



T.C.

ÇANAKKALE ONSEKİZ MART ÜNİVERSİTESİ

FEN BİLİMLERİ ENSTİTÜSÜ

DOKTORA TEZİ



A/F TAYF TÜRÜ ZONKLAYAN YILDIZLARIN

FOTOMETRİK VE TAYFSAL ÇALIŞMASI

Filiz KAHRAMAN ALIÇAVUŞ

Fizik Anabilim Dalı

ÇANAKKALE

T.C.
ÇANAKKALE ONSEKİZ MART ÜNİVERSİTESİ
FEN BİLİMLERİ ENSTİTÜSÜ
DOKTORA TEZİ

A/F TAYF TÜRÜ ZONKLAYAN YILDIZLARIN
FOTOMETRİK VE TAYFSAL ÇALIŞMASI
Filiz KAHRAMAN ALIÇAVUŞ

Fizik Anabilim Dalı

Tezin Sunulduğu Tarih: **01/06/2017**

Tez Danışmanı:
Prof. Dr. Esin SOYDUGAN

ÇANAKKALE

Filiz KAHRAMAN ALIÇAVUŞ tarafından Prof. Dr. Esin SOYDUGAN yönetiminde hazırlanan ve **01/06/2017** tarihinde aşağıdaki jüri karşısında sunulan “**A/F Tayf Türü Zonklayan Yıldızların Fotometrik ve Tayfsal Çalışması**” başlıklı çalışma, Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Fen Bilimleri Enstitüsü **Fizik Anabilim Dalı**’nda **DOKTORA TEZİ** olarak oybirliği ile kabul edilmiştir.

JÜRİ

Prof. Dr. Ömür ÇAKIRLI

Başkan

Prof. Dr. Esin SOYDUGAN

Üye

Prof. Dr. Caner ÇİÇEK

Üye

Prof. Dr. Selçuk BİLİR

Üye

Doç. Dr. İbrahim BULUT

Üye

Prof. Dr. Levent GENÇ

Müdür

Fen Bilimleri Enstitüsü

Sıra No:.....

Bu tez çalışması Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Bilimsel Araştırma Projeleri (BAP) koordinasyonu tarafından FDK-2016-861 numaralı projeden desteklenmiştir.

İNTİHAL (AŞIRMA) BEYAN SAYFASI



Bu tezde görsel, işitsel ve yazılı biçimde sunulan tüm bilgi ve sonuçların akademik ve etik kurallara uyularak tarafımdan elde edildiğini, tez içinde yer alan ancak bu çalışmaya özgü olmayan tüm sonuç ve bilgileri tezde kaynak göstererek belirttiğimi beyan ederim.

Filiz KAHRAMAN ALIÇAVUŞ

TEŞEKKÜR

Bu tezin gerçekleŐtirilmesinde, çalıŐmalarım boyunca yardımlarını esirgemeyen danıŐman hocam sayın Prof. Dr. Esin SOYDUGAN'a, 2214-A ve 2211-C bursları ile çalıŐmalarımı destekleyen Türkiye Bilimsel ve Teknolojik Araştırma Kurumu (TÜBİTAK)'na, FDK-2016-861 nolu proje kapsamında tez çalıŐmalarıma katkıda bulunan Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Bilimsel Araştırma Projeleri (BAP) koordinasyon birimine sonsuz teŐekkürlerimi sunarım. YurtdıŐı çalıŐmalarım sırasında bana öncülük eden sayın Dr. Ewa NIEMCZURA'ya, çalıŐmalarımın baŐlamasına ve geliŐmesine katkıda bulunan sayın Prof. Dr. Joyce Ann GUZIK'e, Dr. Peter De CAT'a, Dr. Denis SHULYAK'a, Dr. Jiri KUBAT'a, Dr. Gianni CATANZARO'a ve Jakup OSTROWSKI'e teŐekkürleri bir borç bilirim. alıŐmalar sırasında analizlerimin daha hızlı gerçekleŐmesine katkıda bulunan Wroclaw Center for Networking and Supercomputing (<http://www.wcss.pl>)'a da katkılarından dolayı teşekkür ederim. Bu alıŐmada ESO La Silla Gözlemevi'nde (Şile) bulunan tayekerlerden alınmış verilerden yararlanılmıştır. Bu nedenle kendilerine teŐekkürü bir borç biliriz. Çalışma süresince tüm zorlukları benimle ggsleyen ve hayatımın her evresinde bana destek olan değerli aileme de sonsuz teŐekkürlerimi sunarım.

Filiz KAHRAMAN ALİÇAVUŞ

anakkale, Haziran 2017

SİMGELER VE KISALTMALAR

H-R	Hertzsprung-Russell
δ Sct	δ Scuti
γ Dor	γ Doradus
KIC	<i>Kepler</i> input catalog
M	Kütle
R	Yarıçapı
\odot	Güneş sembolü
c/d	çevirim / gün
T_{eff}	Etkin sıcaklık
$\log g$	Yüzey çekim ivmesi
ODF	Opacity Distribution Function
OS	Opacity Sampling
ξ	Mikro türbülans hızı
$v \sin i$	Dönme hızı
Fe	Demir element sembolü
SME	Spectroscopy Made Easy
IDL	Interactive Data Language
VALD	Vienna Atomic Data base
v_{rad}	Dikine hız
[m/H]	Metal bolluğu
P_{orb}	Yörünge Periyodu
P_{zonklama}	Zonklama periyodu
i	Yörünge eğimi
e	Yörünge dışmerkezliği
ω	En berinin boylamı
$\Omega_{1,2}$	Birinci ve ikinci bileşenin yüzey potansiyeli
q	Kütle oranı M_2/M_1
L	Işıtma
x	Kenar karama katsayısı
g	Çekim karama katsayısı
A	Bolometrik albedo

S/N	Sinyal / gürültü
nm	nano metre
ESO	European Southern Observatory
IRAF	Image Reduction and Analysis Facility
$E(B-V)$	Yıldızlararası kızılama
SED	Tayfsal enerji dağılımı
IUE	The International Ultraviolet Explorer
TD1	The Ultraviolet Sky Survey Telescope
2MASS	Two Micron All-Sky Survey
R	Çözünürlük (Resolution)
mag	kadir
GCPD	The General Catalogue of Photometric Data
M_{bol}	Bolametik parlaklık
a	Yarı-büyük eksen uzunluğu
f	Roche lobu doldurma oranı
f	frekans
V	Görsel parlaklık
HADS	Yüksek genlikli δ Sct değişeni
F	Çift sistemde ikinci bileşen tarafından uygulanan kuvvet
Amp	Zonklama genliği
ω	Açısal hız
f_{orb}	Yörünge frekansı
FIES	Fibre-fed Echelle Spectrograph
HARPS	High Accuracy Radial Velocity Planet Searcher
HERCULES	High Efficiency and Resolution Canterbury University Large Echelle Spectrograph
HERMES	High Efficiency and Resolution Mercator Echelle Spectrograph
MESA	Modules for Experiments in Stellar Astrophysics
HADS	Yüksek genlikli δ Sct yıldızları (High-amplitude δ Sct stars)
LADS	Düşük genlikli δ Sct yıldızları (Low-amplitude δ Sct stars)
ASYM	Asimetrik
SYM	Simetrik
Q	Zonklama sabiti

G	Evrensel çekim sabiti
r	Kesirsel yarıçap (R/a)
LC	Işık eğrisi (Light Curve)
DC	Diferansiyel düzeltme (Differential Correction)
mmag	mili kadir



ÖZET

A/F TAYF TÜRÜ ZONKLAYAN YILDIZLARIN FOTOMETRİK VE TAYFSAL ÇALIŞMASI

Filiz KAHRAMAN ALIÇAVUŞ
Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi
Fen Bilimleri Enstitüsü
Fizik Anabilim Dalı Doktora Tezi
Prof. Dr. Esin SOYDUGAN
01/06/2017, 112

δ Sct ve γ Dor yıldızları klasik kararsızlık kuşağının alt bölgesinde yer alan ve en çok bilinen zonklayan yıldızlardır. Bu değişenler, farklı katmanlarından bilgiler getiren farklı modlar ile zonklamaktadır. Her iki değişene ait teorik kararsızlık kuşakları birbirleri ile kısmi olarak örtüşmektedir ve kuşaklarının örtüştüğü bu bölgede hem δ Sct hem de γ Dor modları ile zonklamalar gösterebilen A-F türü hibrit yıldızları keşfedilmiştir. A-F tayf türü zonklayanlar, yıldızların içyapılarının detaylı incelenebilmesi için oldukça önemlidirler. Aynı zamanda bu yıldızlarla ilgili hala cevaplanması beklenen birkaç sorun bulunmaktadır. δ Sct ve γ Dor zonklayanlarının kararsızlık kuşaklarının sınırları, δ Sct yıldızlarındaki düşük frekanslı zonklamalar ve δ Sct ve γ Dor yıldızları arasındaki var olabilecek kimyasal farklılık ve/veya benzerlikler bu sorunlardan birkaçıdır. Bu soruların cevaplanabilmesi içinde tayfsal çalışmalar oldukça önemlidir.

Bu tez çalışmasında, tek ve çift sistem üyesi δ Scuti ve tek γ Dor yıldızlarının detaylı tayfsal çalışması sunuldu. Seçilen sistemlerin temel atmosfer parametreleri (T_{eff} , $\log g$, ξ), $v \sin i$ ve kimyasal element bollukları elde edildi. Parametrelerin kullanılması ile tek ve çift sistem üyesi δ Scuti ve tek δ Sct, γ Dor yıldızlarının özellikleri kıyaslandı. Çift δ Sct yıldızlarının bir katalogu hazırlanarak, ikinci bileşen ve dönme-dolanma gibi faktörlerin zonklama üzerine etkileri detaylı olarak incelendi.

Anahtar sözcükler: δ Sct Değişenleri, γ Dor Değişenleri, Atmosfer model Parametreleri, Bolluk Analizi.

ABSTRACT

PHOTOMETRIC AND SPECTROSCOPIC STUDY A/F SPECTRAL TYPE PULSATING STARS

Filiz KAHRAMAN ALIÇAVUŞ

Çanakkale Onsekiz Mart University

Graduate School of Natural and Applied Sciences

Doctoral Dissertation in Natural Science

Advisor : Prof. Dr. Esin SOYDUGAN

01/06/2017, 112

The most known groups of A-F type pulsating stars in the classical instability strip are δ Sct and γ Dor stars. These variables pulsate in different modes probing different layers of stars. Theoretical instability strips of δ Sct and γ Dor stars in H-R diagram partially overlap each other. In this part, the stars, which show pulsation characteristic of both δ Sct and γ Dor stars, were predicted. Such objects are known as A-F type hybrid stars. These A-F type pulsating variables are excellent tools to examine the interior structure of stars. On the other hand, there are some questions about these variables to be answered. The borders of instability strips of δ Sct and γ Dor stars, the existence of lower frequencies in δ Sct stars and any chemical differences and/or similarities between these variables should be checked. Therefore, spectroscopic studies are essential to answer these questions.

In this thesis, we present a detailed spectroscopic analysis of single and eclipsing binary member δ Sct stars and single γ Dor stars. The atmospheric parameters (T_{eff} , $\log g$, ξ), $v \sin i$, and the chemical abundances of selected δ Sct and γ Dor stars were derived. Comparisons between single and eclipsing binary member δ Sct stars and between δ Sct and γ Dor variables were done using their obtained parameters. The revised list of δ Sct stars in eclipsing binaries are presented and the effects of secondary components and tidal-locking on pulsation were checked in detail.

Keywords: δ Sct Variables, γ Dor Variables, Atmospheric model Parameters, Abundance Analysis.

İÇİNDEKİLER

Sayfa No

TEZ SINAVI SONUÇ FORMU	ii
İNTİHAL (AŞIRMA) BEYAN SAYFASI.....	iii
TEŞEKKÜR.....	iv
SİMGELER VE KISALTMALAR	v
ÖZET	viii
ABSTRACT.....	ix
ŞEKİLLER DİZİNİ	xiii
ÇİZELGELER DİZİNİ	xvi
BÖLÜM 1	
GİRİŞ	1
1.1. Değişen Yıldızlar	2
1.2. δ Scuti Değişenleri	4
1.3. γ Doradus Değişenleri	6
1.4. A/F Türü Hibritler	7
BÖLÜM 2	
ÖNCEKİ ÇALIŞMALAR	8
2.1. δ Scuti Yıldızlarının Çalışmaları	8
2.2. γ Doradus Yıldızlarının Çalışmaları.....	12
2.3. A/F Tayf Türü Hibrit Yıldızlarının Çalışmaları.....	14
2.4. Çift Sistemlerin Çalışmaları	17
BÖLÜM 3	
MATERYAL VE METOT	20
3.1. ATLAS Model Atmosferleri	20
3.2. SYNTHE	21
3.3. Tayfsal Sentezleme Yöntemi	22
3.4. SME Kodu.....	23
3.5. SPECTRUM Programı.....	25
3.6. PERIOD04 Programı	26
3.7. Wilson-Devinney Programı	27
BÖLÜM 4	
ARAŞTIRMA BULGULARI VE TARTIŞMA	29
4.1. γ Doradus Yıldızları Çalışması	29
4.1.1. Gözlemler	29

4.1.2. Tayfsal Sınıflama.....	32
4.1.3. Fotometrik Atmosfer Parametreleri.....	36
4.1.3.1. Fotometrik Sistemler ile Parametrelerin Belirlenmesi.....	37
4.1.3.2. T_{eff} Parametresinin Tayfsal Enerji Dağılımı ile Belirlenmesi	40
4.1.4. Tayfsal Atmosfer Parametrelerinin Belirlenmesi	41
4.1.4.1. Hidrojen Çizgileri Analizi.....	42
4.1.4.2. Metal Çizgileri ve Bolluk Analizi	43
4.1.5. Elde Edilen Niceliklerin İncelenmesi.....	49
4.1.5.1. Etkin Sıcaklık Değerleri.....	49
4.1.5.2. Yüzey Çekim İvmesi	49
4.1.5.3. Mikro Türbülans Hızı.....	50
4.1.5.4. Dönme Hızı	52
4.1.5.5. Kimyasal Bolluk	52
4.1.6. Zonklama Parametreleri ile Elde Edilen Parametreler Arasındaki İlişki.....	54
4.1.7. γ Dor Yıldızlarının Kararsızlık Kuşaklarındaki Konumları.....	56
4.2. δ Scuti Yıldızları Çalışması	57
4.2.1. Gözlemler	58
4.2.2. Tayfsal Sınıflama.....	59
4.2.3. T_{eff} ve $\log g$ Parametrelerinin Belirlenmesi	59
4.2.4. Zonklama Parametreleri ile Elde Edilen Parametreler Arasındaki İlişkiler.....	64
4.2.5. Yıldızların Kararsızlık Kuşaklarındaki Konumları	65
4.3. Tutulma Gösteren Çift Sistemlerdeki δ Sct Yıldızları Çalışması	66
4.3.1. Tutulma Gösteren Çift Sistemlerdeki δ Sct Yıldızlarının Genel Özellikleri.....	67
4.3.2. Çift Sistem Üyesi δ Sct Yıldızlarının Parametreleri ve Zonklama Nicelikleri Arasındaki İlişkiler	70
4.3.3. Elde Edilen Korelasyonların Yorumlanması.....	77
4.3.4. Tutulma Gösteren Çift Sistemlerdeki δ Sct Yıldızlarının Konumu.....	81
4.3.5. Tek ve Çift Sistem Üyesi δ Sct Yıldızlarının Kıyaslanması	82
4.4. KIC 10486425.....	84
4.4.1. KIC 10486425 Sisteminin Işık Eğrisi Analizi	84
4.4.2. KIC 10486425 Sisteminin Frekans Analizi	86
4.4.3. KIC 10486425'in Zonklama, Yörünge Dönemi ve $\log g$ İlişkisi	88
BÖLÜM 5	
SONUÇ VE ÖNERİLER.....	91

KAYNAKLAR	97
EKLERİ	I
EK 1. Tutulma Gösteren Çift Sistemlerdeki δ Sct Yıldızları Katalogu 1. Kısım; Yıldızların Genel Özellikleri.....	II
EK 2. Tutulma Gösteren Çift Sistemlerdeki δ Sct Yıldızları Katalogu 2. Kısım. Yıldızların Zonklama ve Yörünge Parametrelerinden Bazıları.	V
EK 3. Tutulma Gösteren Çift Sistemlerdeki δ Sct Yıldızları Katalogu 3. Kısım. Yıldızların Atmosfer ve Diğer Parametreleri.....	VIII
EK 4. Tutulma Gösteren Çift Sistemlerdeki δ Sct Yıldızları Katalogu 4. Kısım. Yıldızların Temel Parametreleri	XI
EK 5. Tutulma Gösteren Çift Sistemlerdeki δ Sct Yıldızları Katalogu 5. Kısım. Yıldızların Yörünge Ayrıklığı ve Kullanılan Kaynakların Numaraları.....	XIV
EK 6. Tutulma Gösteren Çift Sistem Üyesi δ Sct Yıldızları Katalogu Kaynakları....	XVII
EK 7. Tezden Üretilmiş Yayınlar	XXVI
ÖZGEÇMİŞ	LXII

