz edildi. Çizgi kesitine gauss fiti yapılarak elde edilen dikine hızların analizinden belirlenen yörünge parametreleri KOREL programına girdi parametreleri olarak uygulanmıştır. İkinci bileşenin tayf çizgilerinin kolaylıkla görülebildiği 127. tayf dizisindeki tayf çizgileri bu yöntem ile bileşenlerine ayrılmıştır. KOREL çözümü sırasında, yalnızca ışık elemanları, tutulma zamanı, T_0 , ve yörünge dönemi sabit tutuldu, diğer parametreler yörünge basıklığı, e , enberinin boylamı, w , ve dikine hızların yarı-genlikleri, K_1 , K_2 , iterasyona sokulan parametrelerdir. Yapılan iterasyonlar sonunda yörünge basıklığı sıfıra çok yakın bir değer verdi, bu yüzden çözümlerin birbiriyle tutarlı olması için tayfsal yörünge parametreleri elde edilirken basıklık sıfır olarak sabit tutuldu.



Şekil 2.2.1. Dikine hız ölçümlerinde kullanılan tayf çizgileri ve elde edilen dikine hız eğrileri. Her bir panelde üstte verilen tayf 0,25 yörünge evresi için altta verilen tayf ise 0,75 yörünge evresi içindir. Eksende verilen dalgaboyları vakum dalgaboylarıdır.

KOREL programının başka bir özelliği de yörünge çözümü yaparken bileşke tayfta bileşenlere ait çizgilerin şiddetlerinin sabit veya serbest bırakılmasını sağlamasıdır. Eğer sistemde tutulma yoksa veya bileşenlerin tayf çizgilerinde ek soğurma veya salma olmadığı sürece çizgi şiddetlerinin yörünge çözümü süresince sabit tutulması en ideal yöntemdir. Bununla birlikte KOREL programının kullanım kılavuzunda (Hadrava, 2004) her durum için iterasyonun ilk adımında çizgi şiddetlerinin sabit tutulması ve kaba değerler elde edildikten sonra çizgi şiddetlerinin serbest bırakılıp tekrar iterasyona gidilmesi önerilmektedir. Bizim çözümümüzde ise, KOREL girdi parametreleri başka bir yöntemden elde edildiği için (çizgi kesitine yapılan ede edilen dikine hızların analizi) KOREL ile yapılan çözümlerde çizgi şiddetleri serbest bırakılmıştır. Dolayısıyla V716 Cen yıldızının çözümlerinde KOREL her bir tayftaki çizgilerin şiddetlerindeki değişimlere göre kendini düzenleyecektir.

KOREL yönteminde yörünge çözümü yapılırken bileşenlerin çizgileri KOREL tarafından belirlenen mukayese tayfına göre çapraz eşleme yapılır, böylece bileşenlerin dikine hızları belirlenir ve bu dikine hızlardan yörünge çözümü yapılır. Bu nedenle KOREL çift yıldızın kütle merkezi hızını belirleyemez. Ancak, kendi oluşturduğu bu mukayese tayfındaki çizgilerin dalgaboyları laboratuvar dalgaboyları ile karşılaştırılarak Doppler kaymaları belirlenir ve böylece çift yıldızın kütle merkezi bulunmuş olur. V716 Cen yıldızının kütle merkezinin hızı KOREL yönteminin sonunda elde ettiğimiz ayıklanmış bileşen tayflardaki He I ve Mg II çizgilerine ayrı ayrı gauss yapılarak elde edilmiştir. Daha sonra bu kütle merkezi hızı KOREL'den elde edilen dikine hızlara eklenerek bileşenlere ait mutlak hızlar belirlenmiştir. Bu dikine hızlarından belirlenen tayfsal yörünge parametreleri Tablo 2.2.3'de verilmektedir. Şekil 2.2.2'de gözlem tayfları onları en iyi temsil eden KOREL fitleri ile birlikte gösterilmektedir. Birinci ve ikinci bileşenin ayıklanmış tayfları Şekil 2.2.2'de gözlem tayflarının altında verilmektedir.



Şekil 2.2.2. He I $\lambda\lambda 4471$ Å ve Mg II $\lambda\lambda 4481$ Å bölgesinde KOREL ile analiz edilen 27 tayf. Üstte verilen şekilde, gözlem tayfı ile KOREL fitleri üst üste bindirilmiştir. Birinci ve ikinci bileşene ait ayıklanmış tayf, fitlerin altında gösterilmektedir. Altta, KOREL programı sonucunda elde edilen dikine hız eğrisi ve (O-C) farkları verilmektedir. Dolu ve boş daireler sırasıyla birinci ve ikinci bileşenin hızlarını göstermektedir.

Tablo 2.2.3. KOREL çözümlerinden elde edilen V716 Cen sistemine ait tayfsal yörünge parametreleri.

Parametre	Değer
P (gün)	1,4900943
T_0	52501,488 \pm 0,001
E	0,0
K_1 (km/s)	107,9 \pm 0,6
K_2 (km/s)	244,7 \pm 1,3
q (K_1/K_2)	0,441 \pm 0,004
$m_1 \sin^3 i$	4,70 \pm 0,06
$m_2 \sin^3 i$	2,07 \pm 0,02
asini (R_\odot)	10,38 \pm 0,04

2.2.3. Işık ve Dikine Hız Eğrilerinin Eşzamanlı Çözümleri

V716 Cen sisteminin ışık ve dikine hızlarının eşzamanlı çözümünde Hipparcos ışık eğrisi ve bu çalışmada elde edilen dikine hızlar kullanılmıştır. Hipparcos ışık eğrisi duyarlılığı $\varepsilon \sim 0,007$ olan 144 gözlem noktasından oluşmaktadır.

Kızıllaşmadan arındırılmış renkleri ve yıldızlararası soğurmayı belirlemek için Johnson ve Morgan (1953) tarafından verilen Q-yöntemi kullanıldı. Deutschman, Davis ve Schild (1976) tarafından verilen $U-B = -0,39$ ve $B-V = 0,08$ renk değerleri kullanılarak, Q-parametresi $-0,048$ olarak belirlendi. Q-yöntemi ile kızıllaşmadan arındırılmış renkler $(U-B)_0 = -0,466$ ve $(B-V)_0 = -0,149$ olarak hesaplandı. Sonuç olarak renk artıkları $E(B-V) = 0,229$, $E(U-B) = 0,076$ ve yıldızlararası sönmüleme $A_v = 0^m,710$ olarak belirlenmiştir. Hauck ve Mermilliod (1998) sistemin orta band rengini $(b-y) = 0,09$ olarak vermektedir. $E(b-y) = 0,70 E(B-V)$ ilişkisinde (Golay, 1974), Q-yönteminden bulunan $E(B-V)$ değeri kullanılarak renk artığı $E(b-y)$ 'nin değerinin $0,16$ olduğu görülür. Bu renk artığı kullanılarak kızıllaşmadan arındırılmış orta band rengi $(b-y)_0 = -0,07$ olarak elde edildi. Elde edilen hem $(B-V)_0 = -0,149$ hem de $(b-y)_0 = -0,07$ renk değerleri SIMBAD veri tabanında verilen B5V tayf türü uyumludur. V716 Cen sisteminin kızıllaşmadan arındırılmış renk indislerinden sıcaklık, Budding ve Demircan (2007) tarafından verilen anakol yıldızlarının sıcaklıkları ile renkleri arasındaki istatistiksel tablodan yararlanılarak 13900 K olarak belirlendi. Ancak, bu renk ve buradan belirlenen renk sıcaklıkları her iki bileşenin ışık katkısını içermelidir. Birinci bileşenin sıcaklığı bu

bileşenin He I 4471 Å ve Mg II 4481 Å tayf çizgilerine (bölüm 2.2.5) model atmosfer fiti yapılarak bulunmuştur. Buradan belirlenen 15500 K sıcaklık ışık eğrisi analizinde birinci bileşenin sıcaklığı olarak kullanılmıştır.

V716 Cen yıldızının ışık eğrisinde açıkça görülen yakınlık etkisi nedeniyle, sadece dönme ve çekimsel bozuklukları hesaba katan ışık analizi programı güvenilir ışık elemanlarının elde edilmesinde kullanılabilir. Bu nedenle Wilson-Devinney (W-D) (Wilson ve Devinney, 1971, Wilson, 1994) programı bu yıldızın analizinde kullanılmıştır. Işık eğrisi model parametreleri seçilen başlangıç parametrelerinin bir dizi testinden sonra elde edilmiştir. Modelde ilk aşamada ayırık konfigürasyon (MODE2) varsayımı altında ışık ve dikine hızların eş-zamanlı çözümüne gidilmiştir, ancak parametreler birkaç iterasyondan sonra, daha soğuk ve daha düşük kütleli bileşenin Roche şişimini doldurduğu modele yakınsadı. Bu yüzden sistemin çözümünde yarı-ayırık konfigürasyon (MODE5) çözümü uygulanmıştır.

Birinci bileşenin sıcaklığı (15500 K) eş-zamanlı çözüm sırasında sabit tutulmuştur. W-D programını kullanarak, ikinci bileşenin sıcaklığı model fitinden hesaplanmıştır. Sistemde üçüncü bileşene ait herhangi bir bilgi bulunmadığından dolayı, üçüncü cismin ışık katkısının olmadığı varsayılmıştır. Çözümün her bir iterasyonunda logaritmik kenar kararma katsayısı kullanılmıştır. Bolometrik ve H_p-bandı (505 nm) kenar kararma katsayıları van Hamme (1993) tablolarından alınmıştır.

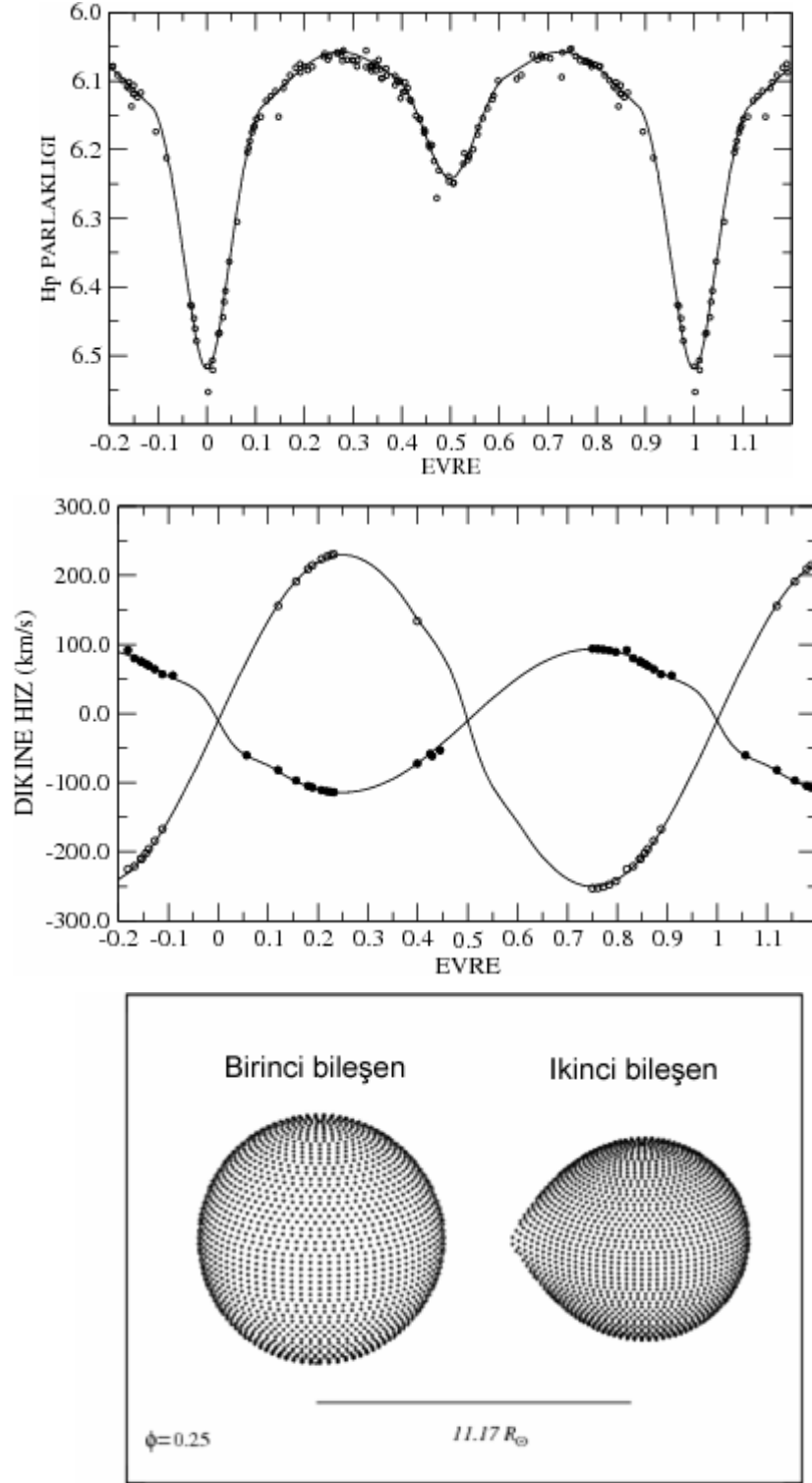
Bolometrik albedoların (A_1 , A_2) radyatif zarflar için uygun olan 1 değeri alınmıştır. Ancak, ışık eğrisinin çözüm parametreleri belirlendikten sonra ikinci bileşenin albedo değerinin 0,75 alınması ile ışık eğrisi daha iyi bir fite gitmiştir. Literatürde radyatif zarflı yıldızlar için teorik albedo değerinin 1 olması gerektiğine dair birçok çalışma bulunmaktadır (Naiper 1971, Vaz 1985, Vaz ve Nordlund 1985, Rucinski 1970, Linnel, Peters ve Polidan, 1988). Radyatif zarflı yıldızlar için yansıtma katsayısının 1'den farklı çıkması, ön tayf türündeki yıldızlarda hızlı dönmenin katmanlı türbülans oluşturmaya (Tassoul ve Tasaoul, 1982) veya OB

yıldızlarındaki He iyonlaşması veya ışınım basıncının OB tayf türündeki yıldızları konveksiyona karşı kararsızlığa götürmesine bağlanabilir.

Eş-zamanlı çözümden elde edilen sonuç model parametreleri Tablo 2.2.4'de verilmektedir ve gözlem verilerine yapılan teorik ışık ve dikine hız eğrileri Şekil 2.2.3'de gösterilmektedir. Aynı zamanda, bu şeklin en altında modelden varsayılan bileşenlerin sahip olacakları potansiyel yüzeyleri de verilmektedir.

Tablo 2.2.4. V716 Cen sisteminin ışık eğrileri ve dikine hız eğrisinin eş zamanlı çözümünden elde edilen model parametreleri. Hatası verilmeyen parametreler çözümde sabit tutulmuşlardır.

Parametre	Birinci Bileşen	İkinci Bileşen
P (gün)	1,490094	
T ₀ (HJD)	2,452,501,4789	
a (R _☉)	11,17±0,08	
e(basıklık)	0,0	
q (M ₂ /M ₁)	0,424±0,007	
V _γ (km/s)	-9,6±1,1	
i (°)	71,8±0,2	
T _{1,2} (K)	15500	9000±80
L _{1,2} (L _{1,2} /L _{Toplam})	0,823±0,004	0,177±0,004
r _{1,2} (kutup)	0,359±0,005	0,287±0,001
r _{1,2} (uç)	0,393±0,007	0,413±0,001
r _{1,2} (kenar)	0,372±0,006	0,299±0,001
r _{1,2} (arka)	0,383±0,006	0,332±0,001
r _{1,2} (ortalama)	0,371±0,006	0,306±0,001
A _{1,2}	1,0	0,750
Ω _{1,2}	3,183±0,038	2,728
g _{1,2}	1,0	
F ₁ =F ₂	1,0	



Şekil 2.2.3. V716 Cen sisteminin gözlem verilerine yapılan teorik ışık (üst panel) ve dikine hız eğrileri (orta panel). Modelden varsayılan bileşenlerin sahip olacakları potansiyel yüzeyleri de alt panelde verilmektedir.

2.2.4. Yakın Çift Yıldız Parametreleri

V716 Cen sisteminin ışık ve RV eğrilerinin eş-zamanlı çözümünden elde edilen mutlak parametreleri Tablo 2.2.5’de özetlenmektedir.

Yörünge ve ışık eğrisi çözümlerinin sonuçları bileşenlerin kütlelerini $M_1=5,93 M_{\odot}$ ve $M_2=2,51 M_{\odot}$ olarak vermektedir. Çiftin bileşenlerinin merkezleri arasındaki uzaklık $a=11,17 R_{\odot}$ ’dir. Bileşenlerin kütleleri birinci ve ikinci bileşen için sırasıyla B5.5 (ya da biraz daha ön tür) ve A3 tayf türünden anakol yıldızlarına uygundur. Çiftin bileşenlerinin sıcaklıklarına uygun bolometrik düzeltme değerleri Budding ve Demircan (2007)’den alınmıştır. L_1 ve L_2 mutlak ışıtmaları ve uzaklık modülünü kullanarak V716 Cen sistemi için fotometrik uzaklık 340 ± 10 pc olarak belirlenmiştir. Bu uzaklık Hipparcos kataloğunda (ESA, 1997) verilen 337 ± 72 pc trigonometrik paralaks değeriyle uyumludur.

Tablo 2.2.5. V716 Cen’in Tablo 2.2.4’de verilen W-D çözümlerine göre mutlak parametreleri.

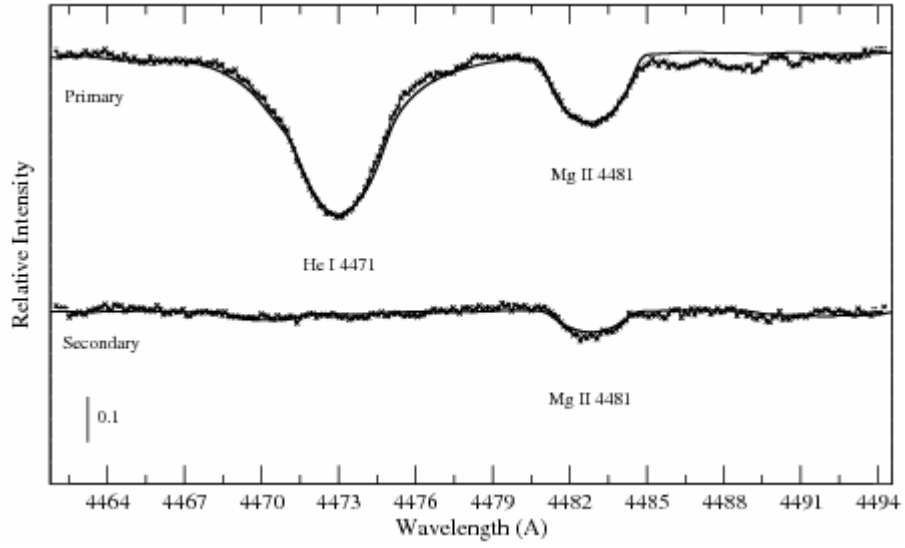
Parametre	Birinci Bileşen	İkinci Bileşen
$M (M_{\odot})$	$5,93\pm 0,21$	$2,51\pm 0,13$
$R (R_{\odot})$	$4,14\pm 0,09$	$3,41\pm 0,04$
$T (K)$	15500 ± 50	9000 ± 80
$\log L (L_{\odot})$	$2,95\pm 0,04$	$1,83\pm 0,03$
$a (R_{\odot})$	$11,17\pm 0,09$	
$\log g (cgs)$	$3,976\pm 0,010$	$3,772\pm 0,012$
$V_{\text{senk.}} (km/s)$	141 ± 3	116 ± 2
$V_{\text{gözl.}} (km/s)$	140 ± 2	121 ± 7
$M_{\text{bol}} (kadir)$	$-2,62\pm 0,08$	$0,16\pm 0,06$
BC	$-1,20$	$-0,14$
$M_v (kadir)$	$-1,42\pm 0,08$	$0,30\pm 0,06$
$d (pc)$	340 ± 8	

2.2.5. Dönme Hızları ve Eş-Dönme

Dönme hızlarının belirlenmesinde iki bağımsız yöntem kullanılmıştır. İlk olarak dönme hızları bölüm 2.1.5’de anlatılan Slettebak yıldızlarını kullanarak belirlenmiştir.