ŞEKİLLER DİZİNİ

Sayfa No

Şekil 2.1.	Saf δ Sct yıldızlarına ait frekans tayfları ve ışık eğrileri (Uytterhoeven ve ark., 2011a).....	9
Şekil 2.2.	δ Sct, γ Dor ve hibrit yıldızlarının $\log T_{\text{eff}} - \log g$ diyagramı üzerinde gösterimi. a) Yer tabanlı yapılan gözlemlerde keşfedilen δ Sct ve γ Dor yıldızlarının konumunu. b) <i>Kepler</i> δ Sct ve γ Dor yıldızlarının konumunu. c) Tayfsal verileri bulunan <i>Kepler</i> δ Sct ve γ Dor sistemlerinin konumunu. d) 1 mmag'dan daha yüksek zonklamalar gösteren yıldızların konumunu (Uytterhoeven ve ark., 2011a).....	10
Şekil 2.3.	Saf γ Dor yıldızların ait ışık eğrileri ve frekans tayfları (Uytterhoeven ve ark., 2011a).....	13
Şekil 2.4.	ASYM (sol panel) ve SYM (sağ panel) γ Dor yıldızlarının ışık eğrisi ve frekans tayfı (Balona ve ark., 2011).....	14
Şekil 2.5.	<i>Kepler</i> veri tabanından bir hibrit yıldızının ışık eğrisi (Handler, 2012).....	15
Şekil 2.6.	Hibrit yıldızlarına ait frekans tayfları ve ışık eğrileri (Uytterhoeven ve ark., 2011a).....	16
Şekil 3.1.	Güneş metal bolluğu, $T_{\text{eff}} = 7000$ K ve $\log g = 4$ dex varsayımı ile üretilmiş ATLAS9 atmosfer modelinin dosya görünümü.....	21
Şekil 3.2.	Tayfsal sentezleme yönteminde T_{eff} , $\log g$ ve ξ değerlerinin belirlenmesinde kullanılan yöntem. Fe element bolluklarının HD 126516 için dağılımı.....	23
Şekil 3.3.	SME kodu ara yüzü.....	24
Şekil 3.4.	SME programı analizi sonucunda elde edilen teorik tayfların gözlemsel tayfla kıyaslanması.....	25
Şekil 4.1.	F tayf türü yıldızlarda tayf türü belirlenmesinde kullanılacak çizgilerin gösterimi (Gray ve Corbally, 2009).....	33
Şekil 4.2.	F tayf türü yıldızların ışınım sınıflamasında kullanılan iyonize çizgilerin gösterimi (Gray ve Corbally, 2009).....	34
Şekil 4.3.	Yıldızlararası kızıllaşma haritası ve NaD_2 çizgileri yardımıyla elde edilen $E(B-V)$ değerlerinin kıyaslanması. Kesikli çizgiler $1-\sigma$ seviyesini göstermektedir.....	37
Şekil 4.4.	Ortalama fotometrik T_{eff} değerinin, şekilde belirtilen herbir sistem tarafından elde edilen T_{eff} değerleri ile kıyaslanması. Kesikli çizgiler $1-\sigma$ seviyesini, sürekli çizgiler ise eksendeki parametreler arasındaki korelasyonu gösterir...	38
Şekil 4.5.	SED hesaplamaları sonucu verilen çıktı dosyasının görünümü.....	41
Şekil 4.6.	HD 23005 sistemi için gözlemsel (düz çizgi) ve kuramsal (kesikli çizgi) hidrojen çizgisi tayflarının uyumu.....	42
Şekil 4.7.	Program yıldızlarının atmosfer parametrelerinin dağılımı. Kesikli çizgiler saf γ Dor yıldızlarının, tüm histogram ise hem saf hem de aday γ Dor yıldızlarının dağılımını göstermektedir.....	46
Şekil 4.8.	γ Dor yıldızlarının $v \sin i$ değerleri dağılımı. Kesikli çizgiler saf γ Dor yıldızlarının, tüm histogram ise hem saf hem de aday γ Dor yıldızlarının dağılımını verir.....	47
Şekil 4.9.	Am yıldızlarının element bolluk dağılımları. Dik eksen, yıldız ve Güneş (Asplund ve ark., 2009) element bollukları farkını göstermektedir.....	47
Şekil 4.10.	ξ değerlerinin $\log g$ ve T_{eff} 'in fonksiyonu olarak gösterimi. Yıldızlar çalışmada bulunan ılımlı Am yıldızlarını temsil etmektedir.....	51
Şekil 4.11.	Saf, aday γ Dor yıldızları ve zonklamayan F yıldızlarının ortalama element	

	bolluklarının kıyaslanması. Dikey eksen element bolluklarının Güneş element bolluğundan (Asplund ve ark., 2009) farkını göstermektedir.....	53
Şekil 4.12.	γ Dor yıldızlarının zonklama genlik ve dönemlerinin, $v \sin i$ değerleri ile kıyaslanması. Yıldızlar ve eşkenar üçgenler sırasıyla saf ve aday γ Dor yıldızlarını temsil etmektedirler. Şekildeki R sabitindeki birinci sayı korelasyon kuvvetini ve yönünü, ikinci sayı noktaların korelasyondan sapma miktarını göstermektedir.....	54
Şekil 4.13.	γ Dor yıldızlarının zonklama periyodu ve genliği ile arasında ilişki olabilecek parametrelerin kıyaslanması. Şekillerin ve R sabitinin anlamları Şekil 4.12’de verilmiştir.....	55
Şekil 4.14.	Saf (Kırmızı) ve aday (mavi) γ Dor yıldızlarının teorik γ Dor (kesikli çizgi) ve δ Sct kararsızlık kuşağında (düz çizgi) (Dupret ve ark., 2005) gösterimi. Noktalı çizgiler çeşitli kütleler için çizdirilmiş evrim yollarını göstermektedir.....	56
Şekil 4.15.	Tek (HD 214698) ve çift sistem (HL Dra) üyesi olan δ Sct yıldızlarının teorik (mavi ve kırmızı çizgiler) ve gözlemsel (siyah çizgiler) hidrojen çizgisi tayflarının kıyaslanması.....	62
Şekil 4.16.	HL Dra sisteminin [m/H] parametresi belirlenmesinde elde edilen sentetik tayfin (kırmızı çizgi) gözlemsel tayfla (siyah çizgi) kıyaslanması.....	63
Şekil 4.17.	Tek δ Sct sistemleri için P_{zonklama} ile T_{eff} ve $\log g$ parametresi arasındaki ilişki.....	64
Şekil 4.18.	Tek (siyah noktalar) ve çift sistem üyesi (kırmızı üçgenler) δ Sct yıldızlarının $\log T_{\text{eff}} - \log g$ diyagramı üzerinde gösterimi.....	66
Şekil 4.19.	Tutulma gösteren çift sistem üyesi δ Sct yıldızlarının zonklama dönem ve genlik dağılımları.....	68
Şekil 4.20.	Tutulma gösteren çift sistemlerdeki δ Sct yıldızlarının T_{eff} , $\log g$ ve $v \sin i$ değerleri dağılımları. Gri dağılımlar tüm verinin, yan çizgiler tayfsal yolla belirlenmiş T_{eff} ve $\log g$ değerlerinin dağılımını vermektedir.....	69
Şekil 4.21.	Tutulma gösteren çift sistem üyesi olan δ Sct yıldızlarının zonklama dönemi ile yörünge dönemi arasındaki ilişki. Şekildeki R sabitindeki ilk sayı korelasyonların yönü ve kuvvetini, ikinci sayı korelasyondan sapma miktarını gösterir. Sürekli siyah çizgiler korelasyonları, kırmızı çizgiler ise $1-\sigma$ seviyelerini gösterir.....	70
Şekil 4.22.	Tutulma gösteren çift sistem üyesi olan δ Sct yıldızlarının zonklama genliği ile çift sistemin yörünge dönemi arasındaki ilişki. Şekilde kullanılan sembollerin ve R’nin anlamı Şekil 4.21 ile aynıdır.....	71
Şekil 4.23.	Tutulma gösteren çift sistem üyesi olan δ Sct yıldızlarının zonklama dönemi ile T_{eff} ve $\log g$ değerleri arasındaki ilişkiler. Üst paneldeki yeşil çizgi sadece ayırık sistemler için, siyah çizgi ise yarı-ayırık sistemler için korelasyonu vermektedir. Şekilde kullanılan diğer sembollerin ve R’nin anlamı Şekil 4.21 ile aynıdır...72	72
Şekil 4.24.	Tutulma gösteren çift sistem üyesi olan δ Sct yıldızlarının zonklama dönemi ile kütle ve yarıçap arasındaki ilişkiler. Şekilde kullanılan sembollerin ve R’nin anlamı Şekil 4.21 ile aynıdır.....	73
Şekil 4.25.	Tutulma gösteren çift sistem üyesi olan δ Sct yıldızlarının zonklama dönemi ile q ve $v \sin i$ parametresi arasındaki ilişki. Yeşil çizgiler sadece ayırık sistemler için, siyah çizgiler yarı-ayırık sistemler için korelasyonu vermektedir. Şekilde kullanılan diğer sembollerin ve R’nin anlamı Şekil 4.21 ile aynıdır.....	74

- Şekil 4.26. Tutulma gösteren çift sistem üyesi olan δ Sct yıldızlarının zonklama dönemi ve yörünge dönemi ile Roche lobu doldurma oranı (f) arasındaki ilişki. Şekilde kullanılan sembollerin ve R 'nin anlamı Şekil 4.21 ile aynıdır.....75
- Şekil 4.27. Tutulma gösteren çift sistem üyesi olan δ Sct yıldızlarının zonklama dönemi ile ikinci bileşen tarafından uygulanan kuvvet (F) ve yörünge ayrıklığı (a) arasındaki ilişki. Şekilde kullanılan sembollerin ve R 'nin anlamı Şekil 4.21 ile aynıdır.....76
- Şekil 4.28. Literatürde son yıllarda incelenmiş yörünge periyodu ile zonklama periyodu arasındaki ilişkilerin bu çalışmada bulunan ilişki ile kıyaslanması. Şekilde noktalar yarı-ayrık, eşkenar üçgenler ise ayrık sistemleri temsil etmektedir...78
- Şekil 4.29. Zonklama dönemi ile $\log g$ parametresi arasında bulunan korelasyonun literatürde bulunanlar ile kıyaslanması.....79
- Şekil 4.30. Tutulma gösteren çift sistemlerdeki δ Sct yıldızlarının $\log T_{\text{eff}} - \log g$ diyagramındaki konumları. Noktalar yarı-ayrık, eşkenar üçgenler, ayrık sistemleri, sürekli çizgiler δ Sct kararsızlık kuşağının sınırlarını (Dupret ve ark., 2005) ve kesikli çizgiler evrim yollarını temsil etmektedir.....82
- Şekil 4.31. KIC 10486425 sisteminin teorik ve gözlemsel ışık eğrilerinin kıyaslanması...85
- Şekil 4.32. KIC 10486425 sisteminin güç tayfı.....86
- Şekil 4.33. KIC 10486425 sisteminin zonklama ve yörünge dönemi bağıntısında ki gösterimi. Üçgen KIC 10486425'i temsil ederken noktalar literatürde çift sistemlerde bulunan γ Dor yıldızlarını göstermektedir. Çift γ Dor sistemlerinin verileri Çakırlı ve ark. (2017)'dan alınmıştır.....89
- Şekil 4.34. KIC 10486425 sisteminin zonklama dönemi ile $\log g$ parametresi arasındaki korelasyondaki gösterimi. Üçgen KIC 10486425'i temsil ederken noktalar literatürde çift sistemlerde bulunan γ Dor yıldızlarını göstermektedir. Çift γ Dor sistemlerinin verileri Çakırlı ve ark. (2017)'dan alınmıştır.....89

ÇİZELGELER DİZİNİ

Sayfa No

Çizelge 4.1. γ Dor yıldızları gözlem bilgileri.....	31
Çizelge 4.2. Yıldızların görsel parlaklık, ekvatorial koordinat, tayfsal sınıflama bilgileri	35
Çizelge 4.3. $E(B-V)$ ve fotometrik sistemler ile SED'den elde edilen parametreler.....	39
Çizelge 4.4. Fe elementi bollukları, hidrojen ve metal çizgileri atmosfer parametreleri...	45
Çizelge 4.5. Bazı yıldızların literatürdeki atmosfer parametreleri.....	50
Çizelge 4.6. Tayfsal gözlemleri yapılan tek ve çift sitem üyesi δ Sct yıldızlarının listesi.	58
Çizelge 4.7. Tek,çift δ Sct yıldızlarının tayf türü ve fotometrik T_{eff} parametreleri.....	61
Çizelge 4.8. Tek ve çift δ Sct yıldızlarının tayfsal analiz sonuçları.....	63
Çizelge 4.9. KIC 10486425 sistemin ışık eğrisi analizi sonuçları.....	85
Çizelge 4.10. KIC 10486425 sisteminin frekans analizi sonucunda bulunan frekansları...	86

BÖLÜM 1

GİRİŞ

Değişen yıldızlar grubunun bir üyesi olan zonklayan yıldızlar, uzun yıllardır bilinen ve sıkça çalışılan sistemlerdir. İlerleyen teknoloji ile birlikte zonklayan yıldızlar üzerine yapılan çalışmalar giderek artmış ve birçok yeni zonklayan yıldız türü keşfedilmiştir. H-R diyagramı üzerinde yer alan yıldızların büyük çoğunluğunu zonklayan değişenler oluşturmaktadır. Sefeid kararsızlık kuşağının anakol ve anakol civarında bulunan δ Sct ve γ Dor yıldızları ise en çok çalışılan zonklayan değişenlerdir. Özellikle son uydu keşifleri ile birlikte bu zonklayanlara ilişkin hassas verilerin elde edilmesiyle yıldız içyapısı hakkında bilgi sahibi olmak için oldukça önemli adımlar atıldı. Çift sistem üyesi olan δ Sct ve γ Dor yıldızlarının varlığı da bu yıldızların önemini bir kez daha arttırmıştır. Özellikle *Kepler* uydusunun keşifleri ile birlikte bu sistemlerle ilgili bilgilerin artmasının yanı sıra, yeni problemler de ortaya çıkmıştır. Bu problemlerden ilki δ Sct ve γ Dor yıldızları kararsızlık kuşaklarının sınırları ile ilgilidir. Uytterhoeven ve ark. (2011a) tarafından *Kepler* verileri kullanılarak yapılan çalışmada, her iki tür zonklayan sistemin kendi teorik kararsızlık kuşakları dışında da bulunabileceği görülmüştür. Ancak şimdiye kadarki yer tabanlı gözlemlerden keşfedilen δ Sct ve γ Dor yıldızları çoğunlukla kendi kararsızlık kuşakları içerisinde bulunmuştur. Her ne kadar Uytterhoeven ve ark. (2011a) tarafından yapılan çalışmada “*Kepler* input catalog” (Brown ve ark., 2011) verileri kullanılmışsa da, daha sonra yapılan detaylı tayfsal çalışmalarda (örneğin, Catanzaro ve ark., 2011; Tkachenko ve ark., 2013b; Niemczura ve ark., 2015) bu zonklayanların kendi kararsızlık kuşakları dışında da bulunabileceği bir kez daha gösterilmiştir. Bu nedenle δ Sct ve γ Dor yıldızlarının teorik kararsızlık kuşaklarının sınırlarının tekrar irdelenmesi gerekmektedir. Bunun yanı sıra bilindiği üzere, δ Sct ve γ Dor yıldızlarının kararsızlık kuşakları birbirlerini kısmi olarak örtmektedir. Bu örtmenin olduğu bölgede ise hem δ Sct hem de γ Dor türü zonklayan yıldızlara rastlanabileceği gibi her iki türden zonklamayı aynı anda sergileyen hibrit sistemler de bulunmaktadır. Hemen hemen aynı bölgede bulunan δ Sct ve γ Dor değişenleri farklı modlarda zonklamalar gösterirler. Bu durum, bu değişenler arasında olası bir kimyasal farklılık olabileceği sorusunu akıllara getirmektedir.

Bilindiği üzere δ Sct yıldızları genellikle yüksek frekanslı ($f > 5$ c/d) modlarla zonklamalar göstermektedirler. Fakat *Kepler* verilerinin incelenmesi sonucunda bu yıldızların zonklama tayfında bazı düşük frekanslar görülmüştür. Bu düşük frekanslar bu

yıldızların hibrit bir sistem olabileceğini gösterirken aynı zamanda dönme, çift sistem yörünge hareketi, yüzey lekeleri ve manyetik alan etkileri de düşük frekansların nedeni olabilir (Neiner ve Lampens, 2015). Bu nedenle δ Sct yıldızlarındaki düşük frekansların varlığı detaylı olarak irdelenmelidir. Bu konu ile ilgili detaylı bir yaklaşım Balona ve Dziembowski (2011) tarafından verilmiştir. Bu çalışmada düşük frekansların varlığı, γ Dor zonklama mekanizmasının daha sıcak yıldızlara kadar genişleyebileceği ve aynı zamanda da δ Sct zonklamalarının yansımaları olabileceği yorumuyla açıklanmıştır.

δ Sct ve γ Dor yıldızları ile ilgili verilen bu problemlerin çözüme kavuşabilmesi içinde detaylı fotometrik çalışmaların yanısıra tayfsal çalışmalara da ihtiyaç duyulmaktadır. Sistemlerin temel atmosfer model parametrelerinin belirlenmesi ve kimyasal bolluk dağılımlarının elde edilmesi, yapılacak olan kuramsal incelemeler için oldukça önemlidir ve bu bilgiler ile yukarıda sözü edilen problemlerin açıklığa kavuşturulabileceği düşünülmektedir. Bu nedenle, bu tez çalışmasında seçilen tek γ Dor yıldızlarının, tek ve çift sistem üyesi δ Sct yıldızlarının detaylı tayfsal çalışması sunulmuştur. Çift sistem üyesi δ Sct yıldızlarının güncel kataloğu derlenerek, çift sistem üyesi olan δ Sct yıldızlarının zonklamaları üzerine etki eden parametreler belirlenmiş ve bu sistemlerin tek δ Sct yıldızlarından farklılıkları gösterilmiştir. Aynı zamanda *Kepler* veri tabanından belirlenen γ Dor bileşenli KIC 10486425 çift sisteminin ışık eğrisi modellenmesi de verilmiştir. Sonuç olarak elde edilen tüm bu bilgiler ışığında, δ Sct ve γ Dor sistemlerinin temel özellikleri detaylı olarak incelenmiştir.

1.1. Değişen Yıldızlar

Görünen parlaklığında zamanla değişimler meydana gelen yıldızlar değişen yıldızlar olarak adlandırılmaktadır. Yıldızların parlaklıklarında meydana gelen bu değişimler birçok farklı nedenlerden kaynaklanabilmektedir. Değişen yıldızların birçoğunun parlaklığındaki değişimler düzenli olarak tekrarlanırken, değişimin dönemi saniye mertebesinde yüzlerce güne kadar uzanabilmektedir.

İlk keşfedilen değişen yıldız ise Omicron Ceti (Mira) sistemidir. Yıldız, ışığında meydana gelen değişimlerin incelenmesi ile 1596 yılında David Fabricius tarafından bir nova olarak tanımlanmıştır ve 1638 yılında ise J. Holwards tarafından yapılan gözlemlerle yıldızda 11 aylık düzenli değişimler gözlenmiştir (Prince, 1998). İkinci keşfedilen değişen yıldız ise 1669 yılında G. Monanari tarafından bulunan, tutulma gösteren bir çift sistem olan Algol'dür. Algol'de meydana gelen ışık değişimleri kaynağı ise ancak 1784 yılında J.

Goodricke tarafından açıklanabilmiştir (Prince, 1998).

Bu keşiflerin ardında binlerce yeni değişen yıldız keşfedilmiştir ve yıldızların ışığında meydana gelen değişimlerin birçok nedeni olabileceği görülmüştür. Günümüzde değişen yıldızlar değişim nedenleri göz önünde bulundurularak bünyesel ve geometrik değişim gösteren yıldızlar olarak iki gruba ayrılırlar.

Bünyesel değişim gösteren yıldızlar, yıldızın içyapısında meydana gelen bir takım olaylar sonucunda görünür parlaklığında değişim gösteren yıldızlardır. Bu değişenler yıldız içyapısı ve yıldız evrim modellemeleri ile ilgili oldukça önemli bilgiler sağlayacağından astrofizikçiler için oldukça değerlidir. Bünyesel değişen yıldızlar kendi içerisinde başlıca iki gruba ayrılmaktadır. Bunlar zonklayan değişenler ve kataklismik değişenlerdir.

- Zonklayan değişen yıldızlarda ışık değişimi yıldız yüzeyinin dönemsel olarak büzülüp genişlemesi ile olmaktadır. Yıldız yarıçapının düzenli olarak büyüüp küçülmesiyle ışık değişimi meydana gelir. Bu şekilde değişim gösteren birçok zonklayan yıldız türü bulunmaktadır. Bu türler, yıldızların zonklama dönemleri ve ışık değişimi sonucunda gösterdikleri ışık eğrisi şekilleri göz önüne alınarak oluşturulmuştur. Zonklayan yıldız türleri başlıca aşağıda verildiği gibidir:
 - Sefeid değişenleri
 - RR Lyrae değişenleri
 - RV Tauri değişenleri
 - δ Scuti değişenleri
 - γ Doradus değişenleri
 - β Cepheid değişenleri
 - Yavaş zonklayan B yıldızları
 - Zonklayan beyaz cüceler
 - Güneş türü zonklayanlar
 - Uzun dönemli değişenler
- Kataklismik değişenler yıldız yüzeyinde ya da içerisinde meydana gelen termonükleer süreçlerden kaynaklanan şiddetli patlamalar nedeniyle ışınımında hızlı ve keskin değişimler gösterebilen değişen yıldız grubudur. Bu yıldızlar da kendi aralarında aşağıda listelenen gruplara ayrılmaktadırlar:
 - Süpernovalar
 - Novalar
 - Tekrarlayan novalar

- Cüce novalar
- Simbiyotik yıldızlar
- R Coronae Borealis yıldızları

Geometrik değişim gösteren yıldızlar tamamen dış etkenlerden veya dönmeden kaynaklanan nedenlerle, görünür parlaklığında değişimler gösteren yıldızlardır. Bu yıldızlar kendi aralarında tutulma gösteren sistemler ve dönen değişen yıldızlar olarak iki alt gruba ayrılırlar.

- Tutulma gösteren değişenler çift sistemin bileşenlerinin ortak kütle merkezi etrafında hareketi sırasında örtme ve örtülme göstermeleri sonucunda, sistemin toplam görünür parlaklığında değişimler meydana gelir. Bu sistemler de her iki bileşenin sahip olduğu Roche geometrileri göz önüne alınarak, başlıca üç ana grup altında sınıflandırılırlar;
 - Ayrık sistemler
 - Yarı-ayrık sistemler
 - Değen çift sistemler
- Dönen değişenler, yıldızlarda manyetik aktivite nedeniyle meydana gelen yüzey lekeleri, yıldızın dönmesi ile birlikte, ışık eğrisinde düzenli parlaklık değişimlerine neden olmaktadır. Bu tür değişimleri gösteren yıldızlar dönen değişenler olarak bilinmektedirler.

Bu tez kapsamında zonklayan yıldızlar grubunda yer alan δ Sct ve γ Dor değişenlerinin detaylı incelemesi yapılacaktır. Bu nedenle bu yıldızlara ait bilgiler detaylı olarak verilecektir.

1.2. δ Scuti Değişenleri

δ Sct değişenleri, Sefeid kararsızlık kuşağının anakol ve anakol komşuluğunda bulunan zonklayan yıldızlar grubunun en çok çalışılan üyelerinden biridir. Tayf türü aralığı A2V ile F0V arasında değişen bu Öbek I sistemlerinin, ışınım türü aralığı III ile V arasında bulunur (Breger, 2000). Düşük dereceli basınç ve çekim modları ile zonklamalar gösteren bu sistemlerin zonklama dönemleri 18 dakika ile 8 saat arasında değişmektedir. δ Sct yıldızlarında zonklamalar, HI ve HeII iyonizasyon bölgelerindeki enerji birikimi sonucu meydana gelen ve donukluk ile ilişkili olan κ zonklama mekanizması ile açıklanmıştır (Houdek ve ark., 1999).

Bu tür zonklamalar gösteren yıldızların ilki Fath (1935) tarafından keşfedilmiştir. Bu türden zonklayan değişenlerin farklı dönem-ışınım ilişkisi göstermesi ve RR Lyrae

değişenlerinden farklı zonklama özellikleri sergilemesi nedeniyle zamanla “Cüce Sefeidler” olarak isimlendirilmeye başlanmıştır (Smith, 1955). Daha sonra bu zonklayanlar Breger (1979, 1980) tarafından δ Sct yıldızları olarak adlandırılmıştır. Bu adlandırma günümüzde de hala geçerliliğini devam ettirse de, δ Sct türü zonklamalar sergileyen bu yıldızlar farklı alt sınıflara da ayrılmıştır. Bu grup içerisinde Öbek I türü yıldızlar olan δ Sct zonklayanlarının aksine, Öbek II yıldızları olan ve δ Sct zonklama özelliklerini gösteren SX Phoenicies yıldızları bulunmaktadır. Oldukça geniş zonklama genlik aralığı sergileyen δ Sct değişenlerinde, genlikler mili kadir mertebesinden kadir mertebesine kadar uzanmaktadır (Aerts ve ark., 2010). Bu geniş zonklama genlikleri incelendiğinde δ Sct yıldızları kendi arasında genlikleri göz önüne alınarak iki farklı gruba ayrılmışlardır. İlk grup, yüksek genlikli zonklamalar gösteren δ Sct yıldızlarıdır (HADS). HADS yıldızları genellikle tek dönemli dikine zonklamalar gösteren değişenlerdir. Zonklama genlikleri ise $0^m,3$ 'den daha büyüktür. İkinci grup ise düşük genlikli δ Sct yıldızlarıdır (LADS). Bu yıldızlar tipik δ Sct yıldızlarıdır ve genellikle $0^m,1$ 'den daha düşük zonklama genlikleri gösterirler. Ayrıca HADS ve LADS yıldızları arasında bulunan geçiş bölgesindeki yıldız sayısı, bilinen δ Sct yıldızlarına kıyasla neredeyse yok denecek kadar azdır. Chang ve ark. (2013) tarafından yapılan çalışmada bu bölgeye düşen altı tane yıldız olduğu söylenmiştir.

Bu grupların yanı sıra bir alt grup olarak tanımlayabileceğimiz, δ Sct yıldızları içerisinde kimyasal farklılık gösteren λ Boötis, klasik ve evrimleşmiş Am yıldızları da bulunmaktadır. Kimyasal farklılık gösteren bu δ Sct değişenlerinin, yapılan çalışmalarla normal kimyasal yüzey bolluğu gösteren sistemlere göre farklı davranışlar sergilediği görülmüştür (Rodriguez ve Breger, 2001). Genel olarak kimyasal farklılık gösteren bu iki tür δ Sct yıldızları, normal δ Sct yıldızları ile özellik olarak uyumludur.

δ Sct yıldızları, yıldız sismolojisi için oldukça önemli sistemlerdir. Bu önemleri özellikle, sahip oldukları görece geniş tayf ve ışınım türü aralığı sayesinde, sergiledikleri hızlı basınç ve çekim modları ve aynı zamanda da geniş zonklama genlik aralıklarından kaynaklanmaktadır. δ Sct yıldızlarının bu özellikleri kullanılarak farklı evrim aşamasında bulunan birçok yıldızın içyapısı incelenebilir. Ayrıca, δ Sct yıldızlarının H-R diyagramı üzerindeki konumları göz önüne alındığında, konvektif dış katman ile radyatif iç katmanın yer değiştirdiği geçiş bölgesinde buldukları görülmektedir. Bu durum δ Sct zonklayanlarının incelenmesi ile bu geçiş bölgesinde gerçekleşen işlemlerin anlaşılmasına

olanak sağlamaktadır. δ Sct yıldızlarının bu özelliklerinin yanı sıra diğer bir önemli özelliği ise, çift sistem üyesi olan δ Sct yıldızlarının varlığıdır. İlk olarak 1970'li yıllarda keşfedilen bu sistemlerin günümüzde sayısı giderek artmaktadır. Çift sistem üyesi olan bu δ Sct değişenlerinin önemi ise bu sistemlerin hem zonklama hem de tutulmayı aynı zamanda göstermesi ve bu sayede zonklayan bileşenin zonklama parametrelerine ve çift yıldız modellemesinde oldukça önemli olan salt parametrelere (yarıçap, kütle gibi) ulaşılabilmesidir.

δ Sct yıldızları sahip oldukları bu özellikleri ile yıllardır en çok çalışılan zonklayan yıldız gruplarından biri olmuştur. δ Sct yıldızlarıyla ilgili yapılacak olan yeni çalışmalar ise astronomide hala cevap bekleyen sorulara ışık tutacaktır.

1.3. γ Doradus Değişenleri

γ Dor zonklayan yıldızlarının atası olan γ Dor yıldızı ilk olarak Cousins ve Warren (1963) tarafından keşfedilmiş ve F0V tayf türü olan bu yıldızın iki temel dönem ile değişimler gösterdiği görülmüştür (0,733 ve 0,757 gün). γ Dor yıldızlarının salt parlaklıkları δ Sct yıldızları ile aynı iken, γ Dor değişenlerinin daha soğuk sistemler oldukları görülmüştür. Bu nedenle bu tür zonklayanların ışık eğrisindeki değişimlerin nedeni uzun bir süre incelenmiştir. Bu incelemeler sonunda yeni bir zonklayan yıldız grubu olan γ Dor değişenleri tanımlanmıştır. Öbek I üyesi olan bu sistemler, yüksek dereceli, düşük çekim modları ile zonklamalar gösterirler. Sefeid kararsızlık kuşağının kırmızı kenarına yakın bölgede bulunan bu yıldızlar 0,3 ile 3 gün mertebesinde V bandında ortalama $0^m,1$ genlikli değişimler sergilerler. γ Dor zonklayan yıldızlarının tayf türü aralığı A7 ile F5, ışınım türü aralığı ise IV ile V arasında değişim gösterir. Bu zonklayanların kütle aralığı ise 1,5 ile 1,8 M_{\odot} arasında bulunmuştur (Kaye ve ark., 1999).

γ Dor yıldızlarında zonklamadan sorumlu olan mekanizma uzun yıllar incelenmiş ve zonklamalar konvektif akı tutsaklama (convective-flux blocking) mekanizması ile açıklanmıştır (Guzik ve ark., 2000). Bu mekanizmada çekim modlarının yıldızların yüzeylerinde bulunan konvektif katmanın enerji tutsaklaması ile meydana geldiği, yapılan teorik incelemelerle görülmüştür.

Henüz yeni bir zonklayan yıldız türü olan bu sistemler ile ilgili bilinenler oldukça sınırlıdır. Bu nedenle bu sistemler üzerine kapsamlı çalışmalar yürütülmektedir. γ Dor değişenlerine ait daha önceki yıllarda yapılan çalışmaların az olmasının nedeni, bu yıldızların düşük genlikli ve uzun dönemli zonklamalarından kaynaklanmaktadır. Fakat

son zamanlarda elde edilen uydu gözlemleri ile yüzlerce γ Dor türü değişenler keşfedilmiştir. Bu yıldızların en önemli özelliği yıldızların iç katmanlarından gelen çekim modları ile zonklamalar sergilemeleridir. Bu nedenle yıldız iç yapısının daha iyi anlaşılmasına olanak sağlamaktadır.

1.4. A/F Türü Hibritler

δ Sct ve γ Dor yıldızlarının kararsızlık kuşaklarının aynı bölgede yer alması ve bu kuşakların birbiri ile örtüşmesi, bu bölgede her iki türden zonklamayı bünyesinde barındıran sistemlerin olup olmayacağı konusunda şüpheler uyandırmıştır. Yapılan çalışmalar sonucunda, her iki zonklama türünü bünyesinde barındıran sistemlere rastlanmıştır (Handler ve Shobbrook, 2002). Yeni tür zonklayan yıldızlar olan bu sistemler δ Sct - γ Dor ve A/F türü hibritler olarak bilinmektedir. Bu hibrit yıldızları, her iki tür zonklama özelliğini bünyesinde barındırdıkları için, hem bir δ Sct yıldızı gibi 5 c/d'den daha yüksek frekanslı basınç modları ile hem de bir γ Dor yıldızı gibi 5 c/d'den daha düşük frekanslı çekim modları ile zonklamalar gösterirler. Hibrit yıldızları, hem yıldızın yüzeyine yakın katmanlarından gelen basınç modu hem de yıldızın iç katmanlarından gelen çekim modlarını aynı anda bünyesinde barındırması nedeniyle yıldız iç yapısı incelemeleri için oldukça önemli sistemlerdir. Bu nedenle son yıllarda yıldız sismolojisinde büyük öneme sahiptirler. Yıldız iç yapısı incelemelerinin yanı sıra bu sistemler, yıldız iç dönmesi ve manyetik alanı hakkında da geniş bilgiler vermektedirler (bkz., Kurtz ve ark., 2015; Neiner ve Lampens, 2015). Ayrıca çift sistem üyesi olan hibrit yıldızlarının varlığının bulunması da, yıldız incelemelerine önemli katkı sağlayacak bir diğer avantajdır.

Bu yıldızlarla ilgili cevaplanmayı bekleyen sorular da bulunmaktadır. Hibrit yıldızı olarak varsayılan sistemlerdeki düşük γ Dor frekanslarının başka etkilerden de kaynaklanabileceği düşünülmüştür. Örneğin çift sistemin yörünge hareketinden kaynaklanan düşük frekanslar var olabilir. Bunun yanı sıra hibrit yıldızlarındaki bu düşük frekanslı zonklamaların yıldız yüzeyinin dönmesinden ve manyetik etkilerden de kaynaklanabileceği düşünülmektedir. Son yapılan çalışmalardan biri, bir hibrit yıldızında var olan düşük frekansların manyetik etiklerden kaynaklandığını göstermiştir (Neiner ve Lampens, 2015). Hibrit yıldızlarındaki bu sorunların çözüme kavuşması için bu yıldızların atası olan δ Sct ve γ Dor yıldızlarının detaylı incelenmesi gerekmektedir. Bu yıldızların atmosfer, dönme ve metal bolluklarının zonklama üzerine etkisi incelenerek, var olan düşük frekans ve yüksek frekansların kaynakları irdelenmelidir.

BÖLÜM 2

ÖNCEKİ ÇALIŞMALAR

Tez kapsamında A/F tayf türü zonklayan değişenler olan δ Sct ve γ Dor yıldızlarının çalışmalarına yer verilmiştir. Bu bölümde de bu değişenlerin literatür de yer alan önceki çalışmalarına bakılacaktır.

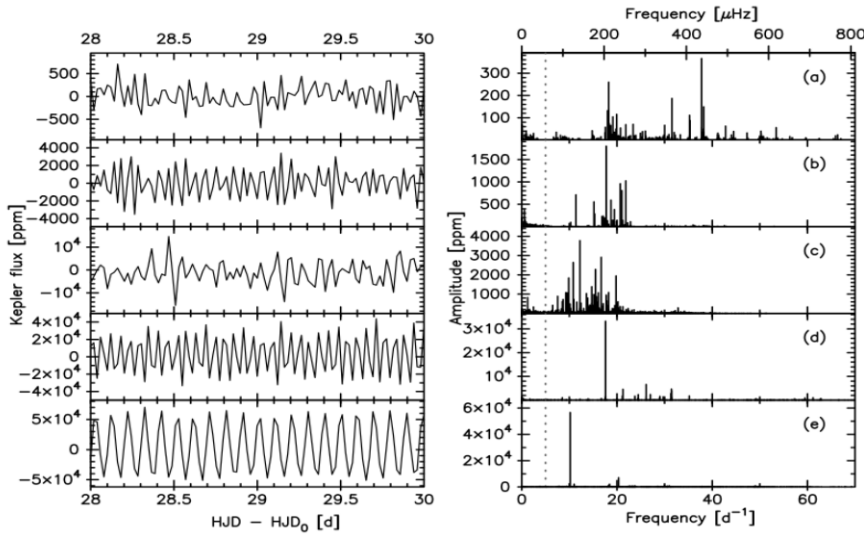
2.1. δ Scuti Yıldızlarının Çalışmaları

δ Sct yıldızları, yıldız sismolojisinde en çok çalışılan zonklayan yıldızlardır. Bunun nedeni de bu yıldızlarda görülen çoklu zonklama modları ve görece yüksek genlikli ışık değişimleridir. δ Sct yıldızlarının zonklamaları κ mekanizması ile açıklanmaktadır. κ mekanizması yıldız zonklamalarında şu şekilde etkindir; yıldız içerisinde bulunan helyum iyonizasyon bölgesi yaklaşık olarak 40.000 K dir. Bu tabakadaki iyonizasyon miktarı yıldız iç katmanlarından gelen enerji miktarı ile giderek artmaktadır. Artan bu iyonize olmuş parçacık sayısı, ışınım enerjisini arttıracak ve çekim kuvveti ile ışınım enerjisi dengelenmediği anda da yıldız üst katmanlarına uygulanan basınç zonklamayı başlatacaktır (Chevalier, 1971; Cox, 1980). δ Sct türü zonklamalardan sorumlu olan bu mekanizma, bu yıldızlarda düşük dereceli genellikle basınç modlarında zonklamalara neden olmaktadır. Sıcak δ Sct yıldızlarının genel olarak soğuk δ Sct yıldızlarına göre daha düşük frekanslarla zonkladığı görülmüştür (Bowman ve Kurtz, 2014). Zonklamaların kararlılığı yıldız içerisindeki zonklamayı sürdüren ve durduran yapı ile denge içerisindeydir. Örneğin, konvektif zarfın derinliğinin, δ Sct türü zonklamaları sürdürebilmesi için Sefeid kararsızlık kuşağının kırmızı kenarında yeterince büyük olması kuramsal olarak önerilmektedir (Houdek, 1999; Christen-Dalsgaard, 2000; Grigahcene ve ark., 2010).

Bir yıldızın evrim durumu, yıldızın zonklamasını özellikle sıfır yaş anakoluna ya da termal anakola yakınsa oldukça etkilemektedir. δ Sct yıldızları ise hem anakol hem de anakol dışında bulduklarından oldukça ilginçtirler ve merkezlerindeki hidrojen tüketildikten sonraki yaşamlarının görece kısa bir döneminde içyapılarında büyük değişimler meydana gelir. Evrimleşmiş δ Sct yıldızlarında, bu nedenle karışık modlar gözlemlenmektedir. Karışık modlar, hem yıldız merkezine yakın bölgeden gelen çekim modları hem de yıldızın yüzeyinden gelen basınç modlarının her ikisinin de birleşimi olarak tanımlanır. Karışık modların sıkça evrimleşmiş yıldızlarda görülmesinin nedeni de

yüksek yoğunluk gradyetidir. Verilen herhangi bir T_{eff} değeri için, termal yaş anakolu komşuluğunda bulunan daha çok evrimleşmiş bir δ Sct yıldızı genellikle daha düşük zonklama modlarına sahip olacaktır.

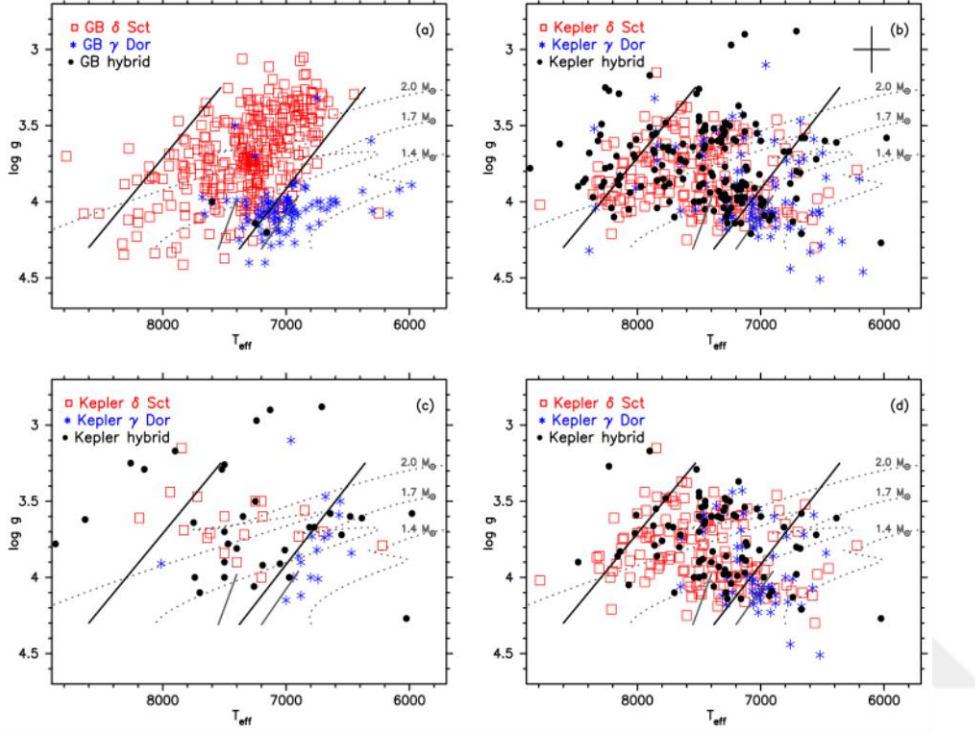
δ Sct yıldızlarının en son güncellenmiş kataloğu Chang ve ark. (2013) tarafından verilmiştir. Bu katalogta 1578 adet δ Sct yıldızı yer almaktadır. Katalog içerisinde δ Sct yıldızlarının koordinatları, rengi, dönme hızı, tayf türü, çift olup olmadığı, zonklama dönemi ve genlikleri verilmiştir. Katalog kapsamında yapılan incelemeler sonucunda δ Sct yıldızlarının büyük çoğunluğunun 0,02 ile 0,25 gün aralığında zonkladığı, genel zonklama genliklerinin $0^m,5$ değerinden düşük olduğu, tayf türlerinin de A ile F aralığında olduğu belirtilmiştir.