V716 Cen sisteminde bileşen yıldızların izdüşüm dönme hızlarını belirlemek için, KOREL ile elde edilen ayıklanmış Mg II çizgilerine gauss fiti yapılarak FWHM değerleri hesaplanmıştır. Ölçülen FWHM değerleri birinci bileşen için 2,92 Å ve ikinci bileşen için 2,63'tür ve blüm 2.1.5'de belirlenen kalibrasyon eşitliği kullanılarak ($v_{\text{sini}} = 46 (4) \text{ FWHM} - 7(12)$) sırasıyla birinci ve ikinci bileşen için izdüşüm dönme hızları belirlenen $71^{\circ},8$ eğim açısı kullanılarak, 143 ± 20 km/s ve 127 ± 20 km/s olarak bulunmuştur. Bu oldukça yaklaşık bir sonuçtur.

İkinci yöntem olarak, bileşenlerin model atmosfer ve sentetik tayfları yıldızların gözlenen tayfları ile karşılaştırmak amacıyla hesaplanmıştır. Bu yöntem ile atmosfer parametrelerinin yanı sıra bileşenlerin dönme hızları da belirlenmektedir. Kimyasal element bolluğu olarak güneş bolluğu ($[M/H]=0$ dex) ve mikro-türbülans hızı olarak da birinci bileşen için 0 km/s ikinci bileşen için ise 2 km/s (ζ) alınarak (bkz. Smalley, 2004), model atmosferler ATLAS9 kodu (Kurucz, 1993) kullanılarak hesaplanmıştır ve sentetik tayflar birinci ve ikinci bileşen için SYNTHE kodu (Kurucz, 1993) ile Linux'de oluşturulmuştur. Model parametrelerinin belirlenmesi için, yıldızın ışık ve dikine hız eğrisinden belirlenen sıcaklık ($T_{e1,2}$) ve yüzey çekimleri ($\log g_{1,2}$) başlangıç parametresi olarak kullanılarak en küçük χ^2 elde edilecek şekilde iterasyona gidilmiştir. Sentetik çizgiler bileşenlerin ışık katkıları göz önüne alınacak şekilde (Bakış ve diğ., 2007) yeniden normalize edilmiştir. Işık eğrisi analizinden H_p -bandında birinci ve ikinci bileşenlerin ışık katkıları sırasıyla % 82 ve % 18 olarak belirlenmektedir ve 127. tayf dizisi için de gözlenen tayflara sentetik tayf fitinden, benzer ışık katkı oranları bulunmuştur. En iyi atmosfer model fiti, bu tayf dizisi yani 448nm dalgaboyunda birinci ve ikinci bileşenin ışık katkıları sırasıyla % 87 ve % 13 olduğunda belirlenmiştir. Sonuç atmosfer parametreleri ve dönme hızları, $T_{e1}=15500 \pm 50$ K, $T_{e2}=9500 \pm 350$ K, $(v_{\text{dönmeSini}})_1=130 \pm 2$ km/s ve $(v_{\text{dönmeSini}})_2=110 \pm 3$ km/s şeklinde belirlenmiştir. Bileşenlerin dönme eğikliğinin sistemin yörünge eğikliğine eşit olduğu varsayılır ve ışık ve dikine hız eğrilerinin eş-zamanlı analizinden belirlenen $71^{\circ},8$ eğim açısı kullanılarak, birinci ve ikinci yıldızın dönme hızları sırasıyla 137 ± 2 km/s ve 116 ± 2 km/s olarak bulunmuştur. Tayf çizgilerine yapılan en iyi fitler de Şekil 2.2.4'de verilmektedir.



Şekil 2.2.4. Birinci bileşenin KOREL ile ayıklanmış He I 4471 Å ve Mg II 4481 Å çizgileri (üstte, artı işaretler), ikinci bileşenin benzer olarak Mg II 4481 Å çizgisi (altta, artı işaretler) ve bu tayf çizgilerine yapılan model atmosfer çizgi kesitleri (sürekli çizgiler).

Model atmosfer fiti yöntemi ile çok daha duyarlı elde edilen ekvatorial dönme hızları $((v_{\text{dönme}})_1=137\pm 2$ km/s ve $(v_{\text{dönme}})_2=116\pm 5$ km/s) sistemin yörünge dönemi ve bileşenlerin yarıçaplarına göre belirlenen hızlarla $((v_{\text{senk}})_1=141\pm 3$ km/s ve $(v_{\text{senk}})_2=116\pm 2$ km/s) uyumlu görülmektedir. Buna göre yıldızlar hata sınırı içinde eş-dönme göstermektedir.

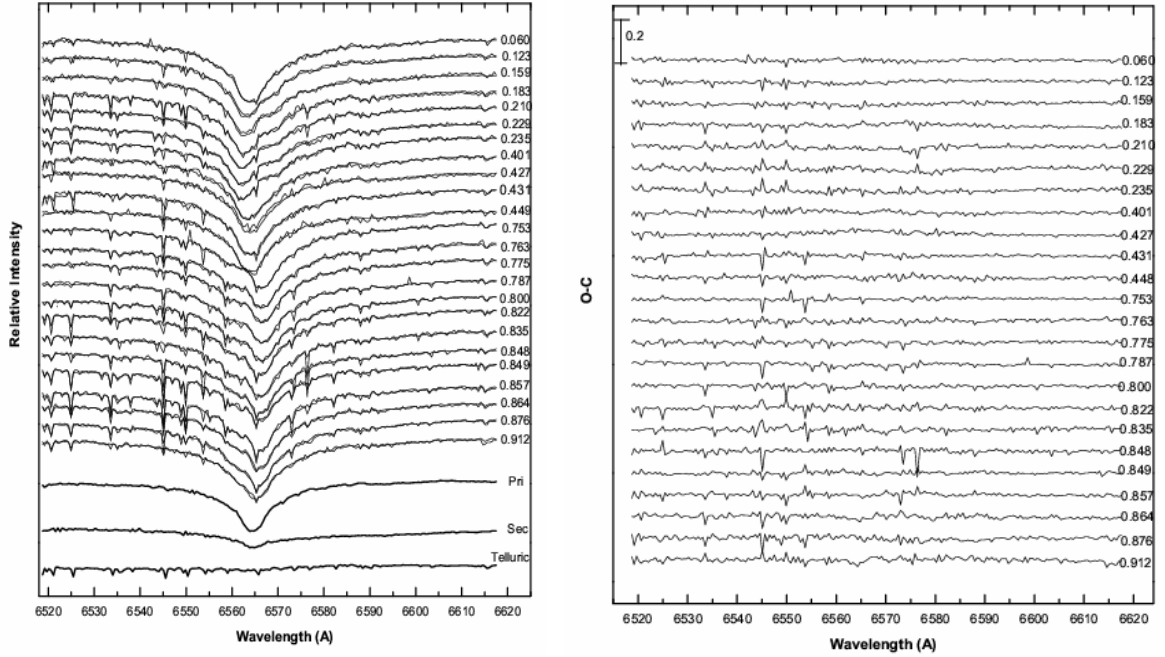
2.2.6. Yıldız Saran Madde

Etkileşen çift sistemler etrafındaki yıldız saran maddeyi araştırmanın en etkin yolu yıldızların tayflarındaki değişimleri ve/veya salma yapılarını çalışmaktır (Albright ve Richards 1995, Koubsky, Richards ve Simon 1998, Richards ve Albright 1999, Harmenec ve diğ. 2002, Saad ve diğ. 2004). Eğer gözlenen çizgi kesitlerinden fotosferin katkısını arındırabilirsek bu durumda yalnızca yıldızın etrafındaki maddeden kaynaklanan değişimlere ait bilgiye ulaşabiliriz. H_{α} çizgi kesitleri bu amaçla incelenmektedir. Bu çalışmada, 25 yüksek ayırma güçlü $(\lambda/\delta\lambda=41000)$ H_{α} çizgi kesiti incelenmiştir. Çizgi kesitlerinin salma yapılarını

belirleyebilmek amacıyla, yıldızın bileşenlerinin gözlenen tayflarından fark tayflarına geçiş yapılması gerekmektedir. Fark tayflarını oluştururken iki yöntem kullanılabilir; a) belirlenen sistem parametrelerine (sıcaklık, yüzey çekimi ve dönme hızı) dayanan çeşitli atmosfer modelleriyle sistemin bileşenlerine ait sentetik tayflar oluşturulmaktadır. Elde edilen her bir bileşene ait sentetik tayflar bileşenlerin ısıtma katkıları oranında ele alınıp her iki bileşenin toplam sentetik tayfı elde edilmektedir. Ancak bunu yaparken yıldızların yörünge boyunca hareketleri nedeniyle tayf çizgilerinde sahip olacakları dalgaboyu kaymaları da göz önüne alınmalıdır. Elde edilen teorik çizgi kesitleri gözlem tayf çizgi kesitlerinden çıkarılarak fark tayfları elde edilmektedir. b) KOREL programı kullanılarak tüm tayfların analizinden bileşenlerin ayrı ayrı ortalama tayfları elde edilebilmektedir. Birinci yöntemdeki gibi, elde edilen ortalama çizgi kesitleri gözlem tayf çizgi kesitlerinden çıkarılarak fark tayfları elde edilmektedir (Balona ve James 2002, Balona ve Lawson 2001). Bu çalışmada, fark tayflarının elde edilmesinde H_{α} $\lambda\lambda 6563$ bölgesindeki bileşen yıldızların ışık katkıları bilinmediği için ikinci yöntem seçilmiştir.

MJUO'da elde edilen H_{α} tayf çizgileri 87. tayf dizisinin kenarında kalmaktadır. Fark tayflarının elde edilmesinde sistematik etkilerden kaçınmak amacıyla, tayfların normalizasyonu tüm tayflarda seçilen bölgelere aynı fonksiyon fiti ile yapılmaktadır. H_{α} çizgisinin uzun dalgaboyuna doğru çizgi kanadını içeren 86. tayf dizisi de benzer şekilde normalize edilmiştir. Fark tayfları elde edilmeden önce 87. tayf dizisine 86. tayf dizisindeki H_{α} çizgisinin kanadı da eklenmiştir.

Tablo 2.2.4'de elde edilen yörünge parametreleri, H_{α} bölgesinde KOREL ile bileşenlere ait ayıklanmış tayf çizgilerinin elde edilmesinde sabit tutulmuştur. Bileşenlerin çizgi yeğnilikleri tutulma dışındaki tayflarda sabit alınmıştır. Bileşenlere ait tayf çizgileri bileşke tayftan ayıklandıktan sonra, elde edilen ortalama çizgi kesitleri gözlem tayf çizgi kesitlerinden çıkarılarak fark tayfları elde edilmiştir. Gözlenen H_{α} çizgi kesitleri, KOREL fitleri ve ayıklanmış bileşen tayfları ile birlikte Şekil 2.2.5'de verilmektedir. Ayıklanmış tayfların elde edilmesi sırasında, atmosferik (telluric) çizgiler de göz önüne alınmıştır. Şekil 2.2.5'de ayıklanmış atmosferik çizgiler de gösterilmektedir.



Şekil 2.2.5. V716 Cen yıldızı için H_{α} tayf çizgilerine yapılan KOREL fitleri. Birinci ve ikinci bileşenin ayıklanmış tayf çizgileri alt panelde verilmektedir. Sağ panelde, gözlenen tayflardan KOREL fitlerinin çıkarılması ile edilen fark tayfları verilmektedir. Her bir tayfın yanında yörünge evresi de gösterilmektedir.

Şekil 2.2.5’de sağ panelde, fark çizgi kesitleri ilgili yörünge evreleri ile birlikte verilmektedir. Bu şekilde, fark tayflarının sıfırdan önemli bir sapma yapmadığı görülmektedir. Bu yüzden, sistemde yıldızı saran önemli bir madde olmadığı sonucunu çıkarabiliriz. Aslında, şekil 2.2.2’de de verilen sistemin konfigürasyonu, birinci bileşenin etrafında kalıcı bir gaz diskin oluşamayacağı kadar az bir alan olduğunu göstermektedir. Verilen bir sistemde yıldızın etrafında bulunan maddenin türü sistemin r_1 -q diyagramındaki yerinden anlaşılabilir. r_1 -q diyagramı ile ilgili ayrıntılı açıklama bölüm 2.1.7’de verilmektedir. Ayrıca bu bölümde Şekil 2.1.12’de bazı sistemlerle beraber V716 Cen yıldızı da gösterilmektedir. Buna göre V716 Cen w_d eğrisini oldukça üstünde bulunmaktadır. Eğer sistem w_d eğrisinin üstünde kalırsa bu durumda gaz doğrudan birinci bileşene çarparak şok bölgesiyle sonuçlanan geçici disk veya halka yapılarını oluşturacaktır. Gazın doğrudan yıldıza çarpmasının nedeni L_1 noktasından birinci yıldızın büyük bir çarpışma kesit bölgesine sahip olmasıdır. Bu sistemler gaz akışından çarpışma bölgesinden ve geçici diskten kaynaklanan oldukça değişken salma yapılarına sahiptirler.

2. 3. EM Cephei

Be yıldızı EM Cep (HD 208392, MWC 380, BD+61 2216, B1IVe) ADS 15434 görsel çiftinin parlak bileşeni ve NGC 7160 açık kümesinin bir üyesidir. EM Cep'te H α salması ilk kez Plaskett ve Pearce (1931) tarafından rapor edilmiştir ve Merrill ve diğ. (1943) salma çizgisini orta yeğlilikli olarak tanımlamıştır. Yıldızın ışık değişimi Lynds (1959a, b) tarafından belirlenmiştir. Dönemini 0,80624 gün vererek yıldızın maksimumları ve minimumları değişen bir degen çift sistem olabileceğini önermiştir. Daha sonra fotoelektrik gözlemleri farklı yazarlar tarafından yapılarak (Johnston (1970), Rachkovskaya (1975, 1976), Bakos ve Tremko (1975), Hill ve diğ., (1976), Karimie (1979), Breinhorst ve Karimie (1980), Cristescu ve diğ., (1981)), Lynds tarafından bulunan sonuçlar desteklenmiştir. Bakos ve Tremko (1975) dönemin arttığını rapor etmişlerdir. Ancak, Breinhorst ve Karimie (1980) dönemin sabit olduğunu savunmuşlardır. Rachkovskaya (1975) yıldızın olası doğası hakkında bilgi edinmek amacıyla tayfsal gözlemlerini yaparak EM Cep yıldızının degen bir çift sistem olamayacağını ancak bir β Cep veya eğik dönen yıldız olabileceğini savunmuştur. Hilditch ve diğ., (1982) de yıldızın kısa dönemli bir çift sistem yerine dikine olmayan zonklama yapan bir yıldız olabileceğini önermişlerdir. Fakat yıldızın uzun dönemli bir sistem olmamasını gerektiren bir sonuç bulunmadığını da belirtmişlerdir. Yıldızın polarimetrik gözlemleri Minikulov ve Tarasov (1988) tarafından yapılmıştır. Tarasov ve diğ. (1992) EM Cep'in ölçülen manyetik alan değerinin gözlem hatası içinde kaldığını not etmişlerdir. Yıldızın en son fotometrik gözlemlerini içeren çalışmasında 1991 yılında elde edilen flare üzerinde durulmuştur (Kochiashvili, 1999). Flare R bandında maksimum gözlenirken V, B ve U bantlarına doğru gidildikçe etkinliğini azaltmaktadır. Tanrıver (2005), EM Cep sisteminin aynı tayf türüne sahip iki bileşenden oluştuğunu ve heriki bileşeninde Roche şişimlerini doldurduğunu savunmuştur. (O-C) değişiminden sistemin önemli bir dönem değişimi gösterdiği ve sistemden madde aktarımı sözkonusu olduğunu belirlemiştir. Sistemde görülen evreye bağlı parlaklık farkları, homojen olmayan rüzgâr materyali tarafından yıldız ışığının soğrulması nedeniyle oluşmaktadır.

2.3.1. Gözlemler

Fotometrik gözlemler ÇAAM (Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Astrofizik Araştırma Merkezi ve Gözlemevi) ve TUG (Tübitak Ulusal Gözlemevi) gözlemlerinde 40 cm teleskopa bağlı SSP5-A fotometre ile sırasıyla 2004, 2005 ve 2006 yıllarında U, B, V filtrelerinde yapılmıştır. Mukayese yıldızı olarak HD 208218 kullanılmıştır. Farklı yazarlar tarafından farklı gözlemlerinde yapılan ışık eğrilerinin birlikte kullanılabilmesi için gözlemler standart sisteme dönüştürülmüştür (Bakış ve diğ., 2005). Tablo 2.3.1.'de EM Cep ve mukayese yıldızının elde edilen standart parlaklıkları verilmektedir.

Tablo 2.3.1. Yıldızların standart parlaklıkları.

Filtre	HD 208218	EM CEP
U	$6,376 \pm 0,008$	$6,661 \pm 0,008$
B	$6,940 \pm 0,005$	$7,251 \pm 0,005$
V	$6,691 \pm 0,004$	$7,002 \pm 0,004$

Tayfsal gözlemler 2005 yılında Bulgaristan Ulusal Gözlemevi Rozhen Gözlemevinde bulunan 2m çaplı teleskoba bağlı Coude tayfçeki ve SITE SI003AB 1024x1024 CCD kamera ile yapılmıştır. Dalgaboyu aralığı 200Å ve H_α ve H_β merkezli olan bu tayfların çözümü gücü R = 20000'dir. 2006 yılında Tübitak Ulusal Gözlemevindeki 1,5m çaplı teleskoba bağlı Coude-Echelle tayfçeki ile yapılan gözlemlerde yarı genişliği 1,5 açı saniyesi ve çözümü gücü R=40 000'dir, gözlemlerde ayrıca 'ISD17A' Andor CCD kamera kullanılmıştır. Ayrıca, Çek Cumhuriyeti'nde bulunan Ondrejov Gözlemevinde 2003 ile 2006 yılları arasında elde edilen tayfsal veriler de alınarak analizlerde kullanılmıştır. Ondrejov Gözlemevindeki gözlemler 2m çaplı teleskoba bağlı Coude tayfçeki ve SITE 2000x800 CCD kamera ile yapılmıştır. Tablo 2.3.2'de yapılan tayf gözlemleri hakkında bilgi verilmektedir.

2.3.2. Değişim Dönemi

Yaklaşık bir gün dönemli ışık değişimleri birçok Be yıldızı için karakteristiktir. Balona (1990) SAAO/ESO gözlemlerini analiz ederek Be

yıldızlarının yaklaşık yüzde 60'ının kısa dönemli ışık değişimi (λ Eri türü değişenler) gösterdiğini bulmuştur. Daha önce Penrod (1986) tarafından belirlenenlerin desteklendiği bu sonuç pratik olarak tüm Be yıldızlarının düşük mertebeli çizgi kesiti değişimi sergilediğini ve Be yıldızı olmayan diğer yıldızlarda bu değişimlerin meydana gelmediğini göstermiştir.

Be yıldızlarındaki bu kısa dönemli değişimlerin dikine olmayan zonklamalar ile açıklanabileceği önerilmektedir. Balmer salma çizgilerinden yıldızın etrafındaki madde sorumlu tutulmaktadır ve dikine olmayan zonklamaların bir kütle kayıp mekanizması olduğu savunulmaktadır (Baade, 2000). Fotosferden kaynaklanan bu tür bir ışık ve çizgi kesiti değişimlerinin döneminin beklenen dönme döneminden çok farklı olamayacağını da bilinmektedir (Balona, 1995). Ancak, bazı durumlarda yıldızın belirlenen dönemi dönme döneminden farklı elde edilebilmektedir. Be yıldızlarındaki bu kısa dönemli değişimlere alternatif bir çözüm olarak yıldızla birlikte dönen yıldız etrafındaki madde açıklaması yapılmaktadır. Yıldız etrafını saran madde yıldız fotosferindeki belli bölgelerde meydana gelen patlamalardan kaynaklandığından dolayı, yıldızın dönmesi sonucunda dönme ile ışık ve çizgi kesiti dönemi arasında belli bir dereceye kadar bir değişim beklenebilir.