Şekil 2.1. Saf δ Sct yıldızlarına ait frekans tayfları ve ışık eğrileri (Uytterhoeven ve ark., 2011a).

Bu yıldızlarla ilgili uydu gözlemlerinden önce yapılan çalışmaların büyük çoğunluğu frekans ve mod analizlerinden oluşmaktadır. δ Sct yıldızlarının daha detaylı araştırılmasına en büyük katkı ise uydu gözlemlerinden gelmiştir. Özellikle *Kepler* uydusunun yüksek duyarlığa sahip verileri (Koch ve ark., 2010) ile birlikte bu yıldızlar daha detaylı incelenmeye başlanmıştır. Uytterhoeven ve ark. (2011a) tarafından *Kepler* verileri kullanılarak 750 adet A-F tayf türü sistemlerin analizlerinden δ sct yıldızlarının bazı özellikleri açığa çıkarılırken, bu sistemlerle ilgili bazı sorularda gündeme gelmiştir. Bu çalışmada sadece 5 c/d değerinden daha yüksek frekanslar sergileyen sistemler saf δ Sct sistemleri olarak, yani sadece δ Sct türü değişimler gösteren yıldızlar olarak ele alınmıştır.

Çalışmada δ Sct yıldızlarının belirlenmesinde kullanılan bu kriterler ve yıldızların birkaçına ait ışık eğrisi ve frekans tayfı örnekleri Şekil 2.1'de verilmiştir. Bu çalışmada aynı zamanda yeni keşfedilen δ Sct yıldızlarının $\log T_{\text{eff}} - \log g$ diyagramındaki dağılımları da gösterilmiştir. Bu dağılımlar Şekil 2.2'de verilmiştir.



Şekil 2.2. δ Sct, γ Dor ve hibrit yıldızlarının $\log T_{\text{eff}} - \log g$ diyagramı üzerinde gösterimi. a) Yer tabanlı yapılan gözlemlerde keşfedilen δ Sct ve γ Dor yıldızlarının konumu. b) *Kepler* δ Sct ve γ Dor yıldızlarının konumu. c) Tayfsal verileri bulunan *Kepler* δ Sct ve γ Dor sistemlerinin konumu. d) 1 mag'dan daha yüksek zonklamalar gösteren yıldızların konumu (Uytterhoeven ve ark., 2011a).

Şekil 2.2'den de görüleceği gibi, bu çalışma ile keşfedilen δ Sct yıldızları ile ilgili en büyük sorun, yer tabanlı keşifler ile bulunan δ Sct yıldızlarının büyük çoğunluğunun kararsızlık kuşağı içerisinde yer alırken (Şekil 2.2, a paneli), *Kepler* analizleri sonrasında keşfedilenlerin bazılarının kararsızlık kuşağının dışında da bulunmasıdır. Teorik olarak bu durum beklenmedik bir durumdur çünkü bu yıldızlarda zonklamadan sorumlu olan mekanizma, kararsızlık kuşağı dışında daha yüksek veya düşük sıcaklıklarda sırasıyla daha üst veya daha derin katmanlara doğru hareket edecektir. Bu durumda da zonklama mekanizmasının sahip olacağı enerji kararsızlık kuşağının kırmızı sınırında üst katmanların

ağırlığını kaldırmaya yetmeyecek ya da mavi sınırında üstte kalan katmanlar inceleyeceğinden çok ufak genlikli zonklamalara neden olacaktır. Bu nedenle kararsızlık kuşakları dışında bulunan bu sistemlerin detaylı incelenmesi ve δ Sct yıldızlarının kararsızlık kuşaklarının kuramsal sınırlarının yeniden gözden geçirilmesi gerekmektedir.

Kepler alanındaki δ Sct yıldızlarının frekansları birçok yazar tarafından detaylı olarak incelenmiştir. Özellikle Balona ve Dziembowski (2011) ve Balona (2014) tarafından yapılan bu incelemelerde, δ Sct yıldızlarının frekans yapıları ile ilgili bazı özelliklere rastlanmıştır. δ Sct yıldızlarının frekanslarının incelenmesi sonucunda, δ Sct kararsızlık kuşağının mavi kenarının ötesinde bulunan δ Sct yıldızlarının yüksek dikine ve dikine olmayan modlarla zonkladıkları bulunmuştur. Ayrıca yazarlar δ Sct yıldızlarında görülen düşük frekansların nedeninin yıldız yüzeylerinde bulunan lekelerin dönme hareketinden kaynaklanabileceğini ve bu yıldızlarda γ Dor zonklamalarından sorumlu mekanizmanın yüksek sıcaklık bölgelerine kadar genişleyeceğini ve böylelikle de düşük frekansların δ Sct zonklama tayflarında görülebileceğini belirtilmiştir. Ayrıca Balona ve Dziembowski (2011) δ Sct yıldızlarının H-R diyagramındaki konumları ile sıfır yaş anakolu arasında bir boşluk olduğunu ve bu boşluğunda artan sıcaklıklarla birlikte arttığını gözlemlemiştir. δ sct yıldızları ile ilgili yürütülen birçok tayfsal çalışma bulunmaktadır. Bu çalışmalar genellikle bu yıldızların atmosfer parametreleri ve element bolluklarının belirlenmesi yöntemlerine dayanır (Catanzaro ve ark., 2011; Tkachenko ve ark., 2013b; Niemczura ve ark., 2015). Tayfsal çalışmalarda δ Sct yıldızlarının H-R diyagramı üzerindeki konumları da incelenmiştir. Birçok δ Sct yıldızının kendi kararsızlık kuşakları içerisinde bulunduğu görülürken, bazılarının ise kuramın tersine, bu kuşaklar dışında konumlandığı görülmüştür. δ sct yıldızlarının detaylı element bolluk analizi Fossati ve ark. (2008) tarafından yapılmıştır. Bu çalışmada yedi adet δ Sct yıldızı ele alınıp detaylı element bolluğu analizi sunulmuştur. Bu analiz δ Sct yıldızlarının kuramsal modellemelerinde varsayılan güneş bolluğu kabulünün doğruluğunu tespit için uygulanmıştır. Analizler sonucunda ise δ Sct yıldızlarının bollukları, A-F tayf türü zonklamayan yıldızların literatürde bulunan bollukları ile kıyaslanmıştır ve itrium ve baryum elementlerinin fazlalığı dışında Güneş bolluğundan belirgin bir farklılık gözlenmemiştir. Yalnız bu çalışmada kullanılan yıldız sayısının (yedi adet) bu kıyaslamayı yapmak için oldukça az olduğu göz önüne alınmalıdır.

2.2. γ Doradus Yıldızlarının Çalışmaları

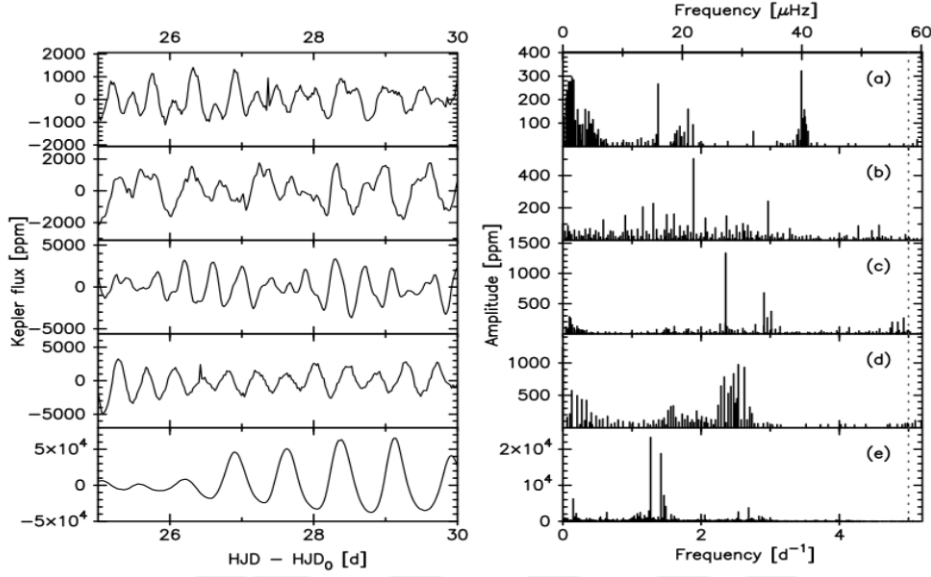
γ Dor yıldızları 1995 yılındaki ilk keşiflerinden beri bilinen sistemlerdir. Bu sistemlerin ilk kapsamlı çalışması Balona ve ark. (1996) tarafından yapılmıştır. Bu çalışmada γ Dor yıldızlarının çizgi profil değişimleri incelenmiş ve ne tür değişimler gösterdiği anlaşılmaya çalışılmıştır.

γ Dor yıldızlarının sayısı her geçen gün yeni keşiflerle birlikte artmaktadır. Bu artışa en önemli katkı ise *Hipparcos* uydusundan gelmiştir. Bu uydu tarafından keşfedilen sistemlerle birlikte 2006 yılı itibarı ile 50 adet onaylanmış γ Dor yıldızı keşfedilmişken, bu sayıya 100 adet aday γ Dor sistemi 2004 – 2006 yıllarında eklenmiştir (Mathias ve ark., 2004; Henry ve ark., 2005; De Cat ve ark., 2006). Aday olarak önerilen bu sistemlerin kesin γ Dor sistemleri olduklarını belirleyebilmek içinde birçok tayfsal ve fotometrik çalışma yürütülmüştür. Henry ve ark. (2001), Henry ve Fekel (2002, 2003), Warner ve ark., (2003) tarafından yürütülen bu çalışmalarda birçok yeni γ Dor sistemi listeye eklenmiştir.

γ Dor sistemlerinin zonklama mekanizması uzunca bir süre merak konusu olmuştur çünkü δ Sct yıldızlarının zonklamasından sorumlu olan κ mekanizması bu zonklamaları açıklayamamaktadır. γ Dor yıldızları üzerine yapılan kuramsal çalışmaları ile bu türden yıldızların zonklamaları “konvektif bloklama” mekanizması ile açıklanmıştır (Guzik ve ark., 2000).

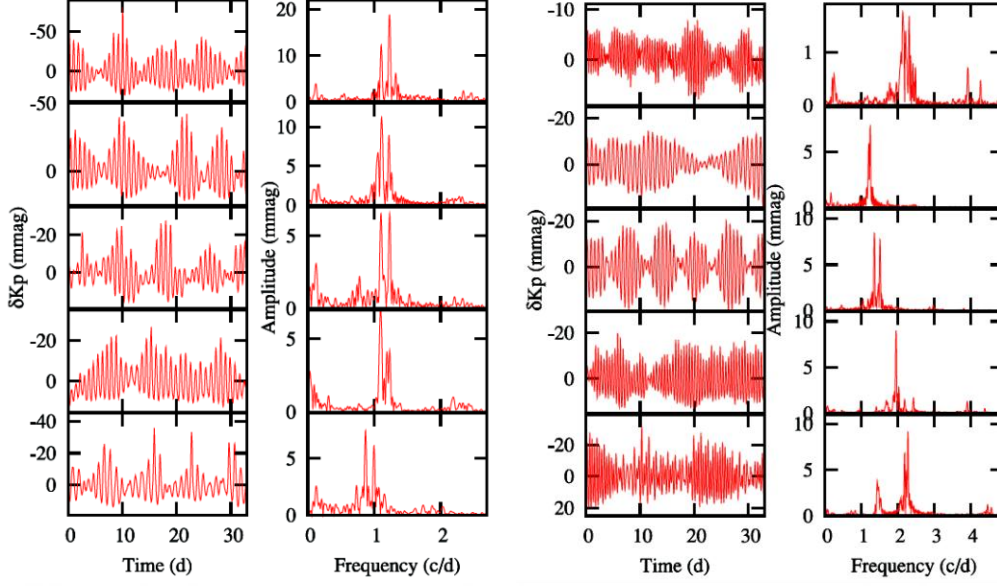
Keşfedilen γ Dor yıldızlarının sayısı da *Kepler* uydusu ile birlikte artmıştır. *Kepler* uydusunun yüksek duyarlıklı verileriyle, düşük zonklama genlikleri nedeniyle yer tabanlı gözlemlerden keşfedilmesi zor olan γ Dor yıldızlarının yeni keşiflerine de olanak sağlanmıştır. Uytterhoeven ve ark. (2011a) tarafından *Kepler* yıldızlarının incelenmesi sonucunda birçok aday γ Dor sistemi keşfedilmiştir. Bu keşifler sırasında 750 adet A-F tayf türü sistem incelenmiştir. İncelemelerde zonklama frekansı 5 c/d'in altında bulunan sistemler saf γ Dor yıldızları, yani sadece γ Dor tipi zonklamalar içeren yıldızlar, olarak tanımlanmıştır. Bu incelemeler yapılırken kullanılan ölçüt ve bazı γ Dor yıldızlarına ait frekans tayfı ile ışık eğrisi örnekleri Şekil 2.3'te gösterilmiştir. Uytterhoeven ve ark. (2011a) tarafından yapılan bu çalışmada, belirlenen γ Dor yıldızlarının konumu Şekil 2.2'de verildiği üzere $\log T_{\text{eff}} - \log g$ diyagramı üzerinde gösterilmiştir. Şekilden de görüleceği üzere γ Dor sistemleri de δ Sct yıldızlarında olduğu gibi, yer tabanlı gözlemlerde genellikle kendi kararsızlık kuşağı içerisinde bulunurken, uydu gözlemleri

sonucunda kendi kararsızlık kuşağı sınırları dışında da bulunabileceği görülmüştür. γ Dor yıldızlarının kararsızlık kuşaklarının kesin sınırlarının belirlenmesi içinde detaylı birçok tayfsal çalışmaya ihtiyaç duyulmaktadır.



Şekil 2.3. Saf γ Dor yıldızlarına ait ışık eğrileri ve frekans tayfları (Uytterhoeven ve ark., 2011a).

γ Dor yıldızların frekansları ve ışık eğrileri üzerinde Balona ve ark. (2011) tarafından yapılan çalışmada, γ Dor yıldızlarının ışık eğrilerinde karakteristik bir değişim ve benzerlik olduğu belirlenmiştir. γ Dor yıldızlarının tipik frekanslarından kaynaklanan bu değişim vuru olayı ile birlikte ışık eğrilerinde görülmektedir. *Kepler* veri tabanında yapılan bu incelemede birçok γ Dor yıldızının maksimum parlaklıklarında büyük değişimler ve minimum parlaklıklarında küçük değişimler gösteren simetrik olmayan ışık eğrilerine sahip sistemler keşfedilmiştir. Bu sistemler ASYM grubu olarak tanımlanmıştır. ASYM γ Dor sistemlerinin H-R diyagramındaki konumlarının yer tabanlı gözlemlerle bulunan γ Dor yıldızları ile aynı olduğu görülmüştür. γ Dor yıldızları içerisinde birçok yıldızın da simetrik ışık eğrilerine sahip olduğu bulunmuştur. Bu yıldızlarda SYM yıldızları olarak tanımlanmışlardır. SYM yıldızları H-R diyagramında çizdirildiğinde γ Dor kararsızlık kuşakları içerisinde oldukları fakat ASYM yıldızları ile aynı bölgeyi kapsamadıkları görülmüştür. ASYM ve SYM ışık eğrilerine sahip olan γ Dor yıldızları Şekil 2.4'te verilmiştir.



Şekil 2.4. ASYM (sol panel) ve SYM (sağ panel) γ Dor yıldızlarının ışık eğrisi ve frekans tayfı (Balona ve ark., 2011).

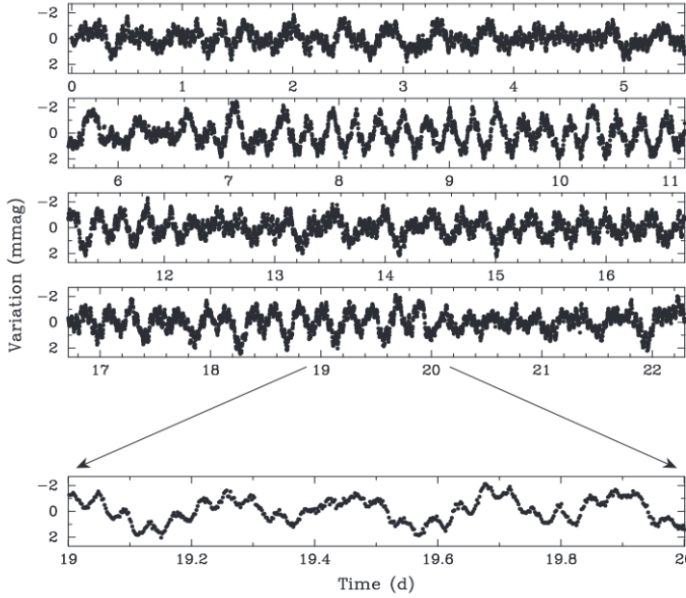
γ Dor yıldızları ile ilgili günümüze kadar birçok tayfsal çalışma yapılmıştır fakat bu tayfsal çalışmalar genel olarak δ Sct yıldızlarının tayfsal çalışmalarına göre daha azdır. γ Dor yıldızlarının genel özelliklerinin tam olarak belirlenebilmesi için bu türden yıldızların fotometrik çalışmalarına ek olarak tayfsal çalışmalarının da artırılması gerekmektedir.

2.3. A/F Tayf Türü Hibrit Yıldızlarının Çalışmaları

Sefeid kararsızlık kuşağının anakola yakın bölgesinde yer alan δ Sct ve γ Dor yıldızların teorik olarak önerilen kararsızlık kuşakları birbirini kısmen örtmektedir. H-R diyagramı üzerinde kararsızlık kuşaklarının çakıştığı bu bölgede ilk kez Dupret ve ark. (2004) tarafından hem δ Sct hem de γ Dor zonklamalarını aynı anda bünyesinde barındıran hibrit yıldızları kuramsal olarak önerilmiştir. İlk öneride bu sistemlerin A-F tayf türü yıldızların çok küçük bir aralığını kapsadığı düşünülmekteydi.