λ Eri fenomeni doğrudan salma çizgisinin varlığı ile ilişkili olduğundan ışık eğrisinin şekli veya genliği ile salma çizgilerinin şekli veya yeğinliği arasında bir ilişki beklenebilir. Eğer böylesi bir ilişki bulunabilirse, bu kütle kayıp mekanizması hakkında önemli bir kanıt olacaktır.

2.3.2.1. Fotometrik Dönem

EM Cep, literatürde de belirtildiği gibi yapısının açıklanması için gereksinim duyulan yüksek duyarlılıklı tayfsal ve fotometrik verilerinin elde edilmesi amacıyla 2003 yılından itibaren yeniden gözlenmeye başlanılmıştır. Her bir gözlem sezonunda yıldızın ışık eğrisindeki dönemi belirlemek için Fourier Analiz tekniği ve Period Dispersion Minimization tekniği kullanılmıştır. Her iki analiz tekniği benzer sonuçları vermiştir.

Tablo 2.3.2. EM Cep yıldızın yapılan tayf gözlemleri ile ilgili bilgiler.

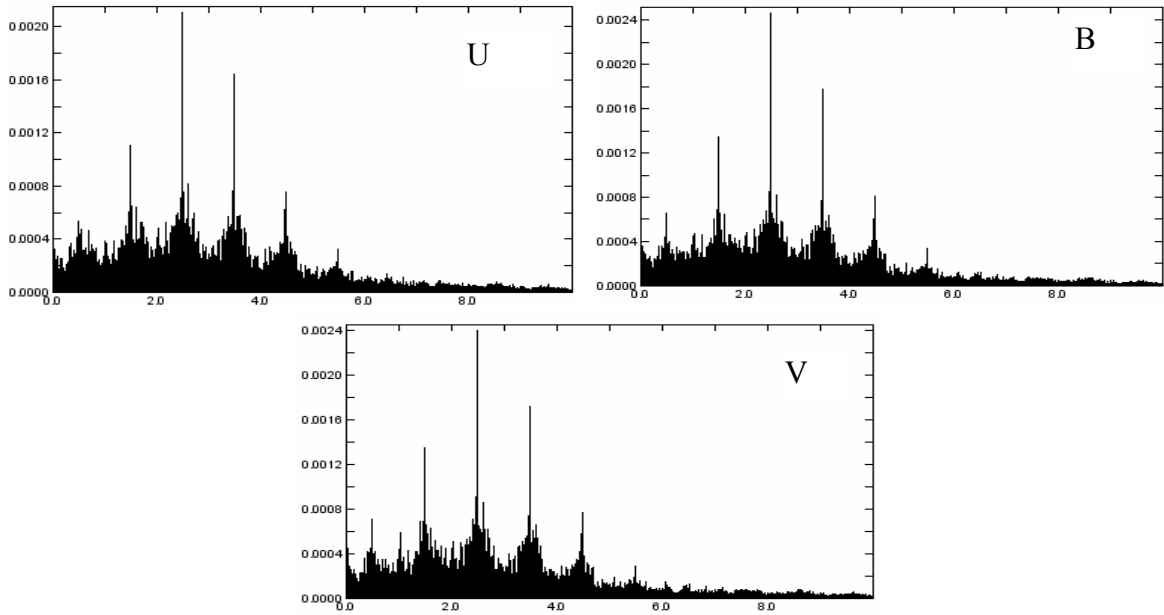
Gözlem tarihi	Gözlemevi	Dalgaboyu (A)	Poz Süresi (s)	Tayf Adedi
07.09.2003	Ondrejov	6558-6770	2100	1
08.09.2003	Ondrejov	6558-6770	3133	1
14.09.2003	Ondrejov	6558-6770	2903	1
15.09.2003	Ondrejov	6558-6770	2591	1
17.09.2003	Ondrejov	6558-6770	3000	1
17.09.2003	Ondrejov	6558-6770	2400	1
28.10.2003	Ondrejov	6558-6770	4500	1
11.11.2003	Ondrejov	6264-6776	3600	1
31.08.2004	Ondrejov	6559-6771	2400	1
11.09.2004	Ondrejov	6363-6776	3600	1
16.09.2004	Ondrejov	6264-6777	2400	1
01.04.2005	Ondrejov	6265-6778	1800	1
18.07.2005	Ondrejov	6265-6778	1800	1
22.08.2005	Rozhen	4825-4925	1200	1
24.08.2005	Rozhen	6522-6622	1220	1
25.04.2006	Ondrejov	6259-6772	1760	1
02.05.2006	Ondrejov	6259-6772	5900	1
10.06.2006	Ondrejov	6259-6772	956	1
11.06.2006	Ondrejov	6259-6772	2400	1
11.06.2006	Tübitak	3924-8532	900	3
12.06.2006	Tübitak	3924-8532	1200	3
12.06.2006	Ondrejov	6260-6772	1700	1
14.06.2006	Ondrejov	6260-6773	2100	1
26.07.2006	Ondrejov	6260-6773	2200	1
(01-02).08.2006	Tübitak	3924-8532	1200	6
04.08.2006	Tübitak	3924-8532	1500	3
(05-6).08.2006	Tübitak	3924-8532	1500	6
15.08.2006	Ondrejov	6258-6771	4791	1
11.09.2006	Ondrejov	6262-6775	2000	1
12.09.2006	Ondrejov	6262-6775	2200	1
15.09.2006	Ondrejov	6262-6775	3400	1
21.09.2006	Ondrejov	6262-6775	3076	1
22.09.2006	Ondrejov	6263-6776	3600	1
22.09.2006	Ondrejov	6263-6776	3600	1
24.09.2006	Ondrejov	6262-6775	1800	1
25.09.2006	Ondrejov	6262-6775	2000	1
26.09.2006	Ondrejov	6262-6775	2500	1
09.10.2006	Ondrejov	6262-6775	1800	1
10.10.2006	Ondrejov	6262-6775	2500	1

Yıldızın U, B ve V filtrelerinde 2004, 2005 ve 2006 yıllarında yapılan gözlemlerine ve 1958, 1968, 1978, 1999 ve 2003 yılları arasını kapsayan literatürdeki verilerine dönem analiz uygulanmıştır (2003 verisi TÜBİTAK Gözlemevinde Mehmet Tanrıver tarafından edilmiştir). Analizler tüm filtrelerde 10 çevrim/gün frekansına kadar yapılmıştır. U, B ve V ışık eğrileri için elde edilen sonuçlar Tablo 2.3.3'de özetlenmektedir. 2005 yılındaki veri anlamlı bir dönemlilik vermemektedir ve 1999 yılının U ve V filtreleri için de aynı sorun görülmektedir. Diğer yılların veri analizi yaklaşık 0,4 günlük bir dönemi desteklemektedir.

Tablo 2.3.3. Yıldızın dönem analizi sonuçları.

Tarih	Frekans (çevrim/gün)	Dönem (gün)	Genlik (kadir)	Evre
1958	2,5012 ± 0,0044	0,3998 ± 0,0015	0,0511 ± 0,0015	0,7827 ± 0,0048
	2,4890 ± 0,0045	0,4018 ± 0,0014	0,0526 ± 0,0015	0,3125 ± 0,0048
	2,4890 ± 0,0042	0,4018 ± 0,0014	0,0523 ± 0,0014	0,3102 ± 0,0045
1968	2,4802 ± 0,0008	0,4032 ± 0,0002	0,0518 ± 0,0028	0,5496 ± 0,0061
	2,4800 ± 0,0007	0,4032 ± 0,0003	0,0475 ± 0,0018	0,6494 ± 0,0059
	2,4800 ± 0,0007	0,4032 ± 0,0002	0,0476 ± 0,0017	0,6467 ± 0,0056
1978	2,4810 ± 0,0002	0,4031 ± 0,0001	0,0518 ± 0,0014	0,5497 ± 0,0046
	2,4810 ± 0,0002	0,4031 ± 0,0001	0,0542 ± 0,0013	0,0527 ± 0,0042
	2,4810 ± 0,0002	0,4031 ± 0,0001	0,0521 ± 0,0013	0,0400 ± 0,0043
1999	-----	-----	-----	-----
	2,4793 ± 0,0004	0,4033 ± 0,0001	0,0398 ± 0,0026	0,1210 ± 0,0106
	-----	-----	-----	-----
2003	2,5194 ± 0,0007	0,3969 ± 0,0002	0,0645 ± 0,0030	0,6375 ± 0,0072
	2,5142 ± 0,0005	0,3977 ± 0,0002	0,0542 ± 0,0014	0,5102 ± 0,0045
	2,4781 ± 0,0005	0,4035 ± 0,0002	0,0531 ± 0,0012	0,4227 ± 0,0039
2004	2,3726 ± 0,0002	0,4215 ± 0,0001	0,0456 ± 0,0011	0,7244 ± 0,0045
	2,3725 ± 0,0001	0,4215 ± 0,0001	0,0463 ± 0,0008	0,7270 ± 0,0032
	2,3718 ± 0,0001	0,4216 ± 0,0001	0,0493 ± 0,0008	0,3375 ± 0,0030
2006	2,4905 ± 0,0009	0,4015 ± 0,0003	0,0442 ± 0,0010	0,7264 ± 0,0040
	2,4861 ± 0,0010	0,4022 ± 0,0003	0,0491 ± 0,0013	0,4239 ± 0,0045
	2,5887 ± 0,0013	0,3863 ± 0,0004	0,0502 ± 0,0017	0,1978 ± 0,0060
Toplam veri	2,4808 ± 0,0001	0,4031 ± 0,0001	0,0438 ± 0,0008	0,3192 ± 0,0029
	2,4808 ± 0,0001	0,4031 ± 0,0001	0,0472 ± 0,0006	0,3264 ± 0,0022
	2,4808 ± 0,0001	0,4031 ± 0,0001	0,0467 ± 0,0006	0,3252 ± 0,0023

Bu yıldızlar tüm zaman ölçeklerinde değişim göstermelerine rağmen, baskın bir dönem çoğu periodogramda kendini göstermelidir. Eğer böyle bir dönem her zaman var ise, tüm sezonlarda yapılan gözlem verileri birleştirildiğinde elde edilecek verinin analizi de aynı sonucu vermelidir. En olası dönemi belirlemek için (herhangi olası uzun dönemli değişimden de arıtmak için) tüm gözlemsel veri setinden ortalama parlaklıklar çıkarılarak birleştirilmiş veri elde edilmiştir. Birleştirilmiş veri 0,403 günlük dönemi vermiştir. Şekil 2.3.1’de birleştirilmiş verinin dönem analizi sonuçları verilmektedir. Bu dönem yıldızın literatürde 0,806 gün olarak verilen döneminin tam yarısıdır. Bu nedenle yıldızın gerçek döneminin ne olduğuna karar verirken çok dikkatli olunması gerekmektedir. Eğer yıldızın ışık eğrisi birbirine yaklaşık eşit iki maksimuma sahipse bu durumda gerçek dönemin yarısı döneme sahip ışık eğrisi elde edilebilir. Ayrıca, bu dönemliliğin dışında bir değişim olup olmadığı araştırılmak üzere belirlenen kısa dönem veri setinden çıkarılarak yeni dönemler araştırılmış ancak herhangi bir dönemlilik belirlenememiştir.

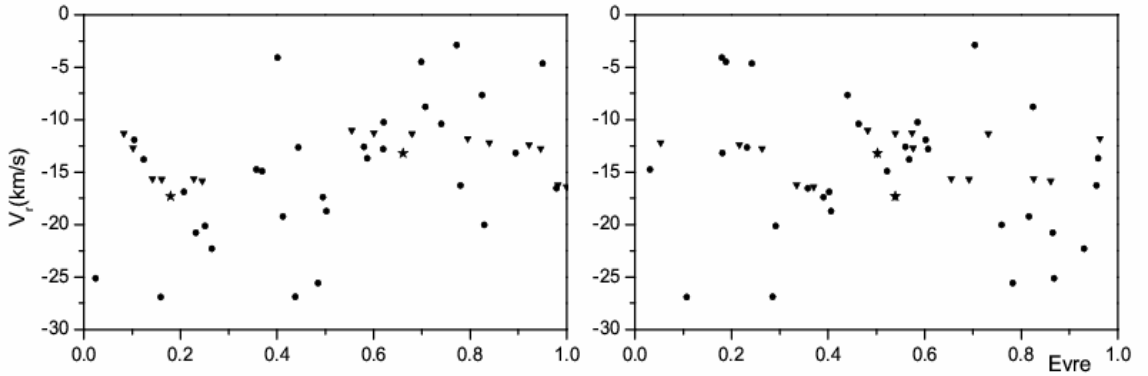


Şekil 2.3.1. Yıldızın şimdiye kadar elde edilen ışık eğrilerinin birleştirilmesinden elde edilmiş toplam ışık eğrisinin dönem analizi sonuçlarını veren power tayfları. x-ekseni çevrim/gün biriminde frekans ve y-ekseni kadir biriminde genliğin karesini ifade eden power (A^2) olarak verilmektedir.

2.3.2.2 Dönem: Dikine Hız Eğrisinden

Yıldızın dikine hızını ve eğer varsa tayfsal çizgi kesitlerindeki değişimleri belirlemek amacıyla 2003–2006 yılları arasında Ondrejov Gözlemevi, Tübitak Ulusal Gözlemevi ve Rozhen Gözlemevinde elde edilen 47 tane tayf kullanılmıştır. Ondrejov ve Tübitak Ulusal Gözlemevindeki tayflardan dikine hızlar Çapraz Eşleme tekniği ile okunmuştur. Bu tekniği kullanmak için gerekli olan karşılaştırma tayfi olarak da yıldızın salma ve/veya çizgi kesiti değişimi göstermeyen en iyi tayfi lınmıştır.

Ondrejov tayflarında dikine hızları okumak için HeI 6678 çizgisi, Rozhen tayflarında H_α ve H_β çizgileri ve TUG tayflarında H_δ çizgileri kullanılmıştır. Elde edilen dikine hızlar 0,806 gün ve 0,403 gün döneme göre çizdirilmiştir. Şekil 2.3.2’de bu dönemlere göre yıldızın dikine hız eğrileri verilmektedir.



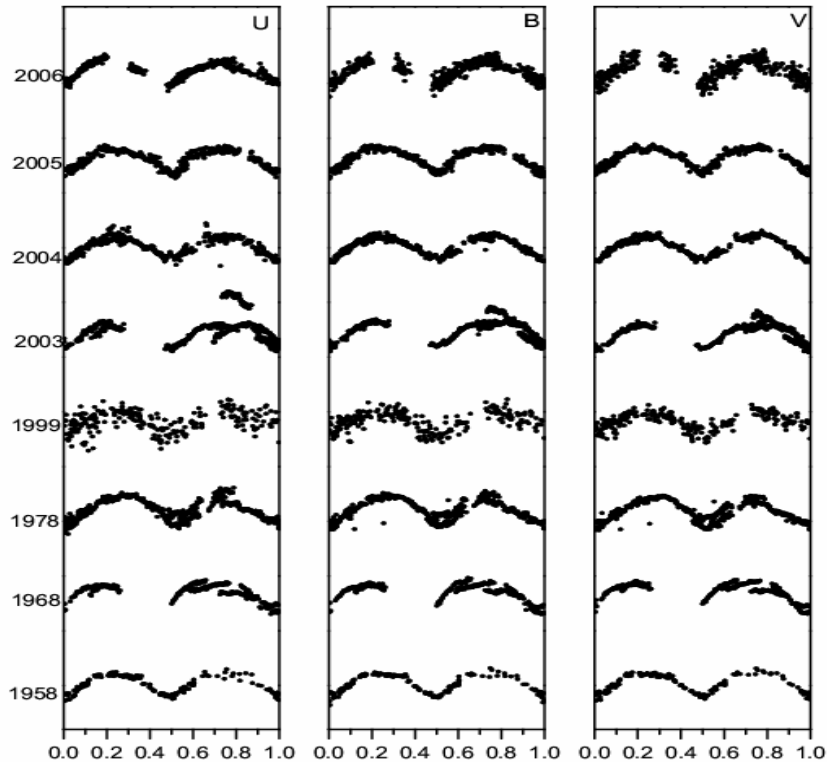
Şekil 2.3.2. Yıldızın 0,806 gün (sol) ve 0,403 gün (sağ) dönemine göre çizdirilmiş dikine hız eğrileri. Dolu daireler Ondrejov, ters üçgenler TUG ve yıldız Rozhen gözlemevlerinde elde edilen verileri göstermektedir.

Daha önce Hilditch ve diğ. (1982) tarafından yıldızın dikine hızları elde edilmiş ve 0,806 günlük döneme göre çizdirilmiştir. Ancak bu dönemle elde edilen dikine hız eğrisinde herhangi bir dönemli değişime rastlanmamış, maksimum beklendiği gibi 0,75 veya 0,25 evrelerde değil 0,5 civarında görülmektedir. Bu durum ve dikine hızın yarı-genliğinin yaklaşık 10 km/s gibi çok düşük değerlerde olması bu yıldızın kısa dönemli bir çift sistem olma olasılığını çözüm dışında

bırakmaktadır. 2003–2006 yılları arasında yıldızın elde edilen yeni tayfsal verilerinden görülen yıldızın dikine hızının literatürdeki genliğinden farklı olmadığıdır ve verilen 0,806 gün dönemle uyumlu görüldüğüdür. Dikine hızın dönemliliğini belirlemek amacıyla yeni elde edilen verilere Fourier analizi uygulanmıştır. Ancak fotometrik dönemle uyumlu bir dönemlilik belirlenememiştir.

2.3.3 Işık Eğrisindeki Değişimler

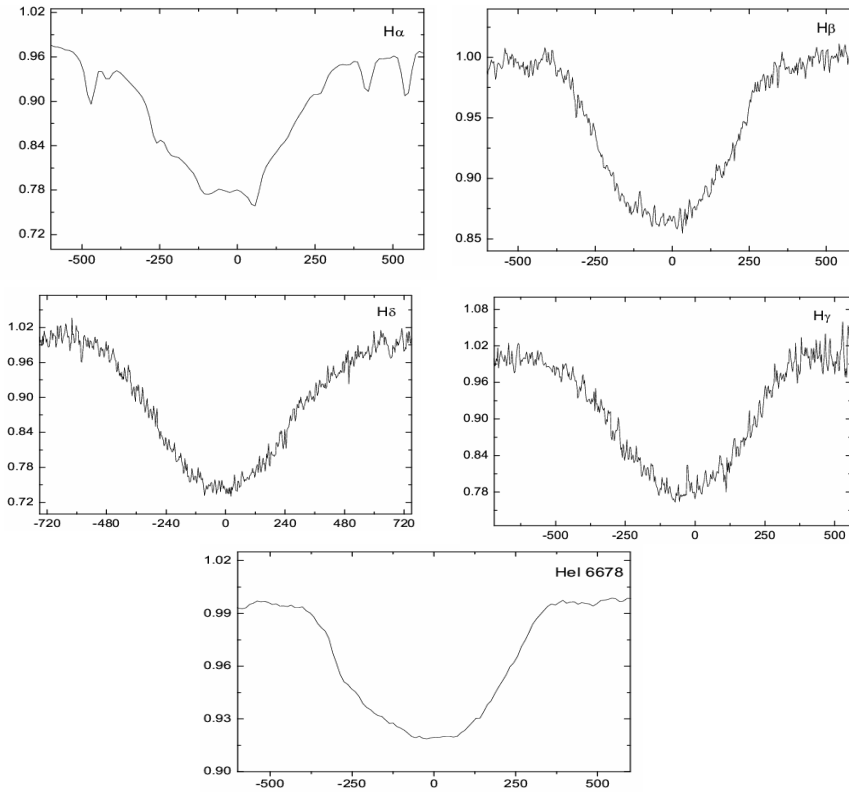
Kısa dönemli değişim gösteren Be yıldızlarının karakteristik bir özelliği onların parlaklıklarındaki ani artışlardır. Parlaklıkta buna benzer ani bir artış EM Cep yıldızı için de farklı zamanlarda farklı yazarlar tarafından belirlenmiştir (Karimie, 1979, Kochiashvili, 1999). Şekil 2.3.3’de EM Cep’in günümüze kadar bizim tarafımızdan ve farklı yazarlar tarafından elde edilmiş ışık eğrileri yıldızın sergilediği değişimlerin açık olarak görülebilmesi amacıyla U, B ve V filtrelerinde $P=0,806$ gün dönemine göre çizdirilmektedir. Bu şekillerde evre, her bir yıl elde edilen T_0 ve P değerlerine göre çizdirilmiştir. Böyle bir ani artış yıldızın 2003 yılında yapılan gözlemlerinde de meydana gelmiştir. Maksimum artış U filtresinde olmaktadır.