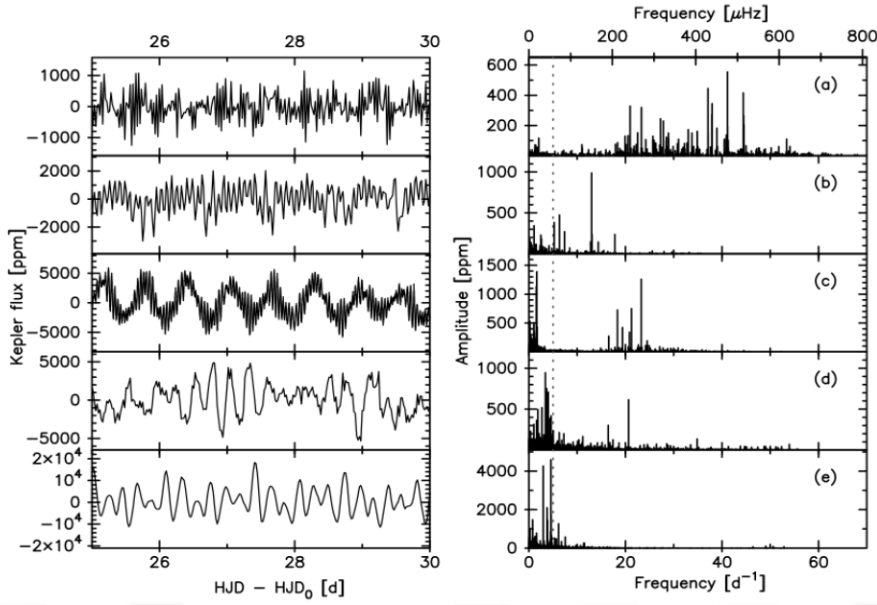
Hibrit yıldızların keşfine yönelik ilk yer tabanlı çalışma Handler ve Shobbrook (2002) tarafından yapılmıştır. Bu çalışmada seçilen γ Dor yıldızları içerisinde δ Sct türü zonklamalar aranmış ve HD 209295 sistemi ilk hibrit yıldız olarak duyurulmuştur. Yapılan incelemelerde bu yıldızdaki δ Sct türü zonklamalardan kaynaklandığı düşünülen frekansların, gerçekte yıldızlardaki gel git etkisi nedeniyle meydana geldiği görülmüştür (Handler ve ark., 2002). Hibrit yıldızları ile ilgili yer tabanlı arayışlar devam etmiştir ve yer tabanlı gözlemler ile şimdiye kadar sadece birkaç sistem bulunabilmiştir. (Henry ve

Fekel, 2005; Rowe ve ark., 2006; Uytterhoeven ve ark., 2008; Hartman ve ark., 2008). Bunun nedeni ise her iki zonklamayı bünyesinde barındıran hibritlerde baskın zonklama doğasının dışında kalan zonklamaların çok düşük genlikli olmasıdır. *Kepler* veritabanından olan bir hibrit yıldızının ışık eğrisi gösterimi Şekil 2.5'te verilmiştir.



Şekil 2.5. *Kepler* veri tabanındaki bir hibrit yıldızının ışık eğrisi (Handler, 2012).

Özellikle MOST (Walker ve ark., 2003), CoRoT (Baglin ve Chaintreuil, 2006) ve *Kepler* (Borucki ve ark., 1997; Christensen-Dalsgaard ve ark., 2008) gibi uyduların atmosfer dışı gözlemleri ile, bilinen hibrit sistemlerinin sayısı giderek artmıştır. Yüksek duyarlılıklı bu veriler, düşük genlikli zonklamaların da görülmesine olanak sağlamış böylelikle hibrit sistemlerinin sayısını arttırmıştır. Bu durum, her zonklayan sistem hibrit yıldızı olabilir mi sorusunu akla getirmektedir. *Kepler* verilerinin derlenmesiyle δ Sct, γ Dor ve bunların hibritleri üzerine olan ilk çalışma Grigahcene ve ark. (2010) tarafından yapılmış ve ardından yine *Kepler* verileri bulunan 750 A-F tayf türü sistemler incelemiş ve aday saf δ Sct, saf γ Dor ve bu sistemlerin hibritleri sınıflandırılmıştır (Uytterhoeven ve ark., 2011a). Uytterhoeven ve ark. (2011a) tarafından yapılan bu çalışmada frekans analizleri sonucunda frekans tayfında hem 5 c/d'den küçük hem de bu değerden daha büyük olan frekansları barındıran sistemler, evrimleşmiş yıldızlar, dönme faktörü ve çift sistem faktörü göz önüne alınarak hibrit sistemler olarak sınıflandırılmıştır. Bu sınıflamanın yapıldığı kriterler ve belirlenen birkaç *Kepler* hibrit yıldızına ait frekans tayfi ve ışık eğrileri Şekil 2.6'da verilmiştir.



Şekil 2.6. Hibrit yıldızlarına ait frekans tayfları ve ışık eğrileri (Uytterhoeven ve ark., 2011a).

Hibrit yıldızlarının keşfedilmesiyle birlikte bu yıldızlara ait bazı temel özelliklerinin ne olduğu, özellikle de zonklama yapılarının nasıl olduğu üzerine bir takım çalışmalar yapılmaya başlanmıştır. Dupret ve ark. (2005) tarafından yapılan çalışmada δ Sct, γ Dor ve hibrit yıldızlarının zonklama doğalarına ilişkin bilgiler verilmiştir fakat δ Sct - γ Dor hibritlerinin tümünü içeren kesin bir zonklama modellemesinden söz edilememiştir. Buna rağmen bu çalışmada hibrit yıldızların zonklama doğalarına dair temel bilgiler verilmeye çalışılmıştır.

Hibrit yıldızlarının her iki zonklamayı da bünyesinde barındırmasının nedeninin kimyasal farklılıklardan kaynaklanabileceği düşünülmüştür (Henry ve Fekel, 2005). Bu nedenle bazı hibrit yıldızlarının metalce zengin bolluk gösteren Am yıldızı olup olmadığı incelenmiştir. Hibrit yıldızı olduğu kesin belirlenmiş olan HD 8801 (Henry ve Fekel, 2005) üzerinde yapılan çalışmada, bu yıldızın bir Am yıldızı olduğu görülmüştür. HD 8801 sistemi dışında birkaç hibrit sisteminin de Am yıldızı olduğunun belirlenmesi üzerine bu yıldızların Am türü zonklayan yıldızlar olabilecekleri düşünülmüştür. Bu özellik onların zonklama doğasını da açıklamakta yardımcı olabileceği için önemlidir. Şimdiye kadar bilinen Am hibrit yıldızı sayısı çok az olmakla birlikte hibrit yıldızı olup Am yıldızı olmayan sistemler de bulunmuştur (Hareter ve ark., 2011). Son zamanlarda *Kepler* alanındaki yıldızlar üzerine yapılan tayfsal çalışmalarda ise hibrit yıldızlarının çoğunun aslında Am yıldızı özelliği göstermediği görülmüştür (Niemczura ve ark., 2015).

2.4. Çift Sistemlerin Çalışmaları

Bilinen yıldızların büyük çoğunluğu çift sistem ve çoklu sistem üyeleridir. Bu nedenle daha önce belirtilen değişen yıldızların bir çift sistem üyesi olarak bulunması olasıdır. Bu değişen yıldızların özellikle bir tutulma gösteren çift sistem üyesi olması, zonklayan değişenlerin detaylı çalışmaları ve yıldız evrimlerinin anlaşılması için oldukça önemlidir. Tutulma gösteren çift sistemlerin detaylı ışık eğrisi ve dikine hız eğrileri çalışmaları ile her bir birleşene ait olan temel parametreler büyük doğrulukla elde edilebilir. Bu temel parametreler, zonklayan yıldızların kuramsal modellemeleri için oldukça önemlidir.

Çift sistemlerde bulunan zonklayan yıldızların varlığı yaklaşık 25 yıldır bilinmektedir. Özellikle son 10 yıl içerisinde bu yıldızlarla ilgili çalışmalar giderek artmıştır. Çift sistemlerde bulunan zonklayanların ilk kataloğu Szatmary (1990) tarafından verilmiştir. Keşiflerin artması ile birlikte çift sistemlerde bulunan δ Sct yıldızlarının sayısı da artmıştır. Rodriguez ve ark. (2000) yayınladıkları δ Sct yıldızları kataloğunda listeledikleri yaklaşık 500 sistem içerisindeki yıldızların 86 tanesinin çift ve çoklu sistem üyesi oldukları belirtilmiştir. Çift sistemlerde bulunan δ Sct yıldızlarının ilk listesi Rodriguez ve Breger (2001) tarafından yapılan çalışmada verilmiştir. Bu çalışmada verilen yıldızların sayısı 15'tir. Tutulma gösteren çift sistemlerde bulunan δ Sct yıldızlarının kapsamlı bir kataloğu ise Soydugan ve ark. (2006a) tarafından verilmiştir. Bu katalogta, zonklayan bileşenli çift sistemler bilinen fiziksel parametreleri ile birlikte listelenmiştir. Soydugan ve ark. (2006b) tarafından bilinen ve aday çift sistem üyesi olan δ Sct yıldızlarının bir listesi de yayınlanmıştır. Bu çalışmada çift sistem üyesi δ Sct yıldızının yörünge döneminin, zonklama dönemi üzerine etkisi ilk kez duyurulmuştur. Zonklama dönemi ve yörünge dönemi arasındaki bu ilişki daha sonra yeni keşiflerle birlikte tekrar incelenmiştir (Liakos ve ark. 2012; Liakos ve Niarchos, 2017). Çift sistem üyesi δ Sct yıldızlarının diğer bir kataloğu ise Liakos ve ark. (2012) tarafından verilmiştir ve bu çalışmada 75 adet çift sistem üyesi δ Sct yıldızı listelenmiştir. Yörünge döneminin zonklama dönemi üzerindeki etkisi bu çalışma ile bir kez daha onaylanmıştır. Bu parametreler arasındaki ilişki ise Zhang ve ark. (2013) tarafından kuramsal olarak açıklanmıştır. Bu açıklamaya göre yıldızın zonklama dönemi, aşağıda verilen denklemde gösterildiği gibi Q, f, q ve yörünge periyodu ile doğru orantılı olarak değişmektedir.

$$P_{zonklama} = \frac{G^{1/2}}{2\pi} Q f^{3/2} r^{3/2} (1+q)^{1/2} P_{yörünge} \quad (2.1)$$

Zhang ve ark. (2013) yaptıkları bu teorik açıklamanın gözlemlerle uyumlu olup olmadığını bulabilmek için 69 adet tutulma gösteren çift sistem üyesi δ Sct yıldızlarının verilerini kullanmış ve kuramsal eğrinin gözlemsel ile uyumunu göstermiştir. Çift sistemlerde bulunan δ Sct yıldızları için verilen son listede, görsel çift, elipsoidal değişenler ve tayfsal çift sistemlerde dahil olmak üzere tüm çift sistemlerde bulunan 199 δ Sct yıldızı derlenmiştir. Bu listede verilen tutulma gösteren ayırık ve yarı-ayırık sistemlerin sayısı ise sırasıyla 25 ve 66'dır (Liakos ve Niarchos, 2017). Bu çalışmada, çift sistemde etkin olan ikinci bileşen, kütle aktarımı ve dönme dolanma kilitlenmesi gibi faktörlerin zonklayan bileşen üzerindeki etkisinin 13 günlük yörünge döneminden daha büyük yörünge dönemlerine sahip olan sistemlerde etkin olmadığı söylenmiştir. Çift sistem üyesi olan δ Sct yıldızlarında ikinci bileşen tarafından zonklayan birinci bileşenin 1 gramlık yüzeyine uygulanan çekim kuvvetinin zonklamayı etkilediği ve yüzey çekim ivmesi ile zonklama dönemi arasında bir ilişki olduğu da yapılan çalışmalarca elde edilmiştir (Soydugan ve ark., 2006b; Liakos ve Niarchos, 2017).

γ Dor türü zonklayan bileşenli çift sistemler de bulunmaktadır ve çift sistemlerdeki γ Dor yıldızlarının keşfi ve analizleri gün geçtikçe artmaktadır (Örneğin, Özdarcan ve ark., 2016; Çakırlı ve ark., 2017). Çift sistemlerde bulunan γ Dor türü değişenlerin ilk örneği ise VZ Cvn'dir (İbanoğlu ve ark., 2007). Bu sistemlere ait ilk liste Çakırlı ve İbanoğlu (2016) tarafından verilmiştir. Bu listede verilen çift sistem üyesi γ Dor yıldızlarının sayısı ise 11'dir. Çakırlı ve ark. (2017)'nin yaptığı son çalışmada bu sayı 17'ye yükselmiştir. Çakırlı ve İbanoğlu (2016) ve Çakırlı ve ark. (2017) δ Sct yıldızlarında var olan, zonklama dönemi ve yörünge dönemi arasındaki bağıntıyı γ Dor yıldızlarına da uyarlamışlar ve δ Sct yıldızlarında olduğu gibi iki parametre arasında doğrusal bir ilişki belirlemişlerdir. Ayrıca bu sistemlerde de zonklama döneminin, yüzey çekim ivmesi ve ikinci bileşen tarafından uygulanan çekim kuvveti ile değiştiği de bulunmuştur. Çift sistemlerde bulunan γ Dor yıldızlarının δ Sct yıldızlarına göre az olmasının nedeni ise γ Dor zonklamalarının genliklerinin δ Sct sistemlerine göre daha düşük olması ve daha uzun dönemlerle zonklamalarıdır.

Bilinen çift sistem üyesi hibrit yıldızlarının sayısı az olmakla birlikte hibrit yıldızlarının çift sistemlerde var olabileceği yapılan çalışmalarla gösterilmiştir. Bilinen ilk

sitemlerden birisi ise KIC 4544587'dir (Hambleton ve ark., 2013). Uydu verilerinin detaylı incelenmesi ile bu yıldızların keşifleri örnek sayısında artışı sağlamıştır (Chapellier ve Mathias, 2013; Maceroni ve ark., 2014).



BÖLÜM 3

MATERYAL VE METOT

3.1. ATLAS Model Atmosferleri

Yerel termodinamik ve hidrostatik dengedeki bir atmosfer modelini elde etme işlemi ilk olarak T_{eff} , $\log g$ ve element bolluklarının ön görülmesi ile başlar. Model atmosferlerin hesaplanmasında ise bir takım varsayımlar ve yaklaşımlar yapılmaktadır. ATLAS model atmosferleri hesaplanmasında ise aşağıdaki varsayım ve yaklaşımlar yapılır.

- Yıldız atmosferi sabit durumdadır.
- Atmosfer içerisindeki enerji akısı sabittir.
- Atmosfer homojendir. Granüller, spiküller, lekeler ve manyetik alanlar göz ardı edilir.
- Atmosfer yıldız yarıçapına oranla oldukça incedir bu nedenle düzlem paralel varsayımı yapılabilir.
- Normal doğrultusunda tabakaların görelî hareketi ve atmosferde net ivmelenme yoktur. Böylece çekim dengesi varsayımı yapılabilir.
- Atmosfer bollukları özeldir ve atmosfer boyunca sabittir (Kurucz, 2014).

Verilen bu varsayımlar altında atmosfer modellerini tanımlayan parametreleri bulmak için iterasyonlar yapılır. Atmosferdeki herbir tabaka için akı ve sıcaklık sabit kalana kadar uygulanan adımlar aşağıdaki gibidir:

- Her bir tabakadaki basıncı ve element türlerini belirlemek için durum denkleminin hesaplanması.
- Çizgi ve süreklilik donukluğunun hesaplanması.
- Her bir tabakadaki toplam radyatif akı ve radyasyon alanlarının hesaplanması.
- Her bir tabakadaki konvektif akının hesaplanması.
- Her bir tabakadaki sıcaklığın düzeltilmesi ve toplam hatanın hesaplanması (Kurucz, 2014).

Uygulanan bu adımlar sayesinde istenilen girdi parametrelerine göre atmosfer modelleri oluşturulur. Atmosfer modelleri oluşturulurken de donukluk dağılım fonksiyonu (Opacity Distribution Function, ODF) ve donukluk örnekleme (Opacity Sampling, OS) teknikleri kullanılmaktadır. ATLAS9 model atmosferlerinin üretilmesinde ODF kullanırken, bir üst sürümü olan ATLAS12'de OS kullanılmaktadır. Çizgi donukluk yaklaşımı dışında iki kod prensip olarak aynıdır. Her iki programda farklı çizgi donukluk kaynaklarının uygulanması hem avantaj hem de dezavantaja sahiptir. ATLAS9

ile üretilen modeller, bolluk ve mikro türbülans hızı aralığı bakımından sınırlıdır. Fakat bu kodta avantaj ODF tablolarının kısa bir sürede hazırlanıp bir atmosfer modelinin dakikalar mertebesinde elde edilmesidir. ATLAS12 modelleri verilen her bir bolluk ve mikro türbülans aralığı için üretilebilmektedir. Dezavantajı ise bir modelin üretilmesinin saat mertebesinde olmasıdır (Castelli, 2005).

```
TEFF 7000. GRAVITY 4.00000 LTE
TITLE [0.0] VTURB=2 L/H=1.25 NOVER NEW ODF
OPACITY IFOP 1 1 1 1 1 1 1 1 1 1 1 1 1 0 1 0 0 0 0 0
CONVECTION ON 1.25 TURBULENCE OFF 0.00 0.00 0.00 0.00
ABUNDANCE SCALE 1.00000 ABUNDANCE CHANGE 1 0.92040 2 0.07834
ABUNDANCE CHANGE 3 -10.94 4 -10.64 5 -9.49 6 -3.52 7 -4.12 8 -3.21
ABUNDANCE CHANGE 9 -7.48 10 -3.96 11 -5.71 12 -4.46 13 -5.57 14 -4.49
ABUNDANCE CHANGE 15 -6.59 16 -4.71 17 -6.54 18 -5.64 19 -6.92 20 -5.68
ABUNDANCE CHANGE 21 -8.87 22 -7.02 23 -8.04 24 -6.37 25 -6.65 26 -4.54
ABUNDANCE CHANGE 27 -7.12 28 -5.79 29 -7.83 30 -7.44 31 -9.16 32 -8.63
ABUNDANCE CHANGE 33 -9.67 34 -8.63 35 -9.41 36 -8.73 37 -9.44 38 -9.07
ABUNDANCE CHANGE 39 -9.80 40 -9.44 41 -10.62 42 -10.12 43 -20.00 44 -10.20
ABUNDANCE CHANGE 45 -10.92 46 -10.35 47 -11.10 48 -10.27 49 -10.38 50 -10.04
ABUNDANCE CHANGE 51 -11.04 52 -9.80 53 -10.53 54 -9.87 55 -10.91 56 -9.91
ABUNDANCE CHANGE 57 -10.87 58 -10.46 59 -11.33 60 -10.54 61 -20.00 62 -11.03
ABUNDANCE CHANGE 63 -11.53 64 -10.92 65 -11.69 66 -10.90 67 -11.78 68 -11.11
ABUNDANCE CHANGE 69 -12.04 70 -10.96 71 -11.98 72 -11.16 73 -12.17 74 -10.93
```

Şekil 3.1. Güneş metal bolluğu, $T_{\text{eff}} = 7000$ K ve $\log g = 4$ dex varsayımı ile üretilmiş ATLAS9 atmosfer modelinin dosya görünümü.

Bu çalışmada ATLAS9 kodu yardımıyla üretilen modellerden yararlanıldı. Şekil 3.1’de ise Güneş metal bolluğunda ($[Fe/H]=0$ dex), $T_{\text{eff}} = 7000$ K, $\log g = 4$ dex, mikro türbülans hızı 2 km/s ve karışım uzunluğu 1,25 parametreleri ile üretilmiş bir modelin dosyası gösterilmiştir. Dosyanın ilk dört satırında hangi varsayımlar altında modelin üretildiği verilirken geri kalan kısımlarda verilen girdi parametreleri altında her bir elemente ait bolluk miktarları elementlerin atom numaraları karşısında verilmiştir.

3.2. SYNTHE

SYNTHE (Kurucz ve Avrett, 1981), verilen atmosfer modelleri ile yüksek çözünürlüklü tayflar üreten bir koddur. Yüksek çözünürlüklü tayflar Doppler uzayında eşit aralıklı noktalar girdisi ve girdideki en yakın noktaya çizgi merkezlerinin hareket ettirilmesi ile oluşturulur. Çizgilerin Voigt profilleri simetriktir ve sadece bir kanadının profilinin hesaplanması ile çizgi tayfları milyonlarca noktadan daha fazla girdi ile oluşturulur. Kod tipik olarak 0,5 km/s çözünürlüklü yıldız tayfları oluşturmaktadır.