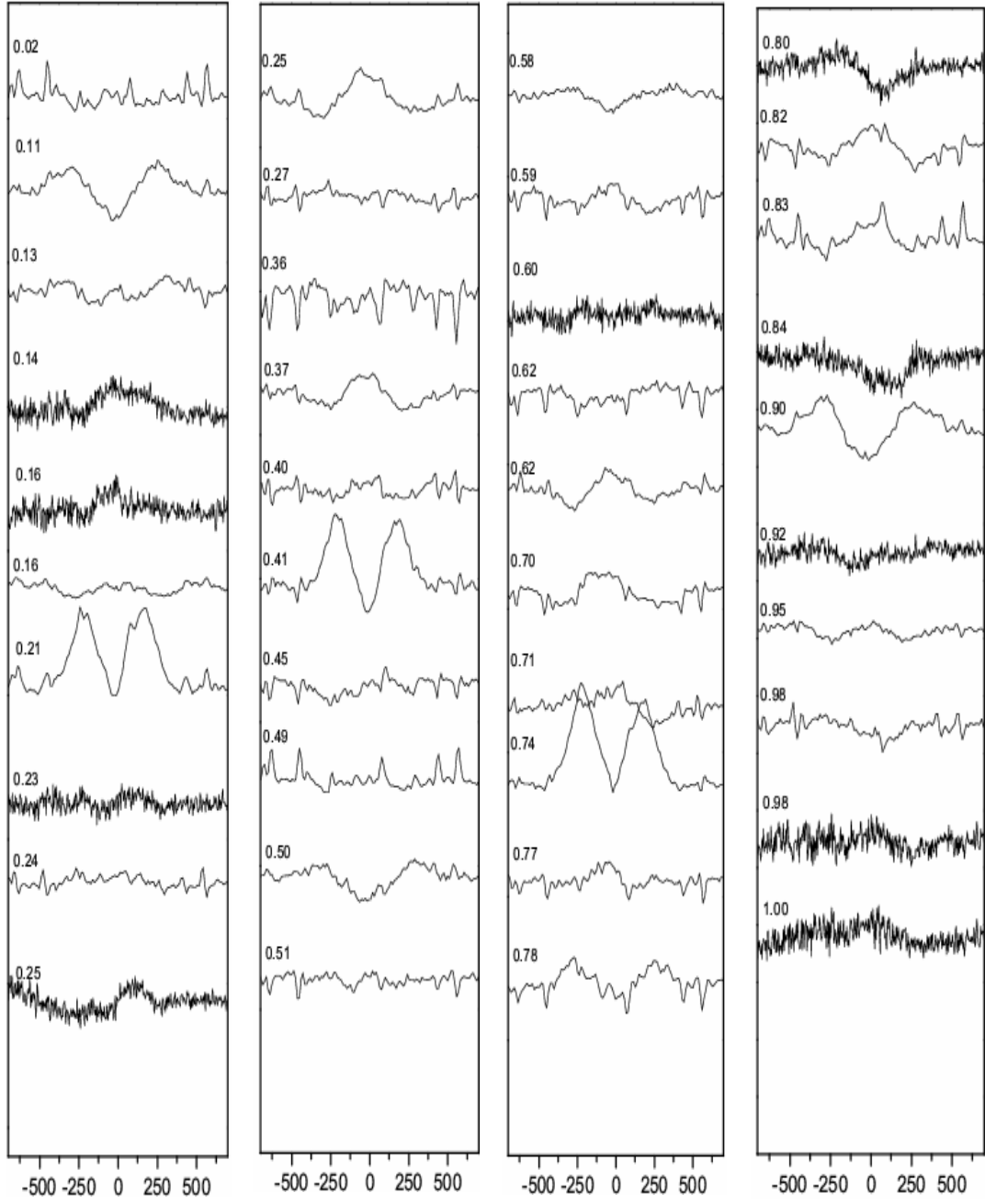
Şekil 2.3.3. Yıldızın U, B ve V filtrelerindeki ışık eğrileri $P = 0,806$ gün döneme göre çizdirilmektedir.

2.3.4 Çizgi Profili Değişimleri

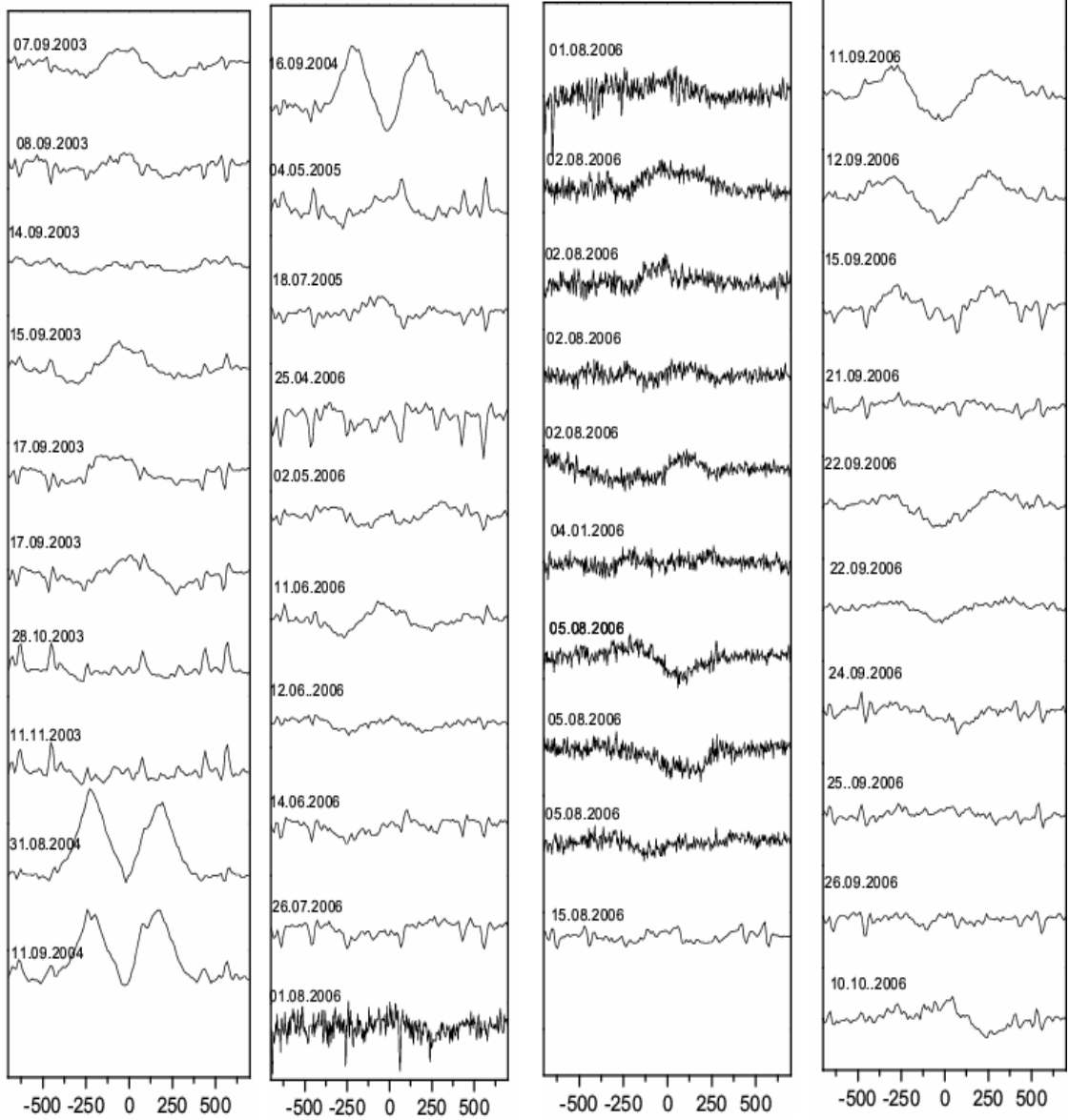
Yıldızın dikine hız eğrisi yalnızca çizgi merkezi ile ilgili bilgi vermektedir. Gerçek bir çizgi kesiti değişimini elde etmek için tüm kesitin değişimini çalışmak gerekir. Bunu yapmak için en güvenilir yöntem her bir çizgi kesitini ortalama çizgi kesitine bölerek fark kesitlerini oluşturmaktır. Bu yolla, ortalama çizgi kesitlerinden olan küçük farklar da görülebilmüş olur. Şekil 2.3.4'de HeI 6678 çizgisi ve hidrojen çizgileri için elde edilen ortalama çizgi kesitleri verilmektedir. Şekil 2.3.5 ve 2.3.6'da sırasıyla 0,806 gün döneme ve gerçek zamana göre evrelendirilmiş H_{α} fark kesitleri ve Şekil 2.3.7'de HeI 6678 çizgisinin gerçek zamana göre değişimi verilmektedir.



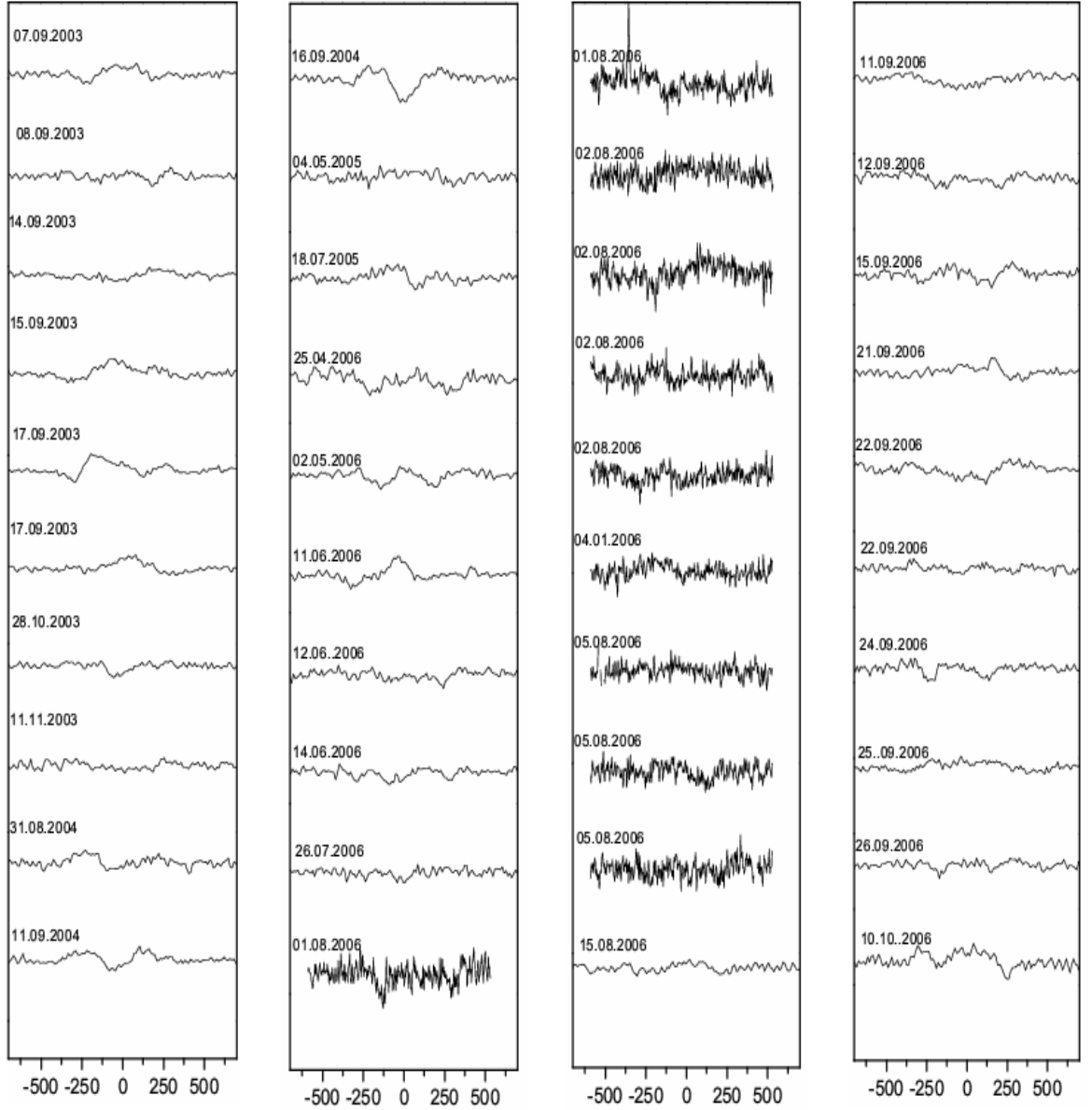
Şekil 2.3.4. HeI çizgisi ve bazı hidrojen çizgilerinin ortalama çizgi kesitleri.



Şekil 2.3.5. H_{α} çizgisinin fark kesitlerinin 0,806 gün döneme göre değişimi. y-ekseni yeğinlik ve x-ekseni km/s cinsinden hız olarak verilmektedir.



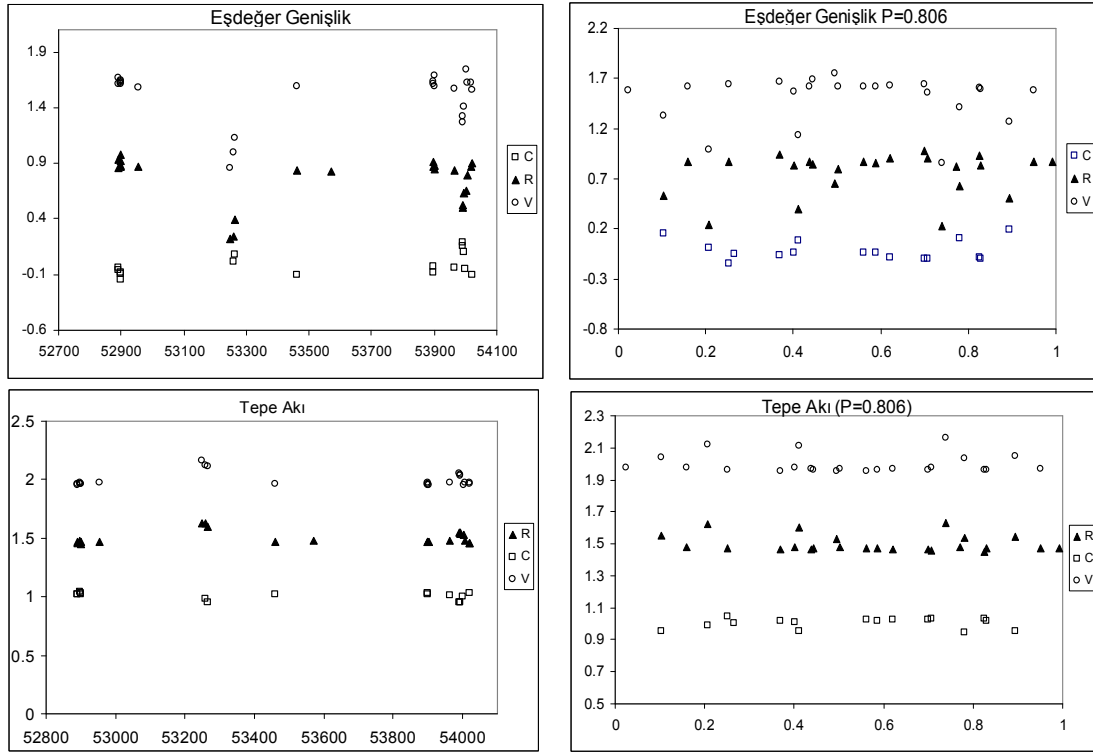
Şekil 2.3.6. H_{α} çizgisinin fark kesitlerinin gerçek zamana göre değişimi. Eksenler Şekil 2.3.5’de verildiği gibidir.



Şekil 2.3.7. HeI 6678 çizgisinin fark kesitlerinin gerçek zamana göre değişimi. Eksenler Şekil 2.3.5’de verildiği gibidir.

EM Cep’in H_{α} ve HeI’in fark tayfları incelendiğinde özellikle H_{α} için ek salma ve soğurma yapıları görülmektedir. Bu etkiler bazı tayflarda tamamen kaybolabilmektedir ve HeI için çok baskın değildir. Bu salma veya soğurma yapılarının zamanla veya fotometrik dönemle bir değişim gösterip göstermediğine bakmak ve kaynağı hakkında bilgi edinebilmek için ek salma ve soğurmaya karşılık

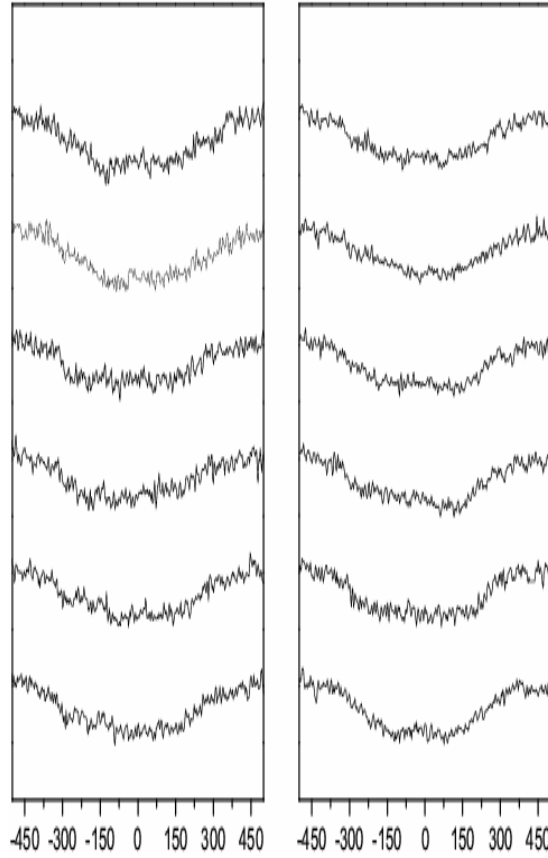
gelen eşdeğer genişlikler ve tepe akı değerleri SPEFO programı kullanılarak ölçülmüştür. Şekil 2.3.8'de ek salma veya soğurmaların mavi kanat (violet- V), kırmızı kanat (red- R) ve merkez (center- C)'lerine ait ölçülen eşdeğer genişlik ve tepe akı değerlerinin zamana göre ve 0,806 gün döneme göre değişimleri verilmektedir. Her iki şekilde de dönemli bir değişim net olarak görülmemektedir. Fotometrik dönemle özellikle bir değişimin görülmemesinin nedeni, tayfların uzun zaman aralıklarıyla alınmış olması olabilir. Çünkü bu tür yıldızlarda farklı zaman ölçeklerindeki değişimler birbirlerini etkilemektedir. Salma yapılarının nicesel olarak çok büyük olmaması da değişimin belirlenmesini zorlaştırmaktadır.



Şekil 2.3.8. Ek salma veya soğurmaların mavi kanat (violet- V, daireler), kırmızı kanat (red- R, dolu üçgenler) ve merkezlerine (center- C, kareler) ait ölçülen eşdeğer genişlik (üstte) ve tepe akı (altta) değerlerinin zamana göre ve 0,806 gün döneme göre değişimleri.

Yıldızın tayflarında belirgin başka bir özellik, özellikle HeI 6678 çizgisinde görülen merkezi salma benzeri yapıların varlığı ve bunların zamanla değişimidir.

Şekil 2.3.9'de 1 Ağustos 2006 ile 6 Ağustos 2006 tarihleri arasında alınmış tayflardaki Helyum çizgilerindeki bu yapılar açıkça görülmektedir. Bu merkezi salma benzeri tepeler süreklilikte optikçe ince, yıldızı saran diske kenardan bakmayla ilişkili olmalıdır. Bu tür özellikleri sergileyen Be yıldızlarıyla ilgili bir çalışma Rivinius ve diğ. (1999) tarafından yapılmıştır ve onların çalışması Hanuschik (1995) tarafından önerilen Keplerian dönme hızına sahip yıldızı saran diskteki kabuk çizgilerinin modellenmesini desteklemektedir.

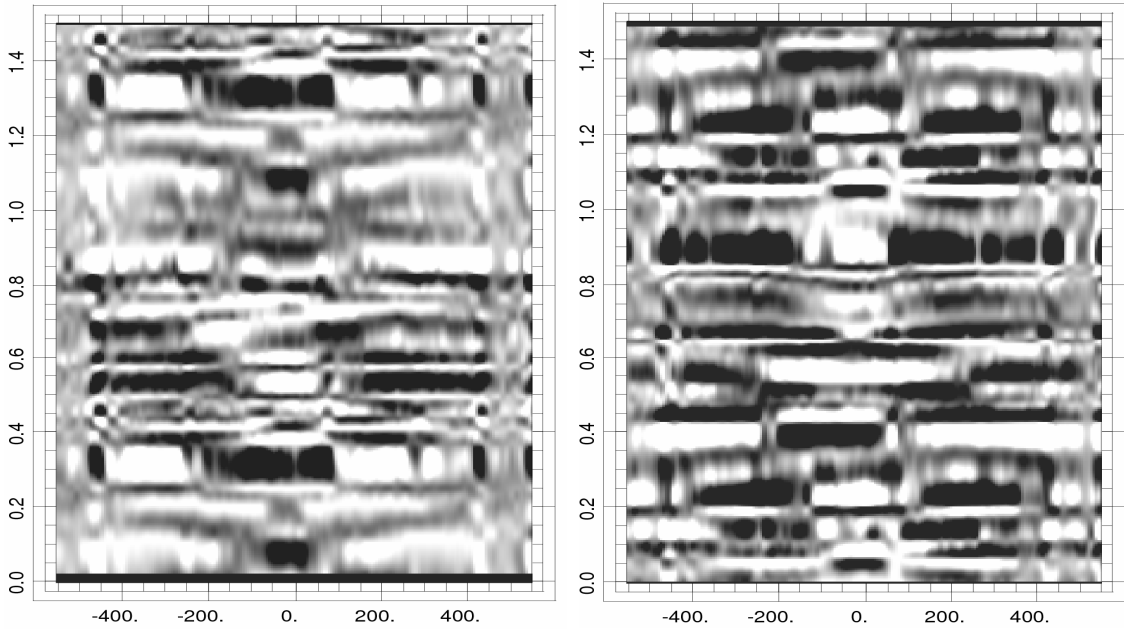


Şekil 2.3.9. HeI 6678 çizgisindeki merkezi salma benzeri yapılar. Eksenler Şekil 2.5'de verildiği gibidir.

Yukarıda verilen şekillerden veya diğer bölümlerde incelenen parlaklık, dikine hız veya çizgi kesiti gibi tek boyutlu niceliklerle dönemli bir değişimin olup olmadığını veya doğru dönemliliği belirlemek çok kolay görünmemektedir. Verilen bir döneme göre evrelendirilmiş fark kesitlerinin siyah-beyaz şekillerinin (grey-scale diagrams) incelenmesi ile daha iyi bir dönem elde edilebilir. Bu yöntem çizgi

kesitlerini zaman ve dalgaboyu olmak üzere iki boyutlu olarak görme imkânı vermektedir. Doğru dönemden elde edilecek evre diyagramı zamanla sürekli olarak değişen belirli bir yapıyı sergilemelidir. Diğer dönemlerdeki şekiller ise gelişigüzel yapılarla bozulmuş olmalıdır. Bu, günün katlarından kaynaklanan yanlış dönemleri (alias) ayırmada önemlidir ve bu yüzden gerçek dönemin daha güvenilir bir göstergesidir.

İşlem basamakları bir deneme dönemi için dalgaboyunun bir fonksiyonu olarak fark tayflarının evre grafiklerini oluşturmak ve görsel olarak uyumlu yapıların oluşmasını beklemekten ibarettir. Dönem küçük miktarlarla arttırılmalıdır ve başka bir grafik oluşturulmalıdır. Bu yıldız için en olası dönemleri 0,403 veya 0,806 gün civarında tahmin edildiği için araştırma bu iki dönem civarında yapıldı. Dalgaboyu yerine hız kullanımı tercih edildi, bu hız incelenen çizginin laboratuvar dalgaboyuna göre hesaplandı. Bu bize farklı çizgileri kolaylıkla karşılaştırma imkânı vermektedir. Gri-ölçekli görüntülerin elde edilmesinde Balona, L., A., (lab@sao.ac.za) tarafından hazırlanan program kullanılmıştır. Şekil 2.3.10'de sırasıyla 0,806 gün ve 0,403 gün dönemler için elde edilmiş siyah-beyaz ölçekli diyagramlar verilmektedir.



Şekil 2.3.10. H_{α} fark kesitlerinin 0,806 gün (solda) ve 0,403 gün (sağda) döneme göre evrelendirilmiş gri-ölçekli görüntüleri verilmektedir. x-ekseni hız eksenini ve km/s birimindedir y eksenini evre olarak verilmektedir. Şekillerde parlak bölgeler ortalama çizgi kesitlerine göre artık salmayı, koyu bölgeler de artık soğurmayı vermektedir.

Elde edilen H_{α} ve HeI çizgilerinin fark çizgi kesitlerinde yıldızı saran maddeden kaynaklan belirgin bir değişimin olduğu görölmekte ancak bunun verilen fotometrik dönemle uyumlu olduğu söylenememektedir.

BÖLÜM 3

TARTIŞMA VE SONUÇ

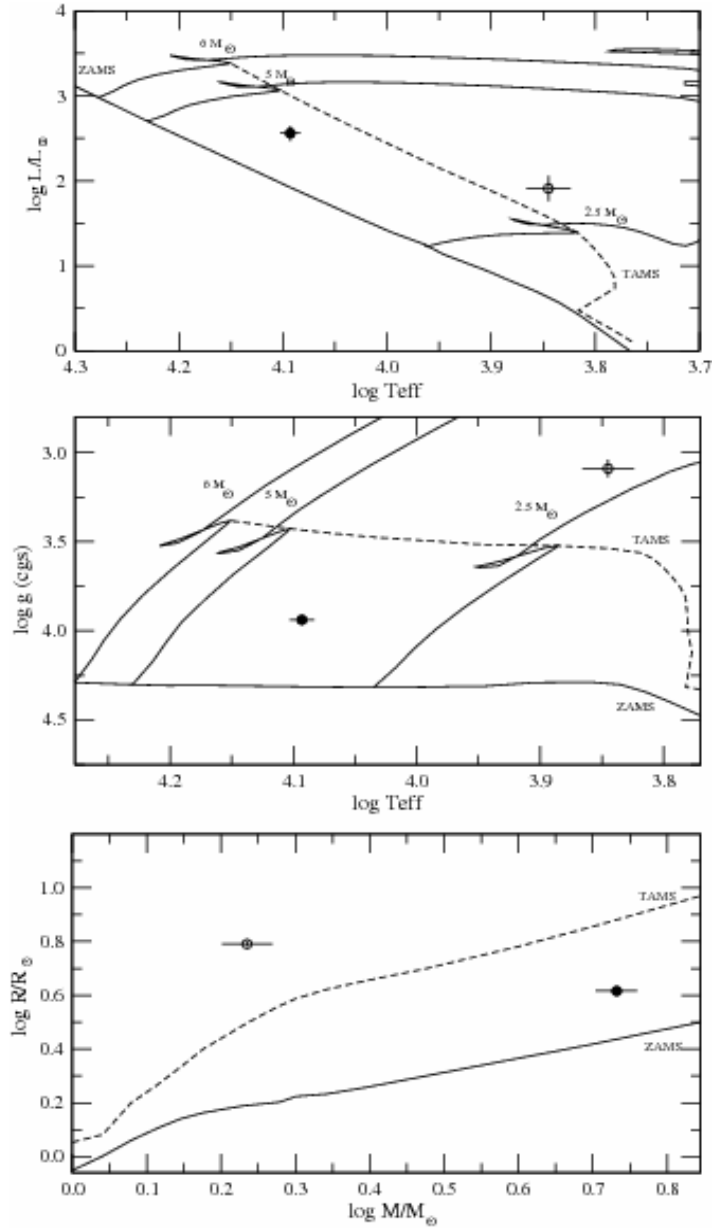
R Ara görelisi olarak parlak bir sistem olmasına rağmen literatürde fotometrik ve özellikle tayfsal olarak çok az gözlenmiştir. Bu nedenle yıldızın Mt John Gözlemevinde yeni yüksek duyarlıklı tayfları elde edilmiştir ve tayfında ilk kez ikinci bileşenin tayf çizgileri belirlenebilmiştir. Elde edilen dikine hız eğrisi literatürdeki ışık eğrileriyle birlikte çözülerek yıldızın mutlak parametreleri belirlenmiş ve en son evrim modelleri ile gözlemleri karşılaştırarak bileşenlerin evrim basamaklarını belirlenmiştir. R Ara yıldızının bileşenlerinin sıcaklık-ışıtma, sıcaklık-yüzey çekimi ve kütle-yarıçap grafiklerinde yerleri Şekil 3.1’de verilmektedir. Şekil 3.1’de her bir panelde, ZAMS (Sıfır yaş anakolu) ve TAMS (anakoldan ayrılma noktaları) eğrileri Girardi ve diğ. (2000) tarafından alınmıştır. R Ara hızlı kütle alış-verişinin bittiği ve kütle oranının tersine döndüğü evrede bulunmaktadır. Başlangıçta büyük kütleli olan bileşen artık küçük kütleli bileşendir. Bu senaryoya göre, şimdi kütle alan bileşen, aldığı kütleyle özümleyemediği için H-R diyagramında daha büyük kütleli yıldız olarak kendini korur. Böylece H-R diyagramında düşük ışıtmalı olarak görünür. Birinci bileşende olan bu durumun tersine, kütle kaybeden ikinci bileşen hızlı kütle aktarımının ardından daha büyük ışıtmalı hale gelmektedir.

R Ara sisteminin az olan minimum zamanlarının uzun bir zaman aralığına yayılmış olması sistemden kütle aktarım miktarının belirlenmesine olanak sağlamıştır. Sistemin (O-C) analizinden kütle aktarım miktarı $5,23 \times 10^{-7} M_{\odot}/\text{yıl}$ olarak hesaplanmaktadır. Bu sonuç yavaş kütle aktarımında olan bu tür sistemler için verilen $\Delta M \sim 10^{-11} - 10^{-7} M_{\odot}/\text{yıl}$ (Richards ve Albright, 1999) değer aralığındaki kütle aktarımıyla mukayese edildiğinde oldukça fazla olduğu görülmektedir. Bu durum aynı zamanda R Ara’da görülen salmaların varlığını da desteklemektedir.

R Ara sisteminde Balmer serisinin ilk çizgileri ve bazı Helyum çizgileri salma bileşenindeki değişimler nedeniyle hem şekil hem de çizgi şiddeti olarak oldukça değişkendir. Bu salma yapılarının incelenmesi amacıyla bileşenlerin sentetik

tayları elde edilerek fark tayfları oluşturulmuştur. Elde edilen fark tayflarındaki ek salma ve soğurmalar yörünge evresine göre incelendiğinde bunların dikine hızlarının birinci bileşenin dikine hız eğrisi ile değiştiği görülmektedir. Bunun anlamı salmaları oluşturan yapılar ikinci bileşen tarafından aktarılan maddenin birinci bileşen etrafında toplanmasından oluşmaktadır. Ayrıca, bu tür sistemlerde ikinci yıldızın aktivitesinden kaynaklanan ek salma ve/veya soğurma yapıları da beklenmektedir. Ancak, R Ara sisteminde ikinci bileşenin sisteme olan ışık katkısının az olması böylesi bir etki varsa dahi daha baskın olan salma yapıları nedeniyle belirlenememesine neden olmaktadır ve salmalar incelendiğinde de ikinci bileşenden kaynaklanan bir değişim belirlenememiştir. Ayrıca yıldızın ışık eğrisindeki 0,25 evrede görülen parlaklık azalması da düzenli olmayan madde aktarımıyla ilişkili olmalıdır. R Ara sistemi, Be türü yıldızlardaki salmaların oluşum mekanizmalarından biri olan çift yıldız olma senaryosuna uymaktadır. Buna ilave olarak birçok tek Be türü yıldızdaki salmalara neden olan yıldız rüzgârı ve hızlı dönme ile madde atımı da R Ara sisteminin ön tayf türünden olan birinci bileşeninden beklenmelidir. Böylece tüm bu etkiler sistemin tayfında oldukça değişken salma yapılarını doğurmaktadır.

V716 Centauri parlak güney yarımküre yıldızının Mt. John Gözlemevinde elde edilen yüksek duyarlı tayfları çalışılarak, sistemdeki salma yapısı incelenmiştir. Ayrıca, bu çalışmada sistemin ikinci bileşeninin tayf çizgileri ilk kez belirlenebilmiştir. Sistemin mutlak parametreleri hesaplanarak ve en son evrim modelleri ile gözlemleri karşılaştırarak bileşenlerin evrim basamaklarını belirlenmiştir. Sistemin her iki bileşenine ait duyarlı dikine hız eğrilerinin elde edilmesi ve literatürdeki tek ışık eğrisi olan Hipparcos ışık eğrisiyle birlikte çözümünden bileşenlerin kütlelerini $M_1=5,93 M_{\odot}$ ve $M_2=2,51 M_{\odot}$ olarak belirlenmektedir. Bileşenlerin kütleleri birinci ve ikinci bileşen için sırasıyla B5.5 (ya da biraz daha ön tür) ve A3 tayf türünden anakol yıldızlarına uygundur.



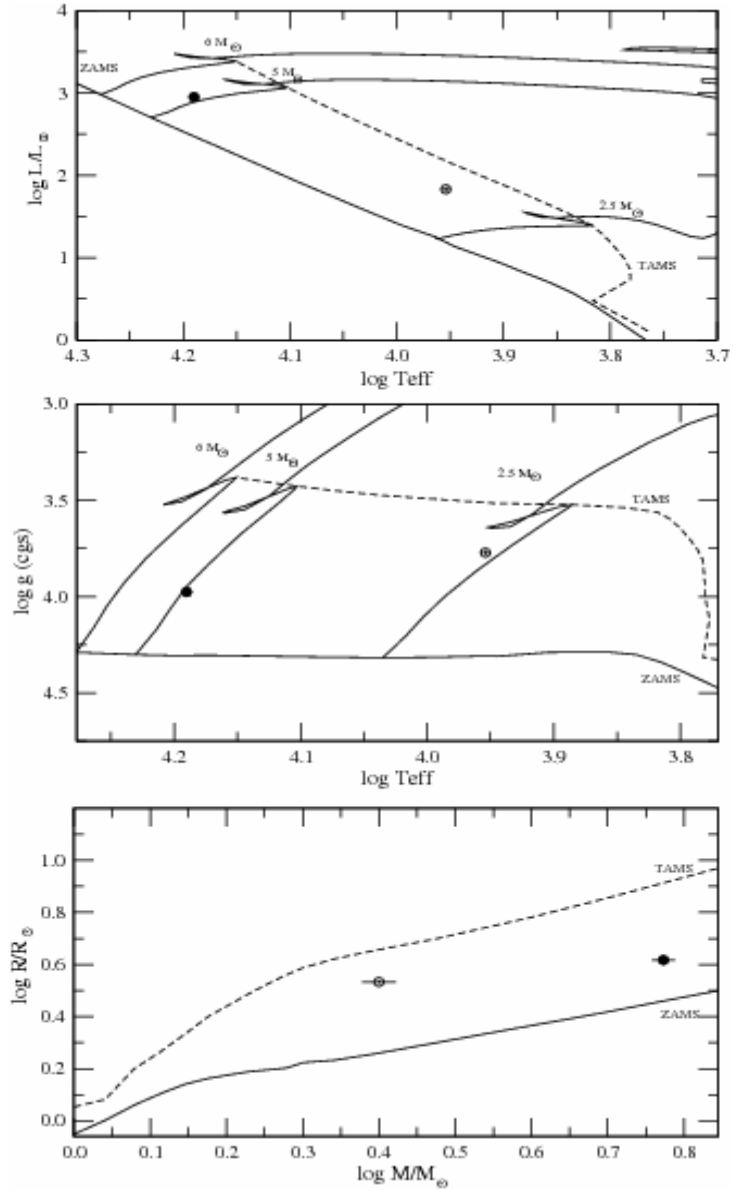
Şekil 3.1. Sıcaklık-ışıtma (üst panel), sıcaklık-yüzey çekimi (orta panel) ve kütle-yarıçap (alt panel) grafiklerinde R Ara yıldızının bileşenlerinin yerleri ZAMS ve TAMS eğrilerine göre verilmektedir. Dolu daireler birinci bileşeni boş daireler ikinci bileşeni göstermektedir.

V716 Cen yıldızının bileşenlerinin sıcaklık-ışıtma, sıcaklık-yüzey çekimi ve kütle-yarıçap grafiklerinde yerleri Şekil 3.2’de verilmektedir. Şekil 3.2’de her bir panelde, ZAMS (Sıfır yaş anakolu) ve TAMS (anakoldan ayrılma noktaları) eğrileri Girardi ve diğ. (2000) tarafından alınmıştır. V716 Cen yıldızının literatürdeki OB

türü çift sistemler ile benzerliği incelendiğinde, TT Aur (Özdemirve diğ., 2001), SX Aur (Chambliss ve Leung, 1979), XZ Cep, V448 Cyg (Harries, Hilditch ve Hill, 1997), U Her (Hilditch, 1984), VY Lac (Semeniuk ve Kaluzny, 1984), Beta Lyr (Harmanec, 1990), DM Per (Hilditch, Hill ve Khalessch, 1992), IZ Per (Srivastava ve Padalia, 1970), V356 Sgr, Z Vul (Hilditch ve Bell, 1987), V Pup (Andersen ve diğ., 1983), mü1 Sco (Schneider, Darland ve Leung, 1979), V337 Aql (Giuricin ve Mardirossian, 1981) IU Aur (Giuricin ve diğ., 1979) ve LY Aur (Cester ve diğ., 1978) sistemlerinin yarı-ayrık yapıları nedeniyle benzer oldukları görülmektedir. Bu sistemlerin tümünde, A-türü madde aktarımı Roche şişimini doldurmuş daha düşük kütleli bileşenden birinci bileşene doğru olmaktadır (Paczynski, 1971). V716 Cen sisteminin toplam kütlesi OB-türü sistemlerin çoğundan daha küçük olmasına rağmen, V716 Cen ile bu sistemler arasında bileşenlerin ön tayf türünden olması, kütle aktarımının daha küçük kütleli ikinci bileşenden birinci bileşene doğru olması ve bileşenlerin H-R diyagramındaki yerleri bakımından benzerlikleri oldukça çarpıcıdır ve V716 Cen yıldızının hızlı kütle alış-verişinin bittiği ve kütle oranının tersine döndüğü evrede olduğu sonucu çıkarılabilir. Başlangıçta büyük kütleli olan bileşen artık küçük kütleli bileşendir. Bu senaryoya göre, şimdi kütle alan bileşen, aldığı kütleyle özümleyemediği için H-R diyagramında daha büyük kütleli yıldız olarak kendini korur. Böylece H-R diyagramında düşük ışıtmalı olarak görünür. İbanoğlu ve diğ. (2006), yarı-ayrık sistemlerde kütle alan birinci bileşenin, aynı kütleli ayırık sistemlerdeki yıldızlarla karşılaştırılması yaparak benzer durumu önermektedirler. Birinci bileşende olan bu durumun tersine, kütle kaybeden ikinci bileşen hızlı kütle aktarımının ardından daha büyük ışıtmalı hale gelmektedir. Şu anda bileşenlerin H-R diyagramındaki yerleri (Şekil 2.2.6) V716 Cen sistemi için bu senaryoları desteklemektedir.

Çiftin bileşenlerinin sıcaklıklarına uygun balometrik düzeltme değerleri Budding ve Demircan (2007)'den alınmıştır. L_1 ve L_2 mutlak ışıtmaları ve uzaklık modülünü kullanarak V716 Cen sistemi için fotometrik uzaklık 340 ± 10 pc olarak belirlenmiştir. Bu uzaklık Hipparcos kataloğunda (ESA, 1997) verilen 337 ± 72 pc trigonometrik paralaks değeriyle uyumludur.