Doppler uzayındaki noktalar sadece nokta indekslerinin değişimi ile Doppler kaymalarının belirlenmesine izin verir. Dikine hızlar atmosfer (telluric) ve yıldız

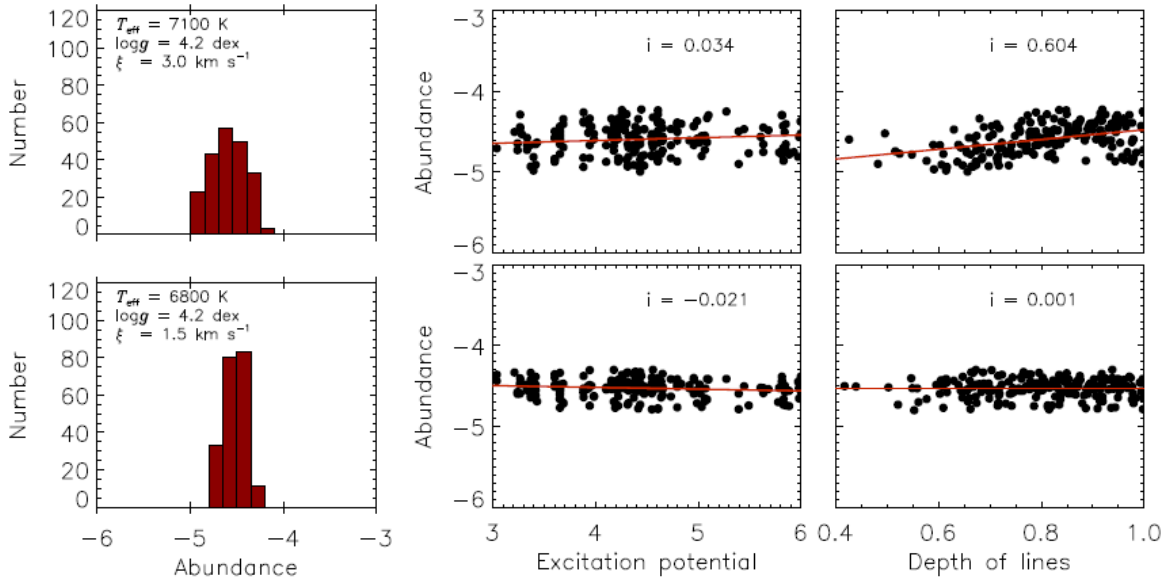
tayflarının çakıştırılması ile belirlenir. SYNTHE aynı zamanda zonklama ve konveksiyondan kaynaklı, derinlik bağımlı Doppler kaymalarının belirlenmesinde de kullanılabilir. SYNTHE'nin diğer bir avantajı ise verilen aralıktaki bütün atomların ve molekül türlerinin yoğunluğunun önceden hazırlanmış yoğunluk tablosu ve süreklilik donuklukları kullanarak hesaplanmasıdır. Kod girdi olarak verilen çizgi listesini ele alıp yeni seilmış çizgi listesi hazırlar. Her bir çizgi için, çizgi soğurma katsayısını hesaplar ve yaklaşık süreklilik donukluğunu belirler. izgi donukluğu, süreklilik donukluğu ile durdurma faktörünün çarpımının altında ise çizgi üretimi yapılmaz. Durdurma faktörü yıldızlar için 0,001, Güneş için ise 0,0001 olarak seçilebilir. Seçilen izgi listesi detaylı çizgi profillerinin oluşturulmasında kullanılır. Radyatif, Stark ve Van der Waals katsayıları da işlemler sırasında ele alınır. Böylelikle her bir çizginin kanatları eğer durdurma faktörünün altında kalıyorlarsa hesaplanabilir. Ayrıca SYNTHE ile yüksek çözünürlüklü tayflar hesaplandıktan sonra Gaussian profilleri kullanılarak daha düşük çözünürlüklü tayflara indirgenebilir.

3.3. Tayfsal Sentezleme Yöntemi

Tez kapsamında yapılan tayfsal çalışmalarda temel olarak tayfsal sentezleme metodu kullanılmıştır (Niemczura ve Polubek, 2006). Bu yöntemin tercih edilme nedeni, bu yöntem ile yapılan analizlerin hızlı dönen yıldızlar için, eşdeğer genişlik yöntemiyle yapılanlara göre daha güvenilir olmasıdır. Tez kapsamında ele alınan sistemler A ve F tayf türü yıldızlar olduklarından, genellikle hızlı dönen yıldızlardır. Bu nedenle bu yöntem tez çalışmasında tercih edilmiştir.

Tayfsal sentezleme yönteminde, girdi olarak verilen T_{eff} , $\log g$, ξ değerleri dikkate alınarak, element bollukları, dikine hız ve dönme hızı ($v \sin i$) parametrelerinin sürekli değiştirilmesi ile üretilen sentetik tayflarla gözlemsel tayflar arasındaki minimum farklılık elde edilene kadar çalıştırılır ve model parametreleri elde edilir. Yöntem temelde element uyartılma potansiyeli ve iyonlaşma dengesi ifadelerine dayanır. Bilindiği zere T_{eff} ve $\log g$ 'de meydana gelen ufak değişimler çizgi oluşumunda önemli etkilere sahiptir. Bu yöntemle elde edilen element bollukları, uyartılma potansiyeli ve iyonlaşma dengesi gereği her bir element için doğru T_{eff} ve $\log g$ değerlerinde aynı olması gerekmektedir. Şekil 3.2'de bu yöntemle parametrelerin nasıl elde edileceği gösterilmiştir. Şekilde HD126516 yıldızı için Fe bolluklarının dağılımı, uyartılma potansiyeli ve çizgi derinliği ile Fe element bollukları ilişkisi yıldızın doğru (alt panel) ve yanlış parametreleri (st panel) için verilmiştir. Yıldızın doğru parametreleri için Fe element bollukları dağılımının hata

çerçevesinde düzgün dağılım sergilemesi beklenirken, Fe bollukları ile uyartılma potansiyeli ve çizgi derinlikleri arasındaki ilişkinin sıfır olması gerekmektedir. Yani her bir çizgiden elde edilen Fe element bolluklarının aynı uyartılma ve iyonlaşma potansiyeli değerini vermesi beklenmektedir. Şekilde de gösterildiği gibi üst panelde yıldızın yanlış parametreleri için geniş Fe dağılımı ve korelasyonlarda eğimler görülürken, doğru parametreler altında korelasyonlar sıfıra yakın değerler vermektedir.



Şekil 3.2. Tayfsal sentezleme yönteminde T_{eff} , $\log g$ ve ξ değerlerinin belirlenmesinde izlenen yol. Fe element bolluklarının HD 126516 için dağılımı.

Element bolluğu dağılımı da hata çerçevesinde değişmektedir. Uyartılma potansiyeli bolluk ilişkisi T_{eff} parametresini belirlemekte kullanılırken, iyonlaşma potansiyeli ile bolluk arasındaki ilişki $\log g$ değerlerinin belirlenmesinde kullanılır. Çünkü element iyonlaşmasında $\log g$ değerlerindeki değişimlere duyarlı iken, element uyartılmasında ise T_{eff} ve ξ değerleri daha etkindir. Tayf çizgi derinliği ξ ile değişim gösterdiğinden temel olarak bu parametrede çizgi derinliği ile bolluk ilişkisi göz önüne alınarak belirlenmektedir. Tayfsal sentezleme yönteminde temel olarak ele alınan ilişkiler bunlardır ve birçok güncel tayfsal analiz kodu bu yöntemi kullanarak yıldız parametrelerini elde etmektedir.

3.4. SME Kodu

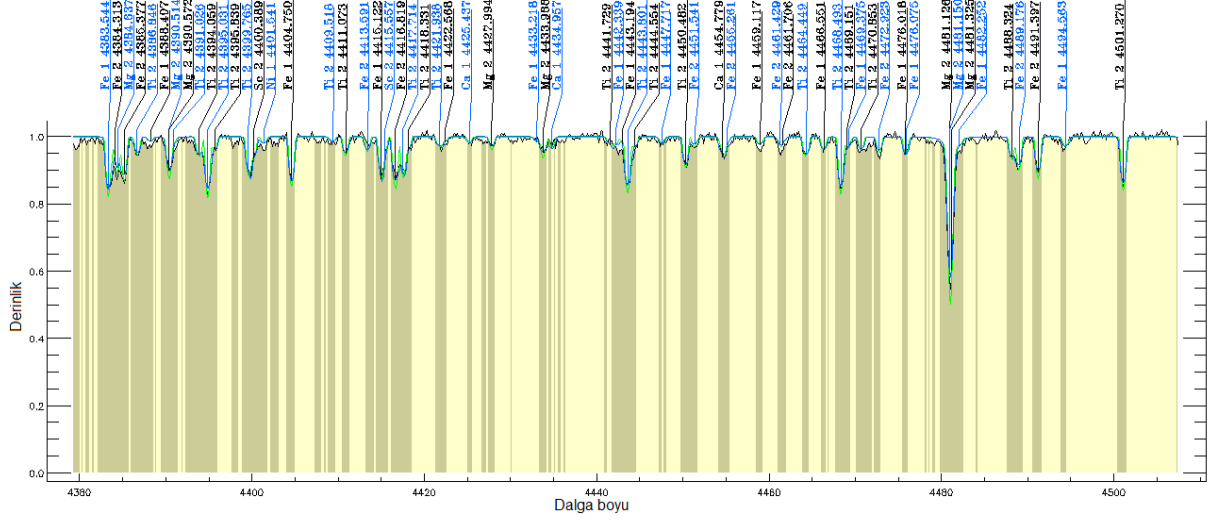
SME, tayfsal sentezleme metodunu kullanarak yıldız atmosfer parametreleri ve

element bolluklarını belirleyen bir tayfsal analiz programıdır. SME, IDL programı ile yazılmıştır (Valenti ve Piskunov, 1996).



Şekil 3.3. SME kodu ara yüzü.

Şekil 3.3'te kodun temel ara yüzü gösterilmiştir. Sisteme öncelikle dalga boyuna karşılık akıyı içeren “.inp” uzantılı dosyalar “Observations” sekmesinden seçilerek yüklenir. Analiz edilecek dalga boyu aralığı için ilk önce çizgi verilerinin “Line Data” sekmesinden yüklenmesi gerekmektedir. SME kodu “Vienna Atomic Data base (VALD)” (Piskunov ve ark. 1995) tarafından verilen çizgi listesini kullanmaktadır. Bu nedenle analizlerden önce çizgi listesinin, analiz edilecek dalga boyu aralığı, tahmini sıcaklık ve çekim ivmesi göz önüne alınarak çizdirilmesi gerekmektedir. Çizgi dosyası yüklendikten sonra analizlere başlamak için “Control” sekmesinden girdi parametreleri, analiz edilecek ve sabit tutulacak parametreler, kullanılacak atmosfer modelleri, aletsel profil ve bolluk analizi için bolluk seçimi yapılır. Sisteme girilmesi gereken parametreler ise T_{eff} , $\log g$, metal bolluğu [m/H], mikro ve makro türbülans hızları, v_{sini} ve dikine hızdır. Bu girdi parametrelerinden bazıları sabit tutulup, değerleri belirlenebilir. Gerçek analizlere ise bu veriler kullanılarak başlanabilir. Örneğin, sistemin v_{rad} ve v_{sini} parametreleri önceden diğer tahmini girdi parametreleri sabit tutularak belirlenebilir. Analizler sonucunda elde edilen sonuçlar “Examine” sekmesinden seçilip, çizdirilen teorik ve gözlemsel tayfin birbiriyle kıyaslanması yapılabilir. Şekil 3.4'te bu kıyaslanmalardan birisi gösterilmiştir. Bu kıyaslamalar göz önüne alınarak parametre ve element bolluklarının doğruluğu irdelenebilir.



Şekil 3.4. SME programı analizi sonucunda elde edilen teorik tayfların gözlemsel tayf ile kıyaslanması.

3.5. SPECTRUM Programı

SPECTRUM, Prof. Dr. Richard O. Gray (1999) tarafından C dilinde yazılmış bir tayf sentezleme programıdır. SPECTRUM programı verilen yıldız atmosfer modelleri çerçevesinde yerel termodinamik dengede sentetik tayflar üretir. Program genel olarak Kurucz ATLAS kodu tarafından üretilen atmosfer modellerini kullanırken, istenildiğinde diğer atmosfer modellerinin uygun biçimler altında kullanımına olanak sağlamaktadır. SPECTRUM kodu 300 ile 680 nm dalga boyu aralığı için atomik ve molekül çizgi listelerini içeren “luke.lst” dosyası ile birlikte çalışmaktadır. Bu çizgi dosyası T_{eff} değerleri 4500 ile 20,000 K arasında değişen yıldızlar için hazırlanmıştır. İstenildiği takdirde kod içerisinde moröte, yakın kızılöte ve kızılöte bölgeleri içeren çizgi listeleri de mevcuttur.

SPECTRUM programı, içeriğinde bulunan birçok alt kod ile tayfsal analizlerde özellikle de tayfsal sınıflamada oldukça kullanışlıdır. Bu tez kapsamında SPECTRUM programı tayfsal sınıflama çalışmalarında kullanılmıştır. Yıldızları tayf türü, iyi belirlenmiş standart yıldızların tayfları ile kıyaslanarak yıldızların tayfsal sınıflaması yapılmaktadır fakat genellikle standart yıldız tayfları düşük tayfsal çözünürlükte alınmıştır. Bu nedenle yüksek çözünürlüklü tayfların standart yıldız tayfları ile güvenilir bir şekilde kıyaslanabilmesi için gözlenen yıldız tayflarının çözünürlüğü düşürülüp standart yıldız tayfları ile aynı çözünürlüğe getirilmesi gerekmektedir. Bu nedenle SPECTRUM programının “SMOOTH2” paket programı sayesinde yüksek çözünürlüklü tayf istenilen herhangi düşük çözünürlüklü tayfa çevrilebilir. Ayrıca yine SPECTRUM programının bir alt paket programı olan “AVSINI” yardımıyla da yavaş ve hızlı dönen yıldızların

kıyaslamasının daha güvenilir şekilde yapılıp daha duyarlı bir tayfsal sınıflamaya ulaşılabilmesi için yıldızların hızları, istenilen hızlara dönme genişleme miktarı göz önüne alınarak çıkarılabilir.

Tez kapsamında kullanılan SPECTRUM paket programları dışında program içerisinde mikro ve makro türbülans hızı, dönme hızı ve bolluk analizi işlemlerinde kullanılacak mevcut paket programlar bulunmaktadır. Programla ilgili gerekli detaylı bilgi, Prof. Dr. Richard O. Gray'in kişisel web sayfasından alınabilir.

3.6. PERIOD04 Programı

PERIOD04 (Lenz ve Breger, 2005), uzun dönemli boşluklar içeren verilerin Fourier tekniği kullanılarak istatistik analizinin yapılması için hazırlanmış bir bilgisayar programıdır. Program, Java ve C++ programlama dillerinin birleşimi ile hazırlanmıştır. Program üç ana birimden oluşmaktadır.

- Zaman Dizisi Birimi (The Time String Module): Bu birim kullanıcıya veri girdisi, düzenlemesi ve elde edilen sonuçların çıktılarının alınması olanağını sağlamaktadır. Bu birimde kullanıcı ara yüzü sayesinde girilen verilerin dağılımı da incelenebilir.
- Fit Birimi (The Fit Module): Bu birimde gözlemsel verilerden elde edilen frekanslara en küçük kareler yöntemi ile fit yapılır. Kod aynı zamanda bu birim de genlik ve evre değişimlerini ya da periyodik zaman kaymalarını göz önüne alarak fitler yapar. Aynı zamanda da bu birimde elde edilen frekans, genlik ve evre değerlerinin hatalarının belirlenmesi işlemi Monte Carlo gibi yaklaşımlar kullanılarak yapılabilir.
- Fourier Birimi (The Fourier Module): Bu birimde program, Fourier dönüşüm algoritmasını kullanarak girilen verideki frekansların belirlenmesi işlemi yapar. Birime girilen verilerin, öncelikle tamamı sonra ise temel frekansı çıkarıldıktan sonra geri kalan artıklara Fourier analizi uygulanarak yıldızın tüm frekansları elde edilebilir. Frekansların tayfları her işlem sonunda istenildiğinde incelenebilmektedir.

Program içerisine ele alınan sistemin zamana yayılmış herhangi filtredeki verileri girdi olarak verildiğinde sisteme ait zonklama frekansları, genlikleri ve evreleri elde edilebilmektedir. Program analiz sonucunda bulunan frekansların harmoniklerini veya varsa kombinasyonlarını her bir frekans analizi sonrasında vermektedir. Frekans analizleri

sonucunda elde edilen frekanslar içinse bir duyarlılık sınırı bulunmuştur. Bu sınıra göre genlik değerleri 4σ hata barının altında kalan frekanslar güvenilir değildir ve göz ardı edilirler (Breger ve ark., 1993). Tez kapsamında bu program yardımıyla ele alınan bir yıldızın frekans analizi yapılmıştır. Programla ilgili detaylı bilgiler programın kendi web sayfasında bulunmaktadır (<https://www.univie.ac.at/tops/Period04/>).

3.7. Wilson-Devinney Programı

Wilson-Devinney (van Hamme ve Wilson, 2003) programı örten çift yıldızların ışık eğrisi analizlerinin yapılması amacıyla Fortran dilinde derlenmiş bir programdır. Program iki ana dosyadan oluşmaktadır; LC (Light Curve) ve DC (Differential Correction). DC dosyasına girilen veriler ve parametreler gözüne alınarak program, en küçük kareler yöntemiyle sistemin temel parametrelerinde düzeltmeler yaparak en uygun parametrelerin elde edilmesini sağlar. Bu dosyanın en büyük özelliği ise aynı anda birden çok filtrede alınmış ışık eğrisi ve dikine hız eğrilerinin eş zamanlı çözülmesine olanak sağlamasıdır. Çift sistemin özelliğine göre dosya içerisine girilen çift sistem öğeleri ise; yörünge dönemi (P_{orb}), yörünge eğikliği (i), yörünge dışmerkezliği (e), enberinin boylamı (ω), bileşenlerin yüzey potansiyelleri ($\Omega_{1,2}$), bileşenlerin yüzey sıcaklıkları ($T_{eff\ 1,2}$), kütle oranı (q), bileşenlerin ışıtmaları ($L_{1,2}$), kenar kararım katsayıları ($x_{1,2}$), çekim kararım katsayıları ($g_{1,2}$) ve bolometrik albedolardır ($A_{1,2}$). Sistemin gözlemsel ışık eğrileri ve varsa dikine hız eğrilerine uygun en iyi kuramsal eğriler girdi parametrelerine yapılan düzeltmelerle elde edilir. İncelenen sistemin özelliklerine bağlı olarak Wilson-Devinney programında hazırlanmış çeşitli modlar bulunmaktadır. Bu modlar aşağıda verildiği gibidir:

- MOD -1: x-ışın çift yıldızlarının ışık eğrisi modellenmesinde kullanılan moddur.
- MOD 0: Bu mod ayrık sistemlerin çözümlerinde kullanılabilir. Bileşen yıldızların ışınlam güçleri oranının yüzey sıcaklıklarıyla uyumlu olma zorunluluğu yoktur.
- MOD 1: Bu mod birbirine çok yakın, değen çift yıldızların ışık eğrisi analizlerinde kullanılır. Örneğin W UMa yıldızlarının analizi bu mod ile yapılabilir.
- MOD 2: Bu mod ayrık çift sistemlerin çözümünde kullanılır. Bazı sınırlamalar dışında özellikleri MOD 0 ile aynıdır.
- MOD 3: Fazla değen çift yıldızların analizlerinde kullanılan moddur.
- MOD 4: Yarı-ayrık sistemlerin ışık eğrisi çözümünde kullanılır.