V716 Cen sistemi yarı-ayrık bir sistemdir ve madde aktarımı bulunmaktadır. V716 Cen yıldızı parlak bir sistem olmasına rağmen literatürde çok az sayıda minimum zamanı vardır ve bu zamanlar kullanılarak sistemdeki madde aktarım miktarı belirlenememektedir. Bu çalışmada yıldızın etrafındaki maddenin varlığını belirlemek amacıyla fark tayfları elde edilmiştir. Ancak, fark çizgi kesitlerinin sıfırdan önemli bir sapma yapmadığı görülmektedir. Bu yüzden, sistemde yıldızı saran önemli bir madde olmadığı sonucunu çıkarabiliriz. Aslında, bölüm 2.2.2’de de verilen sistemin konfigürasyonu, birinci bileşenin etrafında kalıcı bir gaz diskin oluşamayacağı kadar az bir alan olduğunu göstermektedir. Verilen bir sistemde yıldızın etrafında bulunan maddenin türü r-q diyagramından belirlenebilmektedir. Sistem bu diyagramda yerleştirildiğinde sistemin gazın doğrudan birinci bileşene çarparak şok bölgesiyle sonuçlanan geçici disk veya halka yapılarını oluşturacağı bölgeye düştüğü görülmektedir. Bu sistemler gaz akışından çarpışma bölgesinden ve geçici diskten kaynaklanan oldukça değişken salma yapılarına sahiptirler.



Şekil 3.2. Sıcaklık-ışıtma (üst panel), sıcaklık-yüzey çekimi (orta panel) ve kütle-yarıçap (alt panel) grafiklerinde V716 Cen yıldızının bileşenlerinin yerleri ZAMS ve TAMS eğrilerine göre verilmektedir. Dolu daireler birinci bileşeni boş daireler ikinci bileşeni göstermektedir.

EM Cep yıldızı Hilditch ve diğ. (1982) tarafından fotoğraf plakları ile elde edilen tayfların analizine kadar kısa dönemli bir çift sistem olarak düşünülmüş ve bu varsayıma göre incelenmiştir. Hilditch çalışmasında, yıldızın elde ettiği dikine hızları ve vsini değerini kullanarak EM Cep'in kısa dönemli ($P=0,806$ gün) bir çift sistemin

üyesi olamayacağını göstermiştir. Ancak, yazarın elde ettiği tayflar farklı zaman ölçeklerinde değişim gösteren Be yıldızlarının analizi için yeterli duyarlılıkta değildir. Hilditch (1982) yıldızın kısa dönemli bir çift sistem olamayacağını ancak Rachkovskaya (1975)'nin da daha önce belirttiği gibi yıldızın Beta Cep veya 53 Per türü değişen olabileceğini belirtirken uzun dönemli bir çift sistem üyesi olmaması üzerine bir kısıtlama getirmemiştir.

Literatürde şimdiye kadar belirtilen mekanizmaların olasılığını araştırmak amacıyla ilk olarak kütle, yarıçap gibi mutlak parametreleri belirlenmeye çalışılmıştır. EM Cep yıldızı bir küme üyesi olduğundan dolayı uzaklığı duyarlı bir şekilde belirlenebilmektedir. Yakut ve ark (2003), NGC 7160 kümesinin uzaklığını 760 ± 100 pc ve E(B-V) renk artığını $0,39^m$ olarak belirlemiştirler. Yıldız fotometrik gözlemleri U, B ve V Johnson filtrelerinde yapılmıştır ve bu gözlemler standarda dönüştürülerek yıldızın standart parlaklıkları elde edilebilmiştir. Yıldızın V standart parlaklığı $7,003 \pm 0,020$ olarak belirlenmiştir ve bilinen bu parametreler kullanılarak yıldızın mutlak görünür parlaklığı $-3,6 \pm 0,6$ olarak bulunarak kızıllaşmamış renkleri belirlenmiştir ($(B-V)_0 = -0,13 \pm 0,05$, $(U-B)_0 = -0,56 \pm 0,05$). Buna göre yıldız bir B2III (IV, V) (Straizys ve Kuriliene, 1981) tayf türünden bir yıldız olabilir ve bu durumda yıldızın yarıçapı ve kütlesi yaklaşık olarak $7 R_{\odot}$ ve $11 M_{\odot}$ olmalıdır.

Bir β Cep türü yıldız olup olmadığını belirlemek için zonklayan yıldızlar için karakteristik bir belirteç olan Q parametresi hesaplanmıştır. Sırasıyla 0,403 gün veya 0,806 gün için belirlenen Q değerleri 0,07 ve 0,15'dir. Bu değerler ve fotometrik değişimin genliği β Cep ve SPB (Slowly Pulsating B stars) yavaş zonklayan B türü yıldızlar için verilen değerler ile uyumlu görünmemektedir (De Cat, 2002). Olası başka bir tür olan 53 Per sistemleri de oldukça küçük genlikli fotometrik değişimlere sahip (yaklaşık 0,015 kadir) ve dönme hızları da 170 km/s mertebelerindedir. Buna göre EM Cep bu türden bir zonklayan sistem olmamalıdır.

EM Cep, tayflarında Hidrojen ve Helyum çizgilerinde az ya da çok ve özellikle H_{α} çizgisinde oldukça karmaşık hareket eden yapılar sergilemektedir. Tayfsal gözlemler sonucunda elde edilen çizgi kesiti değişimleri fotometrik dönemi

desteklememektedir. Alınan tayfların uzun bir zaman aralığına yayılmasına rağmen, tayflar arasındaki zaman aralıklarının da uzun olması dönemi belirlemede bir sorun olarak karşımıza çıkmaktadır. Ancak çizgi kesitlerindeki ek salma ve soğurmanın zamanla değiştiği açık olarak görülmektedir. Bu yapılar ve ışık eğrisinde ani artışlar bu yıldızın etrafında yıldızla beraber dönen gaz bulutlarının varlığını desteklemektedir. Ayrıca, He I çizgilerinde görülen merkezi salma benzeri yapılar da yıldızı saran maddenin çizgi kesitlerini etkilediğini göstermektedir. Bu kısa dönemli değişimler için önerilen NRP modeli özellikle ani ışık artışlarını açıklayamadığı için yıldız etrafında yıldızla birlikte dönen madde varsayımı daha uygun görülmektedir.

Sonuç olarak, literatürde daha önce yıldızın etrafındaki maddenin varlığının göstergesi olan ek soğurma ve/veya salmalara ait bir bilgi bulunmamaktadır. Bu çalışma ile yıldızın etrafındaki maddenin varlığı tayfsal olarak açıkça belirlenmektedir. Ancak buna rağmen, EM Cep yıldızının doğası bugüne kadar elde edilen veriler ışığında net olarak çözülebilmemiş değildir. Yıldızın değişimlerinden sorumlu olarak daha önce önerilen kısa dönemli bir çift yıldız olma ihtimalini bugüne kadar elde edilen tayfsal veriler, hem yıldızın yeni duyarlı olarak elde edilen tayflarında ikinci bileşene ait çizginin belirlenememesi, hem de elde edilen dikine hız eğrisinin bunu doğrulamaması nedeniyle desteklenmemektedir. Diğer bir öneri olan zonklayan bir yıldız olması durumunun da yıldızın değişimden sorumlu olamayacağı ortaya çıkmaktadır. EM Cep için yapılan gözlemlerden, fotometrik dönem 0,403 gün veya bu değer iki katı olan 0,806 gün olmalıdır. Yıldızın belirlenen mutlak parametrelerinden 0,806 gün dönem için, kritik dönme hızı 440 km/s olarak belirlenmektedir. Buna göre yıldızın dönme hızı bu değerden çok farklı olmamalıdır, 0,403 gün için hesaplanan değer çok büyük hızlar verdiği için değişimden sorumlu dönem olmamalıdır. 0,806 gün olan dönme dönemine sahip ve ışık eğrisindeki değişimlerin yıldızı saran maddeden kaynaklanması en uygun model görülmektedir, ancak tayf çizgilerindeki salma yapılarının düzensiz değişmesi ve fotometrik dönemle uyumlu belirlenememesi çelişkilidir.

Son olarak, eğer yıldız Hitditch (1982) tarafından daha önce önerildiği gibi uzun dönemli bir çift sistemin üyesi ise, bu durumda gözlenen 0,806 gün dönemli

ışık değişimi ve hareket eden alt-yapılar fotosferin üzerinde yıldızı saran maddenin daha iç kısımlarıyla belli derecede ilişkili yıldızla birlikte hareket eden bazı yapılardan kaynaklanmalıdır. Ancak, yıldızın elde edilen hem fotometrik hem de tayfsal verileri böylesi bir dönemliliği belirlemek için yeterli olmamaktadır.

KAYNAKLAR

- Abt H. A. ve Cardona O., 1984. Be stars in binaries. *Astrophysical Journal*, 285, 190-194.
- Albright G. E. ve Richards M. T., 1995, Circumstellar Matter in Direct Impact Algol Systems. *Astrophysics and Space Science*, 224, 415–416.
- Allen D. A. ve Swings J. P. 1976. The spectra of peculiar Be stars with infrared excesses. *Astronomy and Astrophysics*, 47, 293-302.
- Andersen J., Clausen J. V., Gimenez A. ve Nordstroem B., 1983. Absolute dimensions of eclipsing binaries. II - The early-type semidetached system V Puppis. *Astronomy and Astrophysics*, 128, 17–28.
- Andrillat Y. ve Houziaux L., 1967. Spectres infrarouges de quelques etoiles des premiers types entre 6500 et 8800Å. *Publications de l'Observatoire de Haute-Provence*, 9, 107-117.
- Andrillat Y. ve Houziaux L., 1972. Spectres de quelques étoiles Be entre 7000 et 9600 Å. *Astrophysics and Space Science*, 15, 240.
- Andrillat Y. ve Houziaux L., 1975. The infrared spectra of several peculiar emission-line stars. *Academie des Sciences (Paris), Comptes Rendus, Serie B - Sciences Physiques*, 281, 321-323.
- Baade D., 2000. Observed Periodic Phenomena. *The Be Phenomenon in Early-Type Stars, IAU Colloquium 175, ASP Conference Proceedings*, 214: 178.
- Bakış H., Bakış V., Demircan O. ve Budding E., 2005. Standard UBV Observations at the Çanakkale University Observatory (ÇUO). *Turkish Journal of Physics*, 29: 217–222.
- Bakış V., Bakış H., Eker Z. ve Demircan O., 2007. η Muscae: A Young Detached Binary with Two Identical Components. *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.*, Baskıda.
- Bakos G. A. ve Tremko, J., 1975. The Eclipsing Binary EM Cephei. *J. Roy. Astron. Soc. Canada*, 69: 307–315.
- Balona L. A. 1990. Short-period variability in Be stars. *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.*, 245: 92–100.

- Balona L. A., 1995. Tests of the Pulsation and Starspot Models for the Periodic Be-Stars. *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.*, 277: 1547–1554.
- Balona L. A., 2000, The Be Phenomenon. *The Be Phenomenon in Early-Type Stars, IAU Colloquium 175, ASP Conference Proceedings*, 214, 1-12.
- Balona L. A. ve Lawson W. A., 2001. Short-period line profile variations in the Be star ϵ Cap. *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.*, 321, 131–142.
- Balona L. A. ve James D. J., 2002. Short-period line profile and light variations in the Be star λ Eridani. *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.*, 332, 714–722.
- Balona, L., A., Creating a Greyscale Image from Spectra, *özel iletişim*.
- Banks T., 1990. Light Curves for R Arae. *Information Bulletin on Variable Stars*, 3455.
- Batten Alan H., 1973. Binary and multiple systems of stars. *Oxford ; New York : Pergamon Press*.
- Bekenstein J. D., Bowers R. I., 1974. Do OB runaways have collapsed companions?. *Astroph. J.*, 190, 653-659.
- Bond Howard E., 1973. Be Stars in the Galactic Cluster M 52, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 85,405.
- Breinhorst R. A. ve Karimie M. T., 1980. The period of EM Cephei Constant or variable. *Publ. Astron. Soc. Pacific*, 92: 432–457.
- Briot D., 1977. Paschen lines in Be stars - correlation between the presence of Paschen emission lines and the infrared excess. *Astronomy and Astrophysics*, 54, 599–606.
- Budding E., 1984. A Catalogue of Classical Evolved Algol-Type Binary Candidate Stars. *BICDS*, 27, 91-130.
- Budding E. ve Demircan O., 2007. *Introduction to Astronomical Photometry* (2nd ed.). Cambridge University Press., 434 p.
- Castor J. I., Abbott D. C. ve Klein R. I., 1975. Radiation-driven winds in Of stars. *Astrophysical Journal*, 195, 157 -174.
- Cester B., Fedel B., Giuricin G., Mardirossian F. ve Mezzetti M., 1978. Revised photometric elements of the eclipsing binaries LY Aur, AS Eri, AW Peg, Lambda Tau. II. *Astronomy and Astrophysics*, 62, 291–294.

- Chambliss C. R., 1969. The Variability of BV 516. *Information Bulletin on Variable Stars*, 408.
- Chambliss C. R. ve Leung K. C., 1979. The early-type semidetached system SX Aurigae. *Astrophys. J.*, 228, 828–837.
- Ciatti F., D'Odorico S. ve Mammano A., 1974. Properties and evolution of BQ[] stars. *Astron. Astrophys.*, 34, 181-186.
- Ciatti F.; Mammano, A. 1975. BQ[] stars: new observations and perspectives. *Astrophysique et spectroscopie*, 379- 382.
- Cousins A. W. J. ve Stoy R. H., 1962. Photoelectric magnitudes and colours of Southern stars. *Royal Obs. Bull.*, 64, 103.
- Cristescu C., Oprescu G. ve Suran M. D., 1981. The Light Curve and Elements for EM Cephei. *Information Bulletin on Variable Stars*, 2050.
- Curtiss R. H., 1911. The Astronomical and Astrophysical Society of America. *Science*, 34, 520-536.
- Curtiss R. H., 1916. Studies of class B stellar spectra containing emission lines. The spectrum of gamma Cassiopeiae.a. *Publications of the Astronomical Observatory of the University of Michigan*, 2, 35 p.
- Curtiss R. H. ve McLaughlin D. B., 1932. Variations of emission lines in three Be spectra. *Publications of the Astronomical Observatory of the University of Michigan*, 4, 163-164.
- de Cat P. 2002. An Observational Overview of Pulsations in β Cep Stars and Slowly Pulsating B Stars. *Radial and Nonradial Pulsations as Probes of Stellar Physics, ASP Conference Proceedings*, 259, 196-203.
- de Loore C. ve Doom C., 1992. Structure and evolution of single and binary stars. *Astrophysics and Space Science Library*, 179.
- Deutschman W. A. Davis R. J. ve Schild R. E., 1976. The galactic distribution of interstellar absorption as determined from the Telescope catalog of ultraviolet stellar observations and a new catalog of UBV, H-beta photoelectric observations. *Astrophysical Journal Supplement Series*, 30, 97–225.
- Erdem A., Doğru S. S., Bakış V. ve Demircan, O., 2007. Orbital period variations of four Algol-type eclipsing binaries: SW Cyg, UU Leo, XX Cep and BO Vul. *AN*, 328, 543.

- ESA, 1997. *The Hipparcos Catalogue*, ESA SP-1200.
- Fitzgerald M. P., 1970. The Intrinsic Colours of Stars and Two-Colour Reddening Lines. *Astronomy and Astrophysics*, 4, 234.
- Forbes M., Budding E. ve Priestley J., 1988. Photometric Fluctuations in the Light Curves of R Arae. *Information Bulletin on Variable Stars*, 3278.
- Forbes M. C., 1989. Unpublished M.Sc. Thesis, *Victoria University of Wellington*.
- Gerasimovič B. P., 1934. Non-static hydrogen chromospheres and the problem of Be stars. *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.*, 94, 737.
- Gaposchkin S., 1953. The eclipsing variables. *Annals of Harvard College Observatory*, 113, 67-149.
- Gerasimovič B. P., 1935. Radiation Field in A Hydrogen Nebular Envelope. *Zeitschrift für Astrophysik*, 10, 1.
- Gies D. R., 2000. Glimpses of Be Binary Evolution. *The Be Phenomenon in Early-Type Stars, IAU Colloquium 175, ASP Conference Proceedings*, 214, 668-680.
- Girardi L., Bressan A., Bertelli G. ve Chiosi C., 2000. *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 141, 371
- Giuricin G. ve Mardirossian F., 1981. Revised photometric elements of five eclipsing binaries. *Astronomy and Astrophysics Supplement*, 45, 499-505.
- Giuricin G., Mardirossian F., Mezzetti M. ve Cester B., 1979. Revised photometric elements of the eclipsing binaries IU Aur and delta Lib. *Astronomy and Astrophysics Supplement*, 37, 513-518.
- Golay M., 1974. *Introduction to Astronomical Photometry*, Reidel, Dordrecht.
- Habets G. M. H. J., 1986. The evolution of helium stars in the mass range 2.0 to 4.0 solar masses. 167, *Astronomy and Astrophysics*, 61-76.
- Hadrava P., 1995. Orbital elements of multiple spectroscopic stars. *Astronomy and Astrophysics Supplement*, 114, 393-396.
- Hadrava P., 2004. KOREL - User's guide. *PAICz*, 92, 15-35.
- Hanuschik R. W., 1995. Shell lines in disks around Be stars. 1: Simple approximations for Keplerian disks. *Astronomy and Astrophysics*, 295: 423-434.

- Harries T. J., Hilditch R. W. ve Hill G., 1997. Interacting O-star binaries: V382 Cyg, V448 CYG and XZ CEP *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.*, 285, 277-287.
- Harmanec P., Koubsky P. ve Krpata J., 1973. Properties and nature of shell stars. 3. Periodic radial-velocity changes of 4 Herculis. *Astron. Astrophys.*, 22, 337-341.
- Harmanec P., Koubsky P. ve Krpata J., 1974. Properties and nature of shell stars. 4. 88 Herculis: the 87-day period confirmed. *Astron. Astrophys.*, 33, 117-121.
- Harmanec P. 1983. Review of observational facts about Be stars. *Workshop on Rapid Variability of Early-Type Stars, Hvar, Yugoslavia, Sept. 19-23, 1983, Hvar Observatory*. 7, 55-95.
- Harmanec P., 1990. A consistent set of physical elements for the B6-8II + B0V:e binary Beta Lyrae. *Astronomy and Astrophysics*, 237, 91–96.
- Harmanec P., 2001. Hot emission-line stars after 134 years of study. A personal view of current problems. *PAICz*, 89, 9–22.
- Harmanec P., Bisikalo, D. V., Boyarchuk, A. A. ve Kuznetsov, O. A., 2002. On the role of duplicity in the Be phenomenon. I. General considerations and the first attempt at a 3-D gas-dynamical modelling of gas outflow from hot and rapidly rotating OB stars in binaries. *Astronomy and Astrophysics*, 396, 937-948.
- Hauck B. ve Mermilliod M., 1998. Uvbybeta photoelectric photometric catalogue. *Astronomy and Astrophysics Supplement*, 129, 431-433.
- Hearnshaw J. B., Barnes S. I., Kershaw G. M., Frost N., Graham G., Ritchie R., Nanakivell G.R., 2002, The Hercules Échelle Spectrograph at Mt. John. *Exp. Astron.*, 13, 59-76.
- Herchel J. S., 1833. Remarks on his fifth catalogue of double stars. *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.*, 2, 137.
- Hertzsprung E., 1942. Some of the magnitude estimations used by Hertzsprung were made by Kruyt-bosch. *Bull. Astron. Inst. Neth.*, 9, 277.
- Hilditch R. W., McLean B. J. ve Reid I. N., 1982. A Spectroscopic Study of the Shortperiod Variable Be-Star Em-Cephei. *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.*, 200: 1153–1159.

- Hilditch R. W., 1984. A study of the early-type semi-detached binary system U Herculis. *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.*, 211, 943-951.
- Hilditch R. W. ve Bell S. A., 1987. On OB-type close binary stars. *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.*, 229, 529-538.
- Hilditch R. W., Hill G. ve Khalessheh B., 1992. The triple system DM Persei revisited. *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.*, 254, 82-86.
- Hill G., Hilditch R. W. ve Pfannenschmidt F. L. 1976. Photoelectric measures of variable stars observed at MT. Kobau (1970–73). *Publ. Astron. Soc. Pacific*, 15: 1–35.
- Hirata R. ve Kogure T., 1984. The Be star phenomena. II - Spectral formation and structure of envelopes. *Astronomical Society of India, Bulletin*, 12, 109-151.
- Hoogerwerf R., de Bruijne J. H. J. ve de Zeeuw P. T., 2001. On the origin of the O and B-type stars with high velocities. II. Runaway stars and pulsars ejected from the nearby young stellar groups. *Astronomy and Astrophysics*, 365, 49-77.
- Huang S. S., 1973. Profiles of emission lines in Be stars. II. Interpretation of the long-period V/R variation. *Astrophys. J.*, 183, 541-554.
- Hube D. P., 1970. The radial velocities of 335 late B-type stars. *Mem. R. Astron. Soc.*, 72, 233.
- Hubert-Deplace A. M., Hubert H., 1981. The recent peculiar behaviour of the Be star, HD 200120, 59 CYG. *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 44, 109-114.
- Ibanoğlu C., Soyduğan F., Soyduğan E. ve Dervişoğlu, A., 2006. Angular momentum evolution of Algol binaries. *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.*, 373, 435-448.
- Johnson H. L. ve Morgan W. W., 1953. Fundamental stellar photometry for standards of spectral type on the revised system of the Yerkes spectral atlas. *Astrophys. J.*, 117, 313.
- Johnson H. L., Iriarte B., Mitchell R. I. ve Wisniewski W. Z., 1966. UBVRIJKL photometry of the bright stars. *Commun. Lunar Planet. Lab.*, 4, 99.
- Johnston K., 1970. The Light Variation of EM Cephei. *Publ. Astron. Soc. Pacific*, 82: 1093–1110.

- Karimie M. T., 1979. On the Variable Light Curve and Period of EM Cephei. *Information Bulletin on Variable Stars*, 1594.
- Keenan P. C. ve Morgan, W. W., 1951. Classification of Stellar Spectra. *Proceedings of a topical symposium, commemorating the 50th anniversary of the Yerkes Observatory and half a century of progress in astrophysics, New York*. p. 12.
- Kochiashvili N. T., 1999. UBVR Photometry of Gas-Darkened Variable Systems. EM Cep. *Astrophysics*, 42: 399.
- Kondo Y., McCluskey G. E. ve Eaton J. A., 1976. Ultraviolet photometry from the Orbiting Astronomical Observatory. XXII Ultraviolet light variation of Beta Lyrae. *Astrophysics and Space Science*, 41, 121-137.
- Kondo Y., McCluskey G. E. ve Wu C.-C., 1981. Five-color band ultraviolet photometry of fourteen close binaries. *Astrophysical Journal Supplement Series*, 47, 333-338.
- Kondo Y., McCluskey G. E., ve Parsons S. B., 1985. Variable, optically thick plasma in the interacting binaries R Arae and HD 207739. *Astrophysical Journal*, 99, 281
- Koubsky P., Richards M. T., ve Simon V., 1998. Circumstellar Matter in the Interacting Binary CX Draconis. *Proceedings of the 29th Conference on Variable Star Research*, 207 p.
- Kreiner J. M., Kim C. H. ve Nha I. S., 2001. An Atlas of O-C Diagrams of Eclipsing Binary Stars. *Wydawnictwo Naukowe Akademii Pedagogicznej, Krakow*.
- Kreiner J. M., 2004. Up-to-Date Linear Elements of Eclipsing Binaries, *Acta Astronomica*, 54, 207-210.
- Kriz S. ve Harmanec P., 1975. A hypothesis of the binary origin of Be stars, *Astronomical Institutes of Czechoslovakia*, 26, 65-81.
- Kurucz R. L., 1993, CD-ROM 13, 18 <http://kurucz.harvard.edu>
- Lamers H. J. G. L. M. ve Snow T. P., Jr. 1978. Ionization conditions in the expanding envelopes of O and B stars. *Astrophysical Journal*, 219, 504-519.
- Lamers H. J. G. L. M., Zickgraf F.-J., de Winter D., Houziaux L. ve Zorec J. 1998. A Revised Classification Scheme for B[e] Stars. *B[e] stars : Proceedings of the Paris workshop, Kluwer Academic Publishers*, 233, 277.

- Linnel A. P., Peters G. J. ve Polidan R. S., 1988. An improved photometric analysis of SX Aurigae. *Astrophys. J.*, 327, 265-272.
- Lynds C. R., 1959a. The Light-Variability of Early B Giants. *Astrophys. J.*, 130: 577-598.
- Lynds C. R., 1959b. A New Eclipsing Binary of Very Short Period. *Astrophys. J.*, 130: 603-610.
- Lubow S. H. ve Shu F. H., 1975. Gas dynamics of semidetached binaries. *Astrophysical Journal*, 198, 393-405.
- Marlborough J. M. ve Peters G. J., 1982. Variation of anomalous stages of ionization with spectral type for Be stars. *Be stars; Proceedings of the Symposium, Munich, West Germany*, 98, 387-389.
- Mason B. D., Ten B. Theo, Gies D. R., Hartkopf W. I. ve Thaller M. L., 1997. ICCD Speckle Observations of Binary Stars.XVIII.An Investigation of Be. *Astronomical Journal*, 114, 2112.
- McCluskey G. E. ve Kondo Y., 1983. International Ultraviolet Explorer observations of the peculiar variable spectrum of the eclipsing binary R Arae. *Astrophysical Journal*, 266, 255-260.
- McCluskey G. E. ve Kondo Y., 1984. Observations of eight close binaries with the Einstein Observatory, *Astronomical Society of the Pacific, Publications*, 96, 817-820.
- Merrill P. W., Burwell C. G., 1933. Catalogue and Bibliography of Stars of Classes B and a whose Spectra have Bright Hydrogen Lines. *Astrophysical Journal*, 78, 87.
- Merrill P. W. ve Burwell C. G., 1943. Supplement to the Mount Wilson Catalogue and Bibliography of Stars of Classes B and a whose Spectra have Bright Hydrogen Lines. *Astrophys. J.*, 98: 153-184.
- Merrill P. W. ve Burwell C. G., 1949. Second Supplement to the Mount Wilson Catalogue and Bibliography of Stars of Classes B and a whose Spectra have Bright Hydrogen Lines. *Astrophysical Journal*, 110, 387.
- Merrill P. W. ve Burwell C. G., 1950. Additional Stars whose Spectra have a Bright H α Line. *Astrophysical Journal*, 112, 72.

- Minikulov N. H. ve Tarasov A. E., 1988. The variability of Be-star EM Cephei. I The results of 1985–1986 polarimetric observations. *Izv. Krym. Astrophys. Obs.*, 79: 95.
- Napier W. Mcd., 1971. The Photometric Reflection Effect in Close Binaries. II: Comparison with Observation. *Astrophysics and Space Science*, 11, 475.
- Nield K. M., Priestley J. ve Budding E., 1986. UVB Observations of R Arae. *Information Bulletin on Variable Stars*, 2941.
- Nield K. M., 1991. Observations and analysis of the southern binary R Arae. *Astrophysics and Space Science*, 180, 233-252.
- Okazaki A. T., 1991. Long-term V/R variations of Be stars due to global one-armed oscillations of equatorial disks. *Astronomical Society of Japan, Publications*, 43, 75-94.
- Özdemir S., Ak H., Tanriver M., Gülseçen H., Gülseçen S., Saygaç A. T., Budding E. ve Demircan O., 2001. UVB Photometry of the Massive Eclipsing Binary TT Aur. *Publications of the Astronomical Society of Australia*, 18, 151-157.
- Packet W., 1981. On the spin-up of the mass accreting component in a close binary system. *Astronomy and Astrophysics*, 102, 17-19.
- Paczynski B., 1971. Evolutionary Processes in Close Binary Systems. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 9, 183.
- Payne-Gaposchkin C., 1945. *Harvard Ann*, 115, 46.
- Penrod G. D., 1986. Nonradial Pulsations and the Be Phenomenon. *Bulletin of the American Astronomical Society*, 18, 988.
- Peters G. J., 1979. An analysis of the far-ultraviolet spectra of the pole-on Be stars Upsilon Cygni and MU Centauri. *Astrophysical Journal Supplement Series*, 39, 175-193.
- Peters G. J., 1989. The H-alpha emitting regions of the accretion disks in ALGOLS. *Space Science Reviews*, 50, 9-22.
- Plaskett J. S. ve Pearce, J. A., 1931. The radial velocities of 523 O and B type stars obtained at Victoria. *Publ. Dom. Astrophys. Obs.*, 5: 1.
- Poeckert R., 1982. Model atmospheres of Be stars. *Be stars; Proceedings of the Symposium, Munich, West Germany*, 98, 453-481.

- Polidan R. S. ve Peters, G. J., 1976. Spectroscopic Observations of Be Stars in the Near Infrared. *Be and Shell Stars: IAU Symposium no. 70 (Merrill-McLaughlin Memorial Symposium) held at Bass River, Massachusetts*, 70, 59-65.
- Polidan R. S., 1976. On the Detection of Binary Be Stars. *Be and Shell Stars: IAU Symposium no. 70 (Merrill-McLaughlin Memorial Symposium) held at Bass River, Massachusetts*, 70, 401-415.
- Pols O. R., Cote J., Waters L. B. F. M. ve Heise J., 1991. The formation of Be stars through close binary evolution. *Astronomy and Astrophysics*, 241, 419-438.
- Pojmanski G., 2002. The All Sky Automated Survey. Catalog of Variable Stars. I. 0 h - 6 h Quarter of the Southern Hemisphere. *Acta Astronomica*, 52, 397-427.
- Popper D. M., 1966. Survey of Spectra of Southern Eclipsing Binaries. *Astronomical Journal*, 71, 175.
- Quist C. F. ve Lindegren L., 1999. The HIPPARCOS transit data: What, why and how? *Astronomy and Astrophysics Supplement*, 138, 327-343.
- Rachkovskaya T. M., 1975. *Izv. Krym. Astrophys. Obs.*, 53: 168.
- Rachkovskaya T. M., 1976. *Izv. Krym. Astrophys. Obs.*, 55: 100.
- Richards M.T., Jones R D. ve Swain M. A., 1996. Doppler Tomography and S-Wave Analysis of Circumstellar Gas in beta Persei. *Astrophysical Journal*, 459, 249-258.
- Richards M. T. ve Albright G. E., 1999. Morphologies of H α Accretion Regions in Algol Binaries. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 123, 537-626.
- Rivinius Th., Štefl S. ve Baade D., 1999. Central quasi-emission peaks in shell spectra and the rotation of disks of Be stars. *Astronomy and Astrophysics*, 348: 831-842.
- Roberts A. W., 1894. Variation of (3416)-Velorum and (5949)-Arae. *Astronomical Journal*, 14, 113-117.
- Roberts A. W., 1901. Southern variable stars. *Astronomical Journal*, 21, 81-95.
- Rucinski S. M., 1970. The Photometric Proximity Effects in Close Binary Systems. IV. The Non-gray Model Atmospheres for the Illuminated Early-type Stars. *Acta Astronomica*, 20, 327.

- Saad S. M., Kubát J., Koubský P., Harmanec P., Škoda P., Korčáková D., Krtička J., Šlechta M., Božić H., Ak H., Hadrava P. ve Votruba V., 2004. Properties and nature of Be stars Dra. XXIII. Long-term variations and physic properties of κ Dra. *Astronomy and Astrophysics*, 419, 607-621.
- Sahade J., 1952. The Spectrum of the Eclipsing Variable R Arae. *Astrophysical Journal*, 116, 27-34.
- Schild R. E., 1976. Energy distributions of Be stars. *In: Be and shell stars; Proceedings of the Merrill-McLaughlin Memorial Symposium, Bass River*, 70, 107-117.
- Schoffel E. ve Kohler U., 1965. Photometric Light-Curves of Bright Southern BV-Stars Eclipsing Binaries. *Information Bulletin on Variable Stars*, 77.
- Schneider D. P., Darland J. J. ve Leung K. C., 1979. Semidetached systems of spectral type B: BF Aurigae, μ^1 Scorpii, and V Puppis. *Astron. J.*, 84, 236-243.
- Secchi A., 1867. Correspondence - Stellar Spectrometry. *Astronomical Register*, 5, 18.
- Semeniuk I. ve Kaluzny J., 1984. VY Lac - A possible semidetached system of early type. *Acta Astronomica*, 34, 207-216.
- Skuljan J., 2004. HRSP - A dedicated echelle reduction software package for Hercules. *ASP Conference Proceedings*, 310, 575.
- Skuljan J., Ramm D. J. ve Hearnshaw J. B., 2004. Accurate orbital parameters for the bright southern spectroscopic binary ζ Trianguli Australis - an interesting case of a near-circular orbit. *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.*, 352, 975-983.
- Slettebak A., Collins G. W. II., Parkinson T. D., Boyce P. B. ve White N. M., 1975. A system of standard stars for rotational velocity determinations. *Astrophysical Journal Supplement Series*, 29, 137-159.
- Slettebak A. ve Carpenter K. G., 1978. Ultraviolet spectroscopic observations of some Be stars of later type and A-F type shell stars. *Astrophysical Journal Supplement Series*, 53, 869-892.
- Smalley B., 2004. Observations of convection in A-type stars. *Proceedings IAU Symposium*, 224, 131 – 138.

- Srivastava R. K. ve Padalia T. D., 1970. The photoelectric light elements of IZ Per. *Bull. Astron. Inst. Czech.*, 21, 359.
- Straizys V. ve Kuriliene G., 1981. Fundamental stellar parameters derived from the evolutionary tracks. *Astrophysics and Space Science*, 80: 353–368.
- Struve O., 1931. On the Origin of Bright Lines in Spectra of Stars of Class B. *Astrophysical Journal*, 102, 74.
- Struve O., 1945. Spectrographic Observations of Thirteen Eclipsing Variables. *Astrophysical Journal*, 73, 94.
- Swings P. ve Struve O., 1941. Spectrographic Observations of Peculiar Stars. II. *Astrophysical Journal*, 94, 291.
- Swings P. ve Struve O., 1945. Spectrographic Observations of Peculiar Stars. VII. *Astrophysical Journal*, 101, 224.
- Tanrıver, M., 2005, Doktora tezi
- Tarasov A. E., Bychkov V. D. ve Shtol V. G., 1992. On Magnetic Field of Be Stars EM Cep and LQ And. *Information Bulletin on Variable Stars*, 3703.
- Tassoul J. L. ve Tassoul M., 1982. Meridional circulation in rotating stars. II - Mean steady motions in rotationally and tidally distorted stars. III - The reflection effect in close binaries. *Astrophysical Journal*, 261, 265-278.
- Underhill A. ve Doazan V., 1982. Book-Review - B-Stars with and Without Emission Lines. *British Astronomical Assoc. Jrn*, 92, 290.
- Underhill A. B., 1983. Comments concerning magnetic fields as a possible cause of rapid, irregular variability of early-type stars. *Workshop on Rapid Variability of Early-Type Stars, Hvar, Yugoslavia, Sept. 19-23, 1983, Hvar Observatory*, 7, 345-359.
- Vanbeveren, D., Van Rensbergen W. ve De Loore C., 1998. The Brightest Binaries. *The brightest binaries / by D. Vanbeveren, W. van Rensbergen and C. De Loore. Boston, Kluwer Academic, Astrophysics and space science library*, 232
- van der Linden T. J., 1987, The evolution of intermediate mass Case B close binaries. *Astronomy and Astrophysics*, 178, 170
- van Hamme W., 1993. New limb-darkening coefficients for modeling binary star light curves. *Astronomical Journal*, 106, 2096-2117.

- Vaz L. P. R., 1985. The reflection effect in eclipsing binary systems. *Astrophysics and Space Science*, 113, 349-364.
- Vaz L. P. R. ve Nordlund A., 1985. The reflection effect in model stellar atmospheres. I - Grey atmospheres with convection. *Astronomy and Astrophysics*, 147, 281-299.
- Yakut K., Tarasov A. E., İbanoğlu C., Harmanec P., Kalomeni B., Holmgren D. E., Božić H. ve Eenens P., 2003. Basic physical properties of the close binary V497 Cep in the open cluster NGC 7160. *Astronomy and Astrophysics*, 405: 1087–1093.
- Wackerling L. R., 1970. A catalogue of early-type stars whose spectra have shown emission lines. *Memoirs of the Royal Astronomical Society*, 73, 153.
- Wesselius P. R., van Duinen R. J., Aalders J. W. G., Kester D., 1980. Ultraviolet colours of main-sequence stars. *Astronomy and Astrophysics*, 85, 221-232.
- Wesselius P. R., 1981. The Eclipsing Binary HD 124195. *Information Bulletin on Variable Stars*, 2044.
- Wilson R. E. ve Devinney E. J., 1971. Realization of Accurate Close-Binary Light Curves: Application to MR Cygni. *Astrophysical Journal*, 166, 605.
- Wilson R. E., 1994. Binary-star light curve models. *Astronomical Society of the Pacific*, 106, 921-941.