- MOD 5: Bu modta yarı-ayrık sistemlerin ışık eğrisi çözümünde kullanılır. MOD 4'ten farkı bu modtaki sistemlerin ikinci bileşenlerinin Roche lobunu doldurmuş olması yani Algol türü çift sistemler olmasıdır.
- MOD 6: Her iki bileşenin Roche lobunu doldurduğu durumlarda kullanılan moddur.

Yukarıda verilen modlar göz önüne alınarak sistemlerin ışık eğrisi modellemeleri yapılır ve sonrasında DC dosyasının çıktısı LC dosyasında girdi parametreleri olarak kullanılarak, teorik ışık eğrileri elde edilebilir.

Tez kapsamında bir çift sistem üyesi olan bir γ Dor yıldızının ışık eğrisi analizi Wilson-Devinney programı kullanılarak yapılmıştır.



BÖLÜM 4

ARAŞTIRMA BULGULARI VE TARTIŞMA

4.1. γ Doradus Yıldızları Çalışması

γ Dor yıldızları son dönemlerde önemi gittikçe artan zonklayan sistemlerden birdir. Daha öncede belirtildiği üzere, uydu gözlemleri ile birlikte birçok yeni γ Dor yıldızı keşfedilmiştir. Bu keşifler, γ Dor sistemleri ile ilgili birçok yeni soruyu da açığa çıkarmıştır. Bu yıldızlarla ilgili ilk önemli soru, γ Dor yıldızlarının H-R diyagramında ki gerçek konumları ve kararsızlık kuşaklarının sınırınıdır. Bu sorunun nedeni son zamanlarda özellikle uydu gözlemlerinin ardından yapılan çalışmalarda, γ Dor yıldızlarının kendi kuramsal kararsızlık kuşakları dışında da bulunabildiğinin keşfedilmesi ve gözlemsel olarak γ Dor ve δ Sct kararsızlık kuşaklarının sınırları arasında bir farklılık olmadığının görülmesidir (uytterhoeven ve ark., 2011). γ Dor yıldızları ile ilgili diğer bir önemli soru da dönmenin yıldız zonklaması üzerine etkisinin ne olduğudur. Daha önce yapılan kuramsal çalışmalarda, dönme etkisinin γ Dor yıldızlarında frekansların azalmasına neden olabileceği söylenmiştir (Bouabid ve ark., 2013). Bu türden değişen yıldızlarının birçoğu, δ Sct yıldızları ile hemen hemen aynı atmosfer parametrelerine sahipken farklı modlarda zonklamalar göstermektedir. Bu sonuç olası bir kimyasal farklılıktan kaynaklanabilir. Bu nedenle bu tez kapsamında seçilen bazı γ Dor yıldızlarının tayfsal çalışmasına da yer verilmiştir.

Çalışmanın temel amacı seçilen saf ve aday γ Dor yıldızlarının atmosfer parametrelerinin belirlenmesi ve bolluk analizlerinin yapılmasıdır. Bu nedenle, 52 adet tek ve tek çizgili γ Dor yıldızının beş farklı tayf çekerden, yüksek çözünürlüklü ve yüksek S/N oranlı tayfları alınmıştır. Elde edilen tayflar ve yapılan çalışmalarla ilgili bilgiler Bölüm 4.1 içerisinde verilmektedir.

4.1.1. Gözlemler

Seçilen γ Dor sistemlerinin gözlemleri beş farklı tayf çeker ile yapılmıştır. Kullanılan tayf çekerlerin listesi, alınan tayf sayısı, yıldızların 550 nm dalga boyundaki S/N oranları ve gözlem zamanları Çizelge 4.1’de verilmiştir. Tez çalışmasında kullanılan tayfsal veriler daha önce Dr. Peter De Cat’ın yer aldığı projeler (LP178.D-0361, LP182.D-0356, LP185.D-0056) kapsamında alınmıştır fakat alınan tayflar ile hiçbir sistemin atmosfer model parametreleri ve element bollukları belirlenmemiştir. Ortak bir çalışmayla, tayflar

tez çalışması kapsamında analiz edilmiştir.

Tayf verilerinin alındığı tayf çekerele ait bilgiler kısaca aşağıdaki gibidir:

- I. FIES: Yüksek çözünürlüklü échelle tayf çekerle olan sistem “Roque de los Muchachos” gözlemevinde 2,56-m’lik Nordic optik teleskobuna bağlıdır (Telting ve ark., 2014). Tayf çekerle farklı çözünürlük seçenekleri bulunmaktadır. Çalışmada kullanılan tayflar 48.000 çözünürlük seçeneği ile 350 – 920 nm dalga boyu aralığında alınmıştır.
- II. HARPS: Bu tayf çeker temel olarak yüksek duyarlılıkları tayflar ile ötegezegenlerin dikine hızlarının belirlenmesi için hazırlanmıştır. 67.000 çözünürlüğe sahip olan HARPS, Şile’de ESO gözlemevinde 3,6-m’lik bir teleskoba takılıdır (Mayor ve ark., 2003). HARPS ile elde edilen tayfların dalga boyu aralığı ise 370 ile 730 nm arasındadır.
- III. HERCULES: 70.000 çözünürlüğe sahip bu tayf çeker, Yeni Zelanda’da bulunan MT. John Üniversitesi gözlemevindeki 1-m’lik McLellan teleskobuna bağlıdır ve 400 ile 880 nm dalga boyu aralığında tayflar alınabilmektedir (Hearnshaw ve ark., 2003).
- IV. HERMES: 85.000 çözünürlüklü bu tayf çeker, İspanya’da bulunan La Palma Gözlemevinde 1,2-m’lik Mercator teleskobu üzerine yerleştirilmiştir. Tayf verilerinin dalga boyu aralığı 377 ile 900 nm arasındadır (Raskin ve ark., 2011).

Yukarıda listelenen tayf çekerlerden alınan verilerin indirgenmesi ve kalibrasyonları kullanılan tayf çekerle için hazırlanmış çeşitli kodlar ile yapılmıştır. Herbir kod temel olarak geleneksel indirgeme adımları olan, bias çıkarması, flat düzeltmesi, saçılmış ışık düzeltmesi, orderların çıkarılması, dalga boyu kalibrasyonu ve orderların birleştirilmesi işlemlerini uygular. Temel indirgeme işlemleri, her bir sistemden alınan tayflar için uygulandıktan sonra, tayfların normalizasyonu elle IRAF (<http://iraf.noao.edu/>) programının *continuum* taskı kullanılarak yapılmıştır.

Gözlemler sırasında bazı yıldızların tayfları birden çok tayf çeker tarafından alınmıştır. Bu durumda analizlerde hangi tayf verisi daha yüksek çözünürlüğe sahipse o veri kullanılmıştır. Bazı yıldızlar içinse aynı tayf çekerden birden fazla tayf alınmıştır. Bu durumda ise alınan tayflar birleştirilip daha yüksek S/N oranlı tayflar elde edilmiş ve bu tayflar analizlerde kullanılmıştır. Yıldızlar için alınan tayf sayısı, tayfların S/N oran aralıkları ve gözlem zamanları çizelge 4.1’de verilmiştir.

Çizelge 4.1. γ Dor yıldızları gözlem bilgileri.

HD Numarası	Tayfçeker	Tayf sayısı	S/N Oranı	Gözlem Tarihi
009365	FIES	1	220	2011 – 01
019655	FIES	3	120 – 290	2008 – 11 / 2010 – 01
021788	FIES	2	230 – 330	2009 – 01 / 2010 – 01
022702	FIES	3	110 – 190	2008 – 11 / 2009 - 11
023005	FIES	4	200 – 330	2008 – 09 / 2009 – 09 – 11
023585	FIES	1	200	2009 – 01
026298	FIES	1	160	2010 – 09
033204	FIES	1	250	2009 – 09
046304	FIES	3	230 – 290	2008 – 11 / 2010 – 01
063436	FIES	1	230	2009 – 01
089781	FIES	1	290	2009 – 04
099267	FIES	3	270 – 310	2009 – 04 / 2010 – 02
099329	FIES	3	280 – 330	2009 – 04 / 2010 – 02
104860	FIES	2	170 – 190	2009 – 01 / 2010 – 02
106103	FIES	1	210	2009 – 01
107192	FIES	1	190	2010 – 02
109032	FIES	5	130 – 240	2007 – 01 -06 / 2009 – 04 / 2010 – 02
109799	FIES	1	320	2010 – 02
109838	FIES	1	200	2007 – 06
110379	FIES	1	360	2009 – 01
112429	FIES	1	315	2009 – 04
118388	FIES	3	180 – 290	2007 – 06 / 2009 – 04 / 2010 – 02
126516	FIES	2	140 – 210	2009 – 01 / 2010 – 04
130173	FIES	1	300	2010 – 02
155154	FIES	3	250 – 310	2009 – 04 – 05 / 2010- 02
165645	FIES	3	250 – 290	2009 – 04 – 05 / 2010 – 03
169577	FIES	5	130 – 230	2007 – 06 / 2009 – 04 – 07
187353	FIES	3	190 – 295	2007 – 06 / 2009 – 05
206043	FIES	1	300	2009 – 05
075202	HARPS	5	190 – 240	2010 – 12
091201	HARPS	5	160 – 170	2011 – 06
103257	HARPS	5	120 – 140	2009 – 06
113357	HARPS	14	170 – 230	2010 – 06 – 07 / 2011 – 06
133803	HARPS	4	150 – 160	2011 – 06
137785	HARPS	6	130 – 320	2009 – 06 / 2010 – 07
149989	HARPS	6	240 – 360	2010 – 07 / 2011 – 06
1888032	HARPS	10	150 – 200	2011 – 06
197451	HARPS	3	100 – 280	2010 – 06
206481	HARPS	7	140 – 230	2009 – 06 / 2010 – 06
224288	HARPS	5	170 – 250	2010 – 06 / 2011 – 06
112934	HERCULES	2	180 – 200	2009 – 06

Çizelge 4.1.'in devamı.

115466	HERCULES	2	145 – 165	2009 – 06
124248	HERCULES	2	110 – 140	2009 – 06
171834	HERCULES	4	230 – 300	2009 – 03
172416	HERCULES	23	160 – 190	2009 – 03 – 05 – 06 – 07 – 09 – 10
175337	HERCULES	2	115 – 140	2009 – 06
187028	HERCULES	2	110 – 120	2009 – 06
209295	HERCULES	2	115 – 120	2009 – 06
216910	HERCULES	2	150 – 160	2009 – 06
224638	HERCULES	2	120 – 135	2009 – 06
224945	HERCULES	1	110 – 120	2009 – 10
041448	HERMES	1	150	2011– 02

4.1.2. Tayfsal Sınıflama

Tayfsal sınıflama bir yıldızın atmosfer parametreleri ve kimyasal yapısı ile ilgili ilk bilgileri veren, tayfsal analiz ilk basamağıdır. Tayfsal sınıflama yıldızların tayf türü (örneğin, A0, A2) ve ışınım sınıflarının (örneğin, V, IV) belirlenmesi ilkesine dayanır. Yıldızların tayf türleri ve ışınım sınıflarının belirlenmesi, gözlenen yıldızların hidrojen ve metal çizgilerinin, tayfsal sınıflaması iyi yapılmış standart yıldızların tayfları ile kıyaslanarak yapılır.

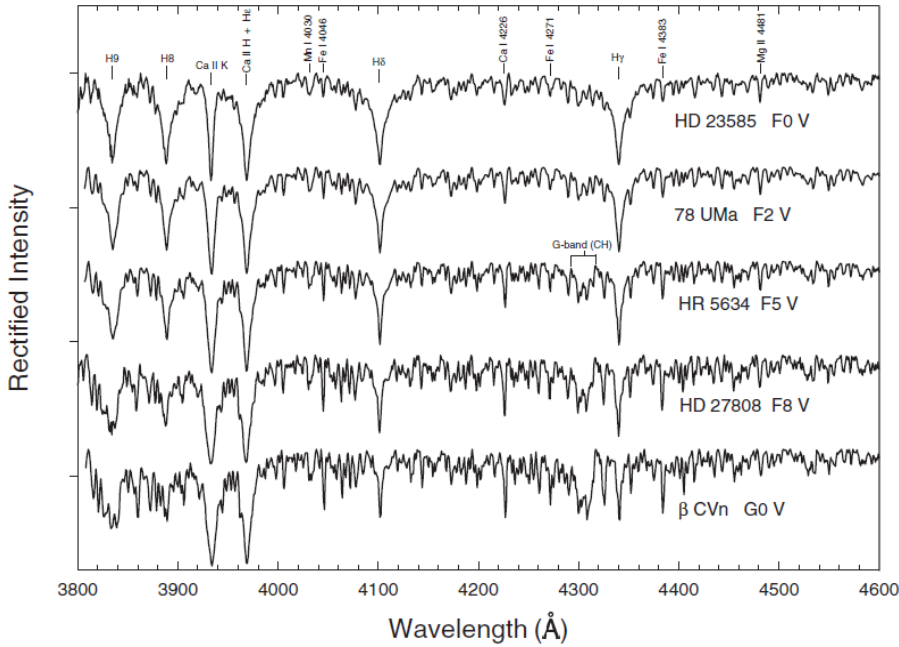
γ Dor yıldızları geç A ve orta F tayf türü yıldızlar olduklarından, tayfsal sınıflama sırasında A ve F tayf türünden olan standart yıldızlar (Gray ve ark., 2003) kullanılmıştır. Tayfsal sınıflama analizlerinde sistemlerin 380 ile 450 nm dalga boyu aralığındaki tayfları kullanılmıştır. Bunun nedeni kıyaslamada kullanılacak olan standart yıldızların tayflarının bu dalga boyu aralığında alınmış olmasıdır. Her bir yıldız için tayfsal sınıflama işlemi aşağıda verilen temel çizgi setleri göz önüne alınarak yapılmıştır.

- Hidrojen çizgileri: A ve F tayf türü sistemlerde, hidrojen çizgileri sıcaklık ve ışınım belirlemek için oldukça kullanışlıdır. Çünkü bu çizgiler metal bolluğuna bağlı değildirler. Bu nedenle sıcaklık ve ışınım belirlemek için bu çizgiler oldukça önemlidir. Bu çalışmadaki analizlerde ise H_{β} , H_{γ} ve H_{δ} çizgileri ele alınarak sınıflama yapılmıştır.
- Metal çizgileri: Yıldızların tayf türü sadece hidrojen çizgisi kullanılarak elde edilebileceği gibi aynı zamanda da metal ve kalsiyum çizgilerinden de belirlenebilir. F tayf türü yıldızlarda, metal çizgileri ile sıcaklık belirlemek için FeI $\lambda 4046-4383$ ve CaI $\lambda 4226$ çizgileri oldukça kullanışlıdır. Bunun yanı sıra FeI $\lambda 4046/H_{\delta}$, CaI $\lambda 4226/(H_{\delta}, H_{\gamma})$ ve FeI $\lambda 4348/H_{\gamma}$ oranları da kullanılarak sıcaklık

belirlenebilir. Ek olarak geç F tayf türü yıldızlarda G bantları da sıcaklık belirleme işleminde oldukça kullanışlıdır.

- Ca II K çizgileri: Ca II K çizgileri kullanılarak yıldızların tayf türleri belirlenebilir, ancak bu çizgiler F3 tayf türü sonrası yıldızların tayf türü belirlenmesinde kullanışlı olmamaktadır.

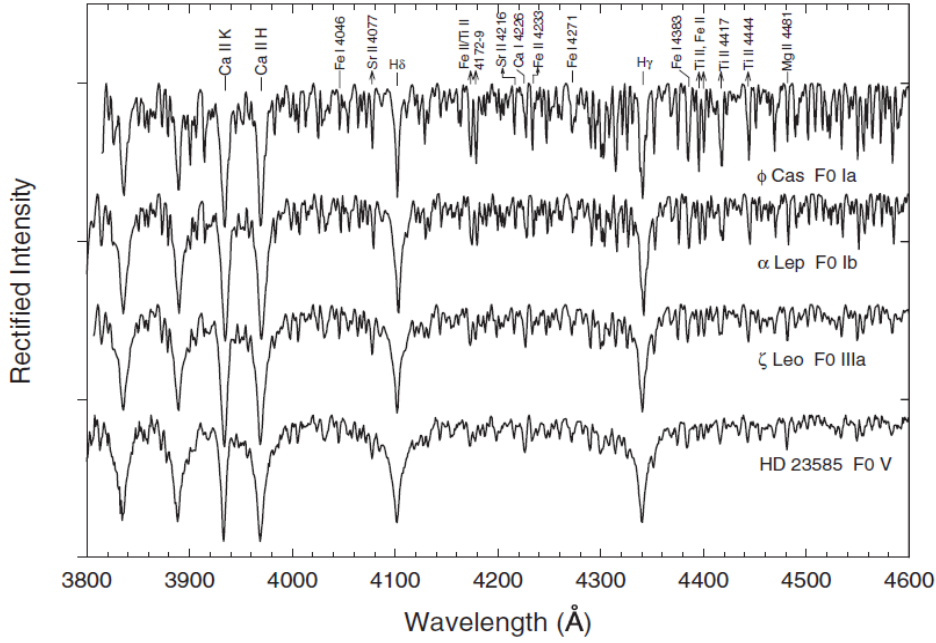
Şekil 4.1’de farklı yıldızlar için tayfsal sınıflamada kullanılan çizgiler gösterilmektedir.



Şekil 4.1. F tayf türü yıldızlarda tayf türü belirlenmesinde kullanılacak çizgilerin gösterimi (Gray ve Corbally, 2009).

Kimyasal olarak normal olan yıldızlarda yukarıda belirtilen üç çizgi setinden de elde edilen tayf türlerinin birbiri ile aynı olması gerekmektedir. Fakat Am yıldızları durumunda her bir çizgi setinden elde edilen tayf türü farklı olacaktır. Ca II K çizgileri daha sıcak tayf türü değerleri verirken, metal çizgileri daha geri tayf türü değerleri verecektir (Gray ve Corbally, 2009).

Işınım sınıflarının belirlenmesinde ise 450 nm dalgaboyu yöresindeki iyonize olmuş demir ve titanyum çizgileri kullanışlıdır (Gray ve Corbally, 2009). Erken A ve F tayf türü yıldızlarda hidrojen çizgileri de bu sınıflama için kullanışlıyken, geri F tayf türü yıldızlarda G bantları ile ışınım sınıfları belirlenebilir. Işınım sınıflaması işleminde ise temel olarak Şekil 4.2’de verilen iyonize çizgiler ele alınmıştır.



Şekil 4.2. F tayf türü yıldızların ışınım sınıflamasında kullanılan iyonize çizgilerin gösterimi (Gray ve Corbally, 2009).