Tablolar

	Sayfa
Tablo 1.1. OBAe bileşenli çift sistemler için başlangıç katalogu (Harmanec, 2001).....	18
Tablo 2.1.1. R Ara yıldızının yapılan tayf gözlemleri ile ilgili bilgiler.....	27
Tablo 2.1.2. Çapraz eşleme ile elde edilen R Ara'nın tayfsal yörünge parametreleri.* ile gösterilen parametreler sabit tutulmuştur.....	30
Tablo 2.1.3. KOREL ile dikine hızların okunmasında kullanılan tayf diziler ve çizgiler. Tayf çizgilerine ait laboratuvar dalgaboyları NIST veri tabanından alınmaktadır. Sinyal /gürültü oranı süreklilikten belirlenmektedir.....	34
Tablo 2.1.4. KOREL yöntemi bulunan yörünge parametreleri ile Sahade (1952) tarafından verilen değerlerle karşılaştırılması.....	37
Tablo 2.1.5. R Ara'nın elde edilen minimum zamanları.....	38
Tablo 2.1.6. R Ara sistemi için (O-C) analizinden belirlenen parametreler.....	39
Tablo 2.1.7. Yıldızın Niels (1991) tarafından elde edilen standart parlaklıkları ve renkleri.....	40
Tablo 2.1.8. R Ara sisteminin ışık eğrilerinin çözümünden elde edilen model parametreleri.....	44
Tablo 2.1.9. R Ara'nın Tablo 2.1.8'de verilen çözümlerine göre mutlak parametreleri.....	46
Tablo2.1.10 Slettebak ve diğ. (1975) tarafından verilen tablolardan seçilen dönme hızı standart yıldızları.....	48
Tablo2.1.11 R Ara'nın sentetik tayfı oluşturulurken bileşenlere ilişkin kullanılan parametreler.....	54
Tablo 2.2.1. V716 Cen yıldızının yapılan tayf gözlemleri ile ilgili bilgiler.....	62
Tablo 2.2.2. Bu çalışmada göz önüne alınan tayf dizileri ve çizgileri. Tayf çizgilerine ait durgun dalgaboyları NIST veri tabanından alınmaktadır. Sinyal/gürültü oranı süreklilikten belirlenmektedir..	64
Tablo 2.2.3. KOREL çözümlerinden elde edilen V716 Cen sistemine ait tayfsal yörünge parametreleri.....	68

Tablo 2.2.4.	V716 Cen sisteminin ışık eğrileri ve dikine hız eğrisinin eş zamanlı çözümünden elde edilen model parametreleri. Hatası verilmeyen parametreler çözümde sabit tutulmuşlardır.....	70
Tablo 2.2.5.	V716 Cen'in Tablo 2.2.3'de verilen W-D çözümlerine göre mutlak parametreleri.....	72
Tablo 2.3.1.	Yıldızların standart parlaklıkları.....	78
Tablo 2.3.2.	EM Cep yıldızın yapılan tayf gözlemleri ile ilgili bilgiler.....	80
Tablo 2.3.3.	Yıldızın dönem analizi sonuçları.....	81

Şekiller

		Sayfa
Şekil 1.1.	Birkaç Be yıldızı için H_{α} salma yapıları verilmektedir.....	5
Şekil 1.2.	Üç farklı Be yıldızı için H_{α} kabuk çizgileri. x-ekseni hız y-ekseni ise yeğlilik cinsinden verilmektedir.....	6
Şekil 1.3.	Pozitif ve ters korelasyonların Be zarfının geometrisi ile ilişkisi (Harmanec, 1983).....	9
Şekil 1.4.	μ Cen yıldızı için H_{α} salma çizgisinin yeğliliğinin 1973 ile 1976 yılları arasındaki değişimi.....	12
Şekil 1.5.	Bir Be yıldızının yıldızı saran diski için model. A doğrultusunda Be yıldızına kutuptan bakıldığında oluşan tayfi, B doğrultusunda belli bir eğim altında oluşan Be tayfi ve C doğrultusunda ekvatorundan bakıldığında oluşan Be-kabuk tayfını göstermektedir (Underhill ve Doazan, 1982).....	14
Şekil 2.1.1.	R Ara sisteminin ve üçüncü cismin Hipparcos Geçiş Verisinden elde edilen görüntüsü.....	28
Şekil 2.1.2.	Çapraz eşleme yöntemi için kullanılan 93. tayf dizisi için kullanılan mukayese ve yıldız tayf çizgi örnekleri (üst panel), elde edilen çapraz korelasyon fonksiyonları (orta panel). Elde edilen dikine hızlara uyan en iyi teorik fit (<i>alt panel</i>).....	31
Şekil 2.1.3.	KOREL programında kullanılan girdi dosyası (üstte) ve yörünge numaralandırma sistemi (altta).....	33
Şekil 2.1.4.	KOREL ile 110. tayf dizisi için bu bölgedeki tayf çizgilerine yapılan fitler (üstte) ve bölgenin bileşenlerine ayrılmış tayfi (altta).....	35
Şekil 2.1.5.	KOREL ve CCF ile elde edilen dikine hız değerleri ve yapılan teorik fit.....	36
Şekil 2.1.6.	KOREL ile ve CCF elde edilen dikine hızlar ve çözüm sonucunda elde edilen en iyi fitler.....	37
Şekil 2.1.7.	R Ara sistemine ait (O-C) diyagramı.....	38

Şekil 2.1.8.	R Ara sisteminin gözlem verilerine yapılan teorik ışık eğrileri ve modelden varsayılan bileşenlerin sahip olacakları potansiyel yüzeyleri Hipparcos çözümü (alt-sol) ve Nield ve ASAS çözümü (alt-sol) için verilmektedir.....	45
Şekil 2.1.9.	Slettebak ve diğ. (1975) tarafından verilen dönme hızı standart yıldızları kullanılarak MJUO için elde edilen kalibrasyon eğrisi. Gözlenen standart yıldızların isimleri ilgili veri noktalarının üstünde verilmektedir.	47
Şekil 2.1.10.	Birinci bileşenin He I 4471 Å ve Mg II 4482 Å çizgileri (daireler), ve bu tayf çizgilerine yapılan model atmosfer çizgi kesitleri (sürekli çizgiler).....	49
Şekil 2.1.11.	İkinci bileşenin 92. tayf dizisi (daireler), ve bu tayf çizgilerine yapılan model atmosfer çizgi kesitleri (sürekli çizgiler).....	49
Şekil 2.1.12.	Şekil 2.1.11. Yıldızların salma yapılarının sınıflandırılmasını sağlayan kesirsel yarıçap (r_1) kütle oranı (q) grafiği.	52
Şekil 2.1.13	R Ara'nın H_α bölgesindeki gözlem tayfı (üstte), yörünge evresine göre kaydırılmış bileşenlerin toplam sentetik tayfı (ortada) ve fark tayfı (altta).	54
Şekil 2.1.14	H_α tayflarında görülen ek-salmanın V ve R kanatlarının ve soğurmanın yörünge evresi ile değişimi. Düz çizgi ölçüm noktalarına yapılan teorik fiti göstermektedir.	59
Şekil 2.2.1.	Dikine hız ölçümlerinde kullanılan tayf çizgileri. Her bir panelde üstte verilen tayf 0.25 yörünge evresi için alta verilen tayf ise 0.75 yörünge evresi içindir. Eksende verilen dalgaboyları vakum dalgaboylarıdır.....	65

Şekil 2.2.2.	He I $\lambda\lambda 4471$ A ve Mg II $\lambda\lambda 4481$ A bölgesinde KOREL ile analiz edilen 27 tayf. Üstte verilen şekilde, gözlem tayfı ile KOREL fitleri üst üste bindirilmiştir. Birinci ve ikinci bileşene ait ayıklanmış tayf, fitlerin altında gösterilmektedir. Altta, KOREL programı sonucunda elde edilen dikine hız eğrisi ve (O-C) farkları verilmektedir. Dolu ve boş daireler sırasıyla birinci ve ikinci bileşenin hızlarını göstermektedir.....	67
Şekil 2.2.3.	V716 Cen sisteminin gözlem verilerine yapılan teorik ışık (üst panel) ve dikine hız eğrileri (orta panel). Modelden varsayılan bileşenlerin sahip olacakları potansiyel yüzeyleri de alt panelde verilmektedir.....	71
Şekil 2.2.4.	Birinci bileşenin KOREL ile ayıklanmış He I 4471 \AA ve Mg II \AA çizgileri (üstte, artı işaretler), ikinci bileşenin benzer olarak Mg II \AA çizgisi (altta, artı işaretler) ve bu tayf çizgilerine yapılan model atmosfer çizgi kesitleri (sürekli çizgiler).....	74
Şekil 2.2.5.	V716 Cen yıldızı için H_{α} tayf çizgilerine yapılan KOREL fitleri. Birinci ve ikinci bileşenin ayıklanmış tayf çizgileri alt panelde verilmektedir. Sağ panelde, gözlenen tayflardan KOREL fitlerinin çıkarılması ile edilen fark tayfları verilmektedir. Her bir tayfın yanında yörünge evresi de gösterilmektedir.....	76
Şekil 2.3.1.	Yıldızın şimdiye kadar elde edilen ışık eğrilerinin birleştirilmesinden elde edilmiş toplam ışık eğrisinin dönem analizi sonuçlarını veren power tayfları. x-ekseni çevrim/gün biriminde frekans ve y-ekseni kadir biriminde genliğin karesini ifade eden power olarak verilmektedir.....	82
Şekil 2.3.2.	Yıldızın 0,806 gün (sol) ve 0,403 gün (sağ) dönemine göre çizdirilmiş dikine hız eğrileri. Dolu daireler Ondrejov, ters üçgenler TUG ve yıldız Rozhen gözlemlerinde elde edilen verileri göstermektedir.....	83
Şekil 2.3.3.	Yıldızın U, B ve V filtrelerindeki ışık eğrileri $P = 0,806$ gün döneme göre çizdirilmektedir.....	84

	Sayfa
Şekil 2.3.4.	HeI çizgisi ve bazı hidrojen çizgilerinin ortalama çizgi kesitleri... 85
Şekil 2.3.5.	H _α çizgisinin fark kesitlerinin 0,806 gün döneme göre değişimi. y-ekseni yeğlilik ve x-ekseni km/s cinsinden hız olarak verilmektedir..... 86
Şekil 2.3.6.	H _α çizgisinin fark kesitlerinin gerçek zamana göre değişimi. Eksenler Şekil 2.3.5’de verildiği gibidir..... 87
Şekil 2.3.7.	HeI 6678 çizgisinin fark kesitlerinin gerçek zamana göre değişimi. Eksenler Şekil 2.3.5’de verildiği gibidir..... 88
Şekil 2.3.8.	Ek salma veya soğurmaların mavi kanat (violet- V, daireler), kırmızı kanat (red- R, dolu üçgenler) ve merkezlerine (center- C, kareler) ait ölçülen eşdeğer genişlik (üstte)ve tepe akı (altta) değerlerinin zamana göre ve 0,806 gün döneme göre değişimleri. 89
Şekil 2.3.9.	HeI 6678 çizgisindeki merkezi salma benzeri yapılar. Eksenler Şekil 2.5’de verildiği gibidir..... 90
Şekil 2.3.10.	H _α fark kesitlerinin 0,806 gün (solda) ve 0,403 gün (sağda) döneme göre evrelendirilmiş gri-ölçekli görüntüleri verilmektedir. x-ekseni hız eksenine ve km/s birimindedir y eksenine evre olarak verilmektedir. Şekillerde parlak bölgeler ortalama çizgi kesitlerine göre artık salmayı, koyu bölgeler de artık soğurmayı vermektedir..... 91
Şekil 3.1.	Sıcaklık-ışıtma (üst panel), sıcaklık-yüzey çekimi (orta panel) ve kütle-yarıçap (alt panel) grafiklerinde R Ara yıldızının bileşenlerinin yerleri ZAMS ve TAMS eğrilerine göre verilmektedir. Dolu daireler birinci bileşeni boş daireler ikinci bileşeni göstermektedir. 95
Şekil 3.2.	Sıcaklık-ışıtma (üst panel), sıcaklık-yüzey çekimi (orta panel) ve kütle-yarıçap (alt panel) grafiklerinde V716 Cen yıldızının bileşenlerinin yerleri ZAMS ve TAMS eğrilerine göre verilmektedir. Dolu daireler birinci bileşeni boş daireler ikinci bileşeni göstermektedir. 98

YAŞAM ÖYKÜSÜ
Araştırma Görevlisi Hicran Bakış

Doğum Yılı:	1976
Yazışma Adresi :	Fizik Bölümü Fen Edebiyat Fakültesi Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Çanakkale 17040 Çanakkale/Türkiye
Telefon :	0286 2180022 /1820
Faks :	2180533
e-posta :	bhicran@comu.edu.tr

EĞİTİM

Mezuniyet Yılı	Derece	Üniversite	Öğrenim Alanı
1998	Lisans	Ege Üniversitesi	Astronomi ve Uzay Bilimleri
2002	Yüksek Lisans	Ege Üniversitesi	Astrofizik
2007	Doktora	Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi	Astrofizik

AKADEMİK-MESLEKTE DENEYİM

Görev Dönemi	Görev Türü	Kuruluş
2004-	Araştırma Görevlisi	Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi

UZMANLIK ALANLARI

Uzmanlık Alanları
Astronomi ve Astrofizik

ÖDÜLLER

Ödülün Adı	Alındığı Kuruluş	Yılı
Fakülte Üçüncülüğü	Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi	1998
Bölüm Birinciliği	Ege Üniversitesi	1998
En iyi proje ödülü	Bulgaristan Bilimler Akademisi ve Belogradchik Gözlemevi	2003
Yayın Teşvik	TÜBİTAK	2006

YAYINLAR

• Uluslararası Hakemli Dergilerde Yayınlanan Makaleler

*	Budding, E., Heckert, P., Soydugan, F., Soydugan, E., Bakış, V., Bakis, H. , Erdem, A.; "Photometry of HR 1817 at Two Sites Well Separated in Longitude" , 2003, IBVS , 5451.
*	Bakış, V., Bakis, H. , Erdem, A., Cicek, C., Demircan, O., Budding, E.; "New Times of Minima of Some Selected Eclipsing Binary Systems" , 2003, IBVS , 5464.
*	E. Rennan Pekünlü, Kadri Yakut, Şart, H. , Cyclotron Resonant Heating and Acceleration of protons, O VI & Mg X ions in the North Polar Coronal Hole , 2004, Turk. J. Phys. , 28 , 407-418.
**	Bakış, V., Erdem, A., Budding, E., Demircan, O. and Bakis, H. ; "Astrometric Solution of The Triple System XY Leo" , 2005, Ap&SS , 296, Nos. 1-4, 131-134 .
*	Bakış, V., Bakis, H. , Tuysuz, M., Ozkardes, B., Erdem, A., Cicek, C., Demircan, O., "New Times of minima of Eclipsing Binary Stars", 2005, IBVS , 5616.
*	Bakis, H. , Bakış, V., Demircan, O. ve Budding, E., "Standard UBV Observations at the Çanakkale University Observatory (ÇUO)", 2005, Turkish Journal of Phy. , 29, 217.
*	Bakış, V., Dogru, S.S., Bakış, H. , Dogru, D., Erdem, A., Çiçek, C., Demircan, O., "New Times of Minima of Eclipsing Binary Stars", 2005, IBVS , 5662.
**	Bakış, V., Budding, E, Erdem, A., Bakış, H. , Demircan, O., Hadrava, P., "Analysis of δ Librae Including Hipparcos Astrometry", 2006, MNRAS , 370, 1935.
**	M., Yıldız, K., Yakut, H. , Bakış, A. , Noels, "Modelling the components of binaries in the Hyades: the dependence of the mixing-length parameter on stellar mass", 2006, MNRAS , 368,1941.
*	Biazzo, K.; Frasca, A.; Marilli, E.; Henry, G. W.; Soydugan, F.; Erdem, A.; Bakis, H. , "First Simultaneous Photometric and Spectroscopic Analysis of the Active star IT Com", 2006, IBVS , 5740.
*	Bakış, V., Bakış, H. , Budding, E., Demircan, O. And Zejda, M., 2007 , "Photometric and Spectroscopic Study of the Eccentric Binary GSC 4288 0186", ASP , 370, 213.
*	Bakış, H. , Bakış, V., Demircan, O. and Budding, E., 2007 , "On the Variability of Be Star EM Cep", ASP , 370, 225.
*	Bakış, V., Bakış, H. , Demircan, O., Budding, E., Erdem, A., Çiçek, C., 2007 , Discovery of New Variable Stars at Çanakkale Onsekiz Mart University Observatory, ASP , 370, 251.
**	Bakış, V., Bakış, H. , Eker, Z., Demircan, O., "η Muscae: A Young Detached Binary with Two Identical Components", 2007, MNRAS , 382, 609.
**	Bakış, V., Bakış, H. , Demircan, O., Eker, Z., "Absolute Dimensions and Apsidal Motion of the Eccentric Binary PT Velorum", 2007, MNRAS , <i>yayına gönderildi.</i>
**	Bakış, H. , Bakış, V., Demircan, O., Eker, Z., The early-type semidetached binary system V716 Centaurus], 2007, MNRAS , <i>yayına gönderildi.</i>
	** Citation Index tarafından taranan dergiler, * Diğer uluslararası hakemli dergiler.

- **Uluslararası Bilimsel Toplantılarda Sunulan ve Bildiri Kitabında Yayımlanan Bildiriler**

Bakis, V., Bakis, H. , Demircan, O., Budding, E.; "Strong Wind Effect of Massive Binary Stars: V444 Cep, V1898 Cyg", 2003, Summer School for Young Astronomers, Belogradchik, Bulgaristan.
Bakis, V., Erdem, A., Budding, E., Demircan, O. and Bakis, H. , 2004, "Astrometric Solution of The Triple System XY Leo" , Zdenek Kopal's Binary Star Legacy, Litomysl, Çek Cumhuriyeti, Ap&SS, 296, 131.
Bakis, V., Demircan, O., Budding, E., Bakis, H. ; "Astrometric Solutions of Eclipsing Binaries: R CMa, XY Leo and XY UMa", 2004 , Astrometry with Small Telescopes and Second Meeting of the Sub-Regional european Astronomical Committee, Bucharest, Romania, Romanian Academy of Sciences, .
N., Kochiashvili, R., Natsvlishvili, H. , Bakis, M. , Tanriver, "Investigation of EM Cep" May(22-25) 2006 , Moskow.
Bakis, V., Bakış, H. , Budding, E., Demircan, O. And Zejda, M., 2006 , Photometric and Spectroscopic Study of the Eccentric Binary GSC 4288 0186, Solar and Stellar Physics Through Eclipses Meeting, Eds. O.Demircan, Albayrak, Berahitdin, Selam, S. O., Antalya, ASP, 370, 213.
Bakış, H. , Bakış, V., Demircan, O. and Budding, E., 2006 , On the Variability of Be Star EM Cep, Solar and Stellar Physics Through Eclipses Meeting, Eds. O.Demircan, Albayrak, Berahitdin, Selam, S. O., Antalya, ASP, 370, 225.
Bakış, V., Bakış, H. , Demircan, O., Budding, E., Erdem, A., Çiçek, C., 2006 , Discovery of New Variable Stars at Çanakkale Onsekiz Mart University Observatory, (Poster), Solar and Stellar Physics Through Eclipses Meeting, Eds. O.Demircan, Albayrak, Berahitdin, Selam, S. O., Side, Antalya, ASP, 370, 251.

- **Ulusal Bilimsel Toplantılarda Sunulan ve Bildiri Kitabında Yayımlanan Bildiriler**

E. R. Pekünlü, K. Yakut, H. Şart : Güneş Tacının İyon-Cyclotron Süreciyle Isıtılması”, 2002 , XIII. UAT,, Akdeniz Üniversitesi, Antalya.
H. Şart :V1719 Cyg Delta Scuti Yıldızının Fotoelektrik Işıkolçümü”, 2002 , XIII. UAT, Akdeniz Üniversitesi, Antalya.(Poster)
E. R. Pekünlü, K. Yakut, H.Şart(Bakış) :Güneştacı Deliğinde Dalga – Parçacık Etkileşimi, 2004 , URSI (Union Radio Scientifique Internationale) - Türkiye 2004 İkinci Ulusal Kongresi, Bilkent Üniversitesi, ANKARA.
Bakış, H. , Erdem, A., Çiçek, C., Bakış, V., Soydugan, F., Soydugan, E., Demircan, O., Frasca, A., Catalano, S. ; "RS CVn Türü Gem, FI Cnc, IT Com, BM CVn ve BM Lyn Yıldızlarının Fotometrik ve Tayfsal Gözlemleri", 2004 , XIV. UAT, Erciyes Üniversitesi(Poster).
Bakış, V., Erdem, A., Demircan, O., Budding, E., Bakış, H. ; "Çoklu Sistem XY Leonis' in Astometrik Çözümü", 2004 , XIV. UAT, Erciyes Üniversitesi.
Bakış,H. , Bakış, V., Demircan,O., Edwin,B., Erdem,A., 2004 , "Çanakkale OnsekizMart Üniversitesi Astrofizik Araştırma Merkezi İçin Standart Sisteme Dönüşüm Katsayıları", XIV. UAT , Erciyes Üniversitesi (Poster).

Tüysüz, M., Eker, Z., Filiz, N., Sürgit, D., Soydugan, E., **Bakış, H.**, Uğraş, B., Soydugan, F., **2006**, “Kromosferik Aktif Çift Yıldızlar (CAB) Kataloğunun Güncellenmesi”, XV. UAT, *baskıda*.

Doğru, S., S., Erdem, A., Tüysüz, M., Doğru, D., **Bakış, H.**, Soydugan, F., Soydugan, E., **2006**, “Bazı RS CVn Türü Örtün Çift Yıldızların Işık Ölçümü”, XV. UAT, *baskıda*.

PROJELER

Erdem, A., **ve diğ.**, “Uzun Dönemli RS CVn Çift Yıldızlarında Işıkkürenin ve Renkkürenin Aktivitesi” Tübitak Projesi, 2005, 105T083, **TÜBİTAK** Projesi, *devam ediyor*.

Demircan, O., **Bakış, H.**, Bakış, V., 2005, Etkileşen Be türü Yakın Çift Sistemlerin İncelenmesi, **ÇOMÜ** Projesi, No:118, *devam ediyor*.

Demircan, O., Özcağ, L., **Bakış, H.**, Bakış, V., 2005, Ulupınar Gözlemevi Bölgesinde Fotometrik Sönümlenme Katsayısının Belirlenmesi ve Yıllık Değişimlerinin İncelenmesi, **ÇOMÜ** Projesi, No: 47, *devam ediyor*.

Demircan, O. **ve diğ.**, 2006, “Büyük Teleskop Projesi”, **DPT** Projesi, *devam ediyor*.

Prof.Dr. M. Can AKAN, **Hicran Şart (Bakış)**, V1719 Cyg Delta Scuti Yıldızının Fotoelektrik Işıkkölçümü, **E.Ü. Rektörlüğü** Araştırma Fon Saymanlığı, Proje No: 2000/FEN/053, 2000-2001.