Verilen tüm tayf türü ve ışınım türü belirleme adımları göz önüne alınarak doktora tez çalışmasındaki yıldızların tayfsal sınıflaması yapılmıştır. Elde edilen sonuçlar Çizelge 4.2’de verilmiştir. Bu sonuçlara göre yıldızların tayf türü aralığı A7 ile G0 arasında bulunurken, yıldızlarının birçoğunun anakol ve alt dev yıldızı olduğu görülmüştür. Tayfsal sınıflama sırasında iki adet ılımlı Am yıldızı bulunmuştur. İlimli Am yıldızlarında diğer Am yıldızlarına kıyasla, metal çizgilerinden belirlenen tayf türü ile Ca II K çizgilerinden belirlenen tayf türleri arasında beş tayf türünden daha az farklılık bulunmaktadır. Keşfedilen bu ılımlı Am yıldızları HD 33204 ve HD 46304 yıldızlarıdır. Bu yıldızların tayfsal sınıflaması ise sırasıyla “kA7 hA7 mF2 V” ve “kA7 hA8 mF0 V” olarak bulunmuştur. Bu sınıflandırmada “k” harfinden sonraki tayf türü Ca II K çizgilerinden, “h” harfinden sonraki sınıflama hidrojen çizgilerinden ve “m” harfinden sonraki sınıflama ise metal çizgilerinden belirlenmiş sınıflamaları gösterir. Sınıflama sırasında aynı zamanda birkaç tane metal çizgileri diğer çizgilerden elde edilen tayf türüne göre fakirlik gösteren yıldız bulunmuştur. Bu yıldızların metalle gösterdikleri farklılıklar ise “m-*” ifadesi ile Çizelge 4.2’de verilmiştir. Burada “m” metal sınıflamasını gösterirken “*” bu metal sınıflamasının hidrojen ve Ca II K’dan elde edilenden ne kadar düşük olduğunu gösterir, örneğin; “F2 m-2” bu yıldızın metal sınıflamasının F0 olduğunu gösterir.

Çizelge 4.2. Yıldızların görsel parlaklık, ekvatorial koordinat, tayfsal sınıflama bilgileri.

HD Numarası	α	δ	V (kadir)	Tayf Türü (Simbad)	Tayf türü (Bu çalışma)	Not	Kaynaklar
009365**	01 33 45,48	+60 37 23,20	8,23	F0	F1 V	γ Dor	1
019655	03 11 41,15	+48 03 14,81	8,62	F2 V	F1 Vnn	γ Dor	3
021788	03 30 47,66	+05 09 09,46	7,50	F0	F3 V	Aday γ Dor	2
022702	03 39 51,16	+25 11 41,48	8,80	A2	F1 IV	γ Dor	3
023005	03 46 00,94	+67 12 05,78	5,82	F0 IV	F1 IVnn	Aday γ Dor	2
023585	03 47 04,19	+23 59 43,01	8,36	F0 V	F0 V	γ Dor	3
026298**	04 09 07,75	-16 23 58,01	8,16	F1 V	F2 V	Aday γ Dor	4
033204	05 09 45,09	+28 01 49,67	6,01	A5 m	A7 V Am:	Aday γ Dor	5
046304	06 32 23,13	-05 52 07,74	5,60	F0 V	A8 V Am:	Aday γ Dor	16
063436	07 48 58,22	+00 39 42,98	7,46	F2	F0 IV	γ Dor	6
089781	10 22 34,28	+42 36 59,50	7,48	F0	F1 V	γ Dor	1
099267	11 25 38,21	+29 59 14,42	6,87	F0	F1 V	γ Dor	6
099329	11 25 50,05	+03 51 36,41	6,37	F3 IV	F2 IV nn	γ Dor	1
104860	12 04 33,73	+66 20 11,72	7,91	F8	G0/F9 V	Aday γ Dor	2
106103	12 12 24,90	+27 22 48,35	8,12	F5 V	F2-3 V	Aday γ Dor	14
107192	12 15 20,27	+87 42 00,42	6,28	F2 V	F1 IV	Aday γ Dor	7
109032	12 31 39,36	+12 07 40,28	8,09	F0	F1 V	Aday γ Dor	2
109799	12 37 42,28	-27 08 19,99	5,45	F1 IV	F2 IV	Aday γ Dor	2
109838	12 37 33,48	+45 15 13,55	8,04	F2 V	F2 IV	Aday γ Dor	2
110379	12 41 39,98	-01 26 58,25	3,44	F0 IV	F1-F2 V	Aday γ Dor	4
112429	12 55 28,55	+65 26 18,51	5,24	F0 IV-V	F3 IV	γ Dor	6
118388	13 34 50,43	+65 15 18,13	7,98	F2	F5 V m-3	Aday γ Dor	8
126516**	14 26 03,09	-00 41 30,26	8,31	F3 V	F5 V	Aday γ Dor	4
130173**	14 44 03,55	+61 05 53,80	6,88	F3 V	F5 V m-3	Aday γ Dor	9
155154	17 01 40,11	+75 17 50,99	6,18	F0IV-Vn	F2 IV nn	γ Dor	10
165645	18 05 00,80	+41 56 46,64	6,36	F0 V	F1 V nn	Aday γ Dor	6
169577	18 25 06,24	+05 59 54,56	8,65	F0	F1 V	γ Dor	11
187353	19 49 51,10	-10 43 30,17	7,55	F0	F1 IV/V	Aday γ Dor	2
206043	21 39 01,19	+20 15 55,63	5,87	F2 V	F1 V nn	γ Dor	10
075202	08 46 23,18	-52 50 37,39	7,75	A3 IV	A7 V	Aday γ Dor	8
091201	10 29 58,87	-62 42 45,18	8,12	F1 V/IV	F1 V/IV	Aday γ Dor	2
103257	11 53 16,82	-36 34 38,48	6,62	F2 V	F2 V m-2	Aday γ Dor	2
113357	13 03 36,66	-38 58 06,40	7,87	F0 V	F2 V m-2	Aday γ Dor	2
133803	15 07 14,94	-29 30 16,13	8,15	A9 V	F2 IV m-2	Aday γ Dor	2
137785	15 29 19,27	-38 38 05,98	6,43	F2 V	F2 V	Aday γ Dor	2
149989	16 40 44,40	-51 28 41,73	6,29	A9 V	F1V nn m-4	γ Dor	4
1888032	19 55 20,39	-48 16 56,20	8,14	A9/F0 V	A9 V	Aday γ Dor	2

Çizelge 4.2.'nin devamı.

197451**	20 43 56,96	-05 35 24,83	7,18	F1	F0 V	Aday γ Dor	2
206481	21 45 44,11	-69 21 49,42	7,86	F0 V	F2 V	γ Dor	2
224288	23 56 35,32	-55 29 00,41	8,04	F0 V	F2 IV/V	Aday γ Dor	2
112934	13 00 33,53	-33 03 04,77	6,57	A9 V	A9 V	Aday γ Dor	4
115466	13 17 27,33	-10 32 46,64	6,89	F0	F1 IV/V	γ Dor	12
124248	14 12 33,46	-09 54 00,28	7,17	A8 V	A8 – A7 V	γ Dor	12
171834	18 36 39,07	+06 40 18,50	5,45	F3 V	F3 V	γ Dor	15
172416	18 42 22,48	-47 45 39,48	6,62	F5 V	F6 V	Aday γ Dor	2
175337	18 54 54,36	+01 07 17,72	7,36	F5 V	F2 V	γ Dor	12
187028	19 50 08,36	-50 36 09,15	7,60	F0 V	F2 V	γ Dor	4
209295**	22 04 38,43	-64 43 42,01	7,32	A9/F0 V	A9/F0 V-IV	γ Dor	4
216910	22 57 59,43	-59 05 22,20	6,69	F2 IV	F2 V	γ Dor	4
224638	23 59 35,04	-01 50 59,71	7,48	F0	F2-F3 IV	γ Dor	6
224945	00 02 02,62	-02 45 58,21	6,62	A3	A9 V/IV	γ Dor	6
041448	06 04 35,07	-14 01 57,35	7,62	A9 V	A9 V	γ Dor	6

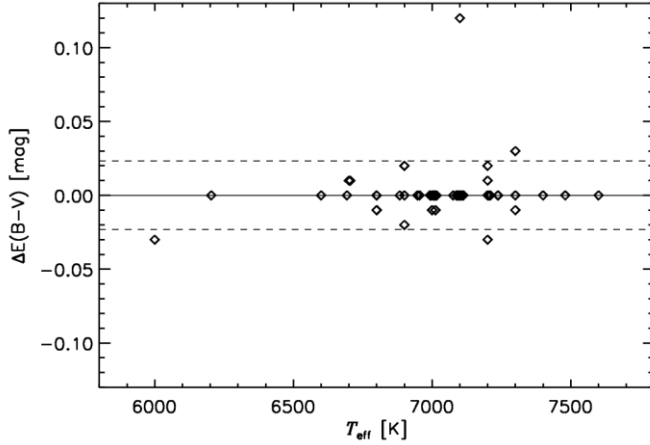
Kaynaklar: (1) Henry ve ark. (2007), (2) Handler (1999), (3) Martin ve Rodriguez (2000), (4) de Cat ve ark. (2006), (5) Eyer (1998), (6) Henry ve ark. (2011), (7) Aerts ve ark. (1998), (8) Dubath ve ark. (2011), (9) Fekel ve ark. (2003), (10) Henry ve ark. (2001), (11) Poretti ve ark. (2003), (12) Henry ve Fekel (2005), (13) Handler ve Shobbrook (2002), (14) Krisciunas ve Handler (1995), (15) Uytterhoeven ve ark. (2011b), (16) Mathias ve ark. (2004). Kısaltmalar: IV / V = arasında. IV–V, IV–V = IV ya da V, nn = çok hızlı dönen yıldız, m-* = metalce çizgisi fakirlik gösteren yıldızlar, 'Am:' ılımlı Am yıldızları, ** = tek çizgili çift yıldızlar.

4.1.3. Fotometrik Atmosfer Parametreleri

Tayfsal analizlerden önce, bu analizlerde girdi parametresi olarak kullanılacak olan parametreler fotometrik yolla elde edilebilirler. Bu nedenle bu çalışmada, tayfsal analizlere başlamadan önce yıldızların T_{eff} ve $\log g$ parametreleri çeşitli fotometrik veriler ve tayfsal enerji dağılımı yöntemini kullanarak elde edilmiştir.

Bilindiği üzere fotometrik renkler yıldızlararası kızıllaşmadan, $E(B-V)$, oldukça etkilenmektedir. Daha güvenilir, T_{eff} ve $\log g$ değerlerini bulabilmek için bu etkinin fotometrik renklere arındırılması gerekmektedir. Bu nedenle fotometrik yollarla atmosfer parametrelerinin belirlenmesinden önce, $E(B-V)$ değerleri her bir sistem için hesaplandı. Bu hesaplamalarda ise iki farklı yöntemden yararlanıldı. İlk yöntemde galaktik sönümlenme haritalarından yararlanılmıştır (Amores ve Lepine, 2005). Bu yöntemde $E(B-V)$ değerleri yıldızların *Hipparcos* uzaklıkları (van Leeuwen, 2007) ve SIMBAD veri tabanından alınmış (Wenger ve ark., 2000) galaktik koordinatları kullanılarak hesaplanmıştır. Bu yöntemde galaksinin spiral yapısı göz önüne alınmış ve yıldızlar arası tozun dağılım oranları dikkate alınmıştır. İkinci yöntemde ise $E(B-V)$ değerleri yıldızlararası NaD₂ (588.9 nm) çizgisinin eşdeğer genişliği ile $E(B-V)$ değerleri arasındaki ilişki kullanılarak hesaplanmıştır (Munari ve Zwitter, 1997). Her iki yöntemle hesaplanan

$E(B-V)$ değerleri izelge 4.3'te verilmiştir. Şekil 4.3'te de her iki yöntemle elde edilen $E(B-V)$ değerlerinin kıyaslaması yapılmıştır. $E(B-V)$ değerlerindeki hatalar her iki yöntemden elde edilen değerlerin kıyaslanması sonucunda elde edilen standart sapma değerlerinden belirlenmiş ve yaklaşık $0^m,02$ olarak bulunmuştur.



Şekil 4.3. Yıldızlararası kıızıllaşma haritası ve NaD_2 çizgileri yardımıyla elde edilen $E(B-V)$ değerlerinin kıyaslanması. Kesikli çizgiler $1-\sigma$ seviyesini göstermektedir.

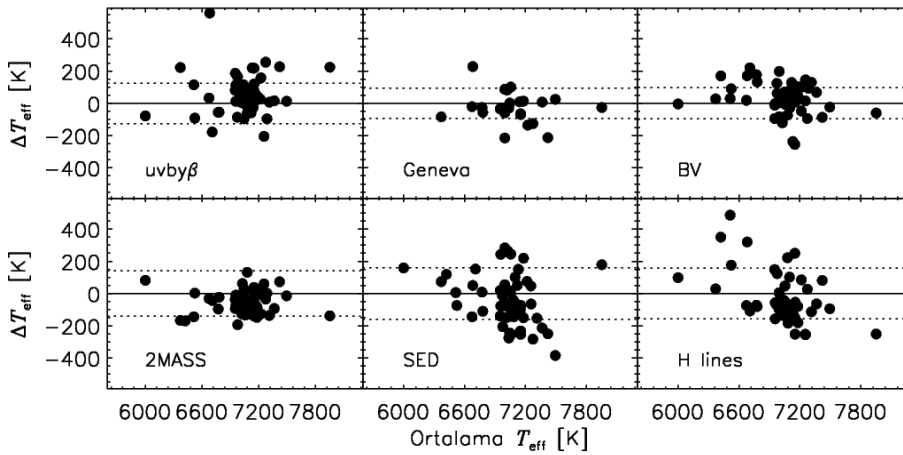
Şekil 4.3'ten görüleceği üzere her iki yöntemle elde edilen $E(B-V)$ değerleri genel olarak birbiri ile uyum içindedir. Atmosfer parametrelerinin fotometrik yolla belirlenmesi işleminde her iki yöntemle belirlenmiş $E(B-V)$ değerlerinin ortalaması alınıp, fotometrik renklerden kıızıllaşma, bu ortalama değerler kullanılarak arındırılmıştır.

4.1.3.1. Fotometrik Sistemler ile Parametrelerin Belirlenmesi

Yıldızların T_{eff} ve $\log g$ değerleri ilk olarak fotometrik sistemlerden yararlanılarak elde edilmiştir. Parametreler belirlenirken $uvby\beta$ Strömgren, Johnson, Geneva ve 2MASS fotometrik verileri GCPD veritabanından (Mermilliod ve Hauck, 1997) ve 2MASS veritabanından (Cutri ve ark., 2003) alınmıştır.

49 yıldızın T_{eff} ve $\log g$ değerleri, $uvby\beta$ Strömgren fotometrik sistemi ile hesaplanmıştır. Bu hesaplamalarda Moon ve Dworetzky (1985) tarafından verilen ve V , $(b-y)$, m_1 , c_1 ve β ifadelerine bağlı yöntem kullanılmıştır. 23 yıldızın T_{eff} ve $\log g$ değerleri ise Geneva fotometrik sistemi ile hesaplanmıştır. Hesaplamalar, $B2-VI$, D ve $m2$ Geneva renklerini temel alan Knzili ve ark. (1997) tarafından geliştirilen yöntem ile yapılmıştır. Johnson $(B-V)$ renkleri tüm yıldızların T_{eff} değerlerinin belirlenmesinde kullanılmıştır. Bu işlem sırasında T_{eff} ile $(B-V)$ kalibrasyonundan yararlanılmıştır (Sekiguchi ve Fukugita,

2000). Johnson sistemi kullanılarak yapılan hesaplamalarda yıldız metal bolluğu ve $\log g$ sırasıyla 0,0 ve 4,0 dex olarak sabit alınmıştır. Son olarak, T_{eff} değerleri 2MASS sistemi için verilen sıcaklık kalibrasyonu yardımıyla hesaplanmıştır (Masana ve ark., 2006). Buradaki hesaplamalarda yıldız metal bolluğu ve $\log g$ değeri sırasıyla 0,0 ve 4,0 dex olarak sabit alınmıştır. Tüm fotometrik sistemlerden elde edilen T_{eff} ve $\log g$ değerleri Çizelge 4.3'te verilmiştir. T_{eff} ve $\log g$ değerlerindeki hatalar, her bir fotometrik renkteki hatalar, E(B-V) deki hatalar ($0^m,02$) ve sabit alınan yıldız metal bolluğu (0,1 dex hatalı) ve yüzey çekim ivmesindeki (0,2 dex hatalı) hatalar ele alınarak hesaplanmıştır. T_{eff} ve $\log g$ değerleri için bulunan ortalama hatalar da Çizelge 4.3'te verilmiştir.



Şekil 4.4. Ortalama fotometrik T_{eff} değerinin, şekilde belirtilen herbir sistem tarafından elde edilen T_{eff} değerleri ile kıyaslanması. Kesikli çizgiler $1-\sigma$ seviyesini, sürekli çizgiler ise eksenlerdeki parametreler arasındaki korelasyonu gösterir.

Her bir sistemden elde edilen T_{eff} değerlerinin ortalaması alınmış ve bu ortalama değerlerden herbir fotometrik sistemden elde edilen T_{eff} değerlerinin ne kadar sapma gösterdiği ise Şekil 4.4'te verilmiştir. Birçok yıldız için herbir sistemden elde edilen T_{eff} değerlerinin, ortalama T_{eff} değerleri ile uyumlu olduğu görülmektedir. Şekilde görüldüğü üzere sadece *uvbyβ* sisteminde HD 110379 yıldızı ortalamadan bir sapma göstermektedir. Bu yıldız çoklu sistem üyesidir ve bu farklılığın nedeni fotometrik renklerin sistemdeki diğer bileşen tarafından etkilenmesinden kaynaklanabilir. *uvbyβ* ve Geneva sistemleri kullanılarak elde edilen $\log g$ değerleri de kendi aralarında kıyaslanmıştır. Bu kıyaslama sonucunda *uvbyβ* sistemiyle elde edilen ortalama $\log g$ değeri 4,08 dex bulunurken, Geneva sisteminde ortalama değer 4,32 dex olarak elde edilmiştir. Bu ortalama değerlerden yola çıkarak *uvbyβ* sistemiyle elde edilen $\log g$ değerlerinin Geneva sistemiyle

elde edilenlere kıyasla daha düşük olduğu söylenebilir.

Çizelge 4.3. $E(B-V)$ ve fotometrik sistemler ile SED'den elde edilen parametreler.

HD	$E(B-V)$ Harita (kadir)	$E(B-V)$ NaD ₂ (kadir)	T_{eff} (K) $uvby\beta$ ± 95	$\log g$ (dex) $uvby\beta$ $\pm 0,10$	T_{eff} (K) Geneva ± 125	$\log g$ (dex) Geneva $\pm 0,10$	T_{eff} (K) UBV ± 170	T_{eff} (K) 2MASS ± 80	T_{eff} (K) SED
009365	0,01	0,00	7050	4,05			7200	6940	7280±190
019655	0,03	0,03	6950	3,96	6850	4,06	7110	7130	6800±150
021788	0,02	0,02	6530	3,46			6930	6680	6860±200
022702	0,03	0,03			6940	4,28	7050	7040	6800±100
023005	0,00	0,00	7030	3,88	6920	4,07	6940	6870	6970±120
023585	0,03	0,00	7530	4,31	7080	4,26	7180	7220	6990±170
026298	0,01	0,00	6730	4,11	67200	4,38	6910	6820	6670±130
033204	0,00	0,00	7650	4,11	7210	4,04	7330	7510	7170±150
046304	0,00	0,00	7380	3,88	7370	4,25	7340	7270	7150±150
063436	0,00	0,00	7350	4,44			6890	7090	7280±110
089781	0,04	0,00	7090	4,03			7050	7180	7060±130
099267	0,00	0,00	7050	4,01			7110	7030	7060±100
099329	0,00	0,00	7070	4,02	6940	4,23	7000	6940	6870±100
104860	0,03	0,00	5920	4,65			6000	6970	6160±110
106103	0,00	0,00	6710	4,45	6650	4,55	6690	6590	6530±100
107192	0,00	0,01	7090	4,26	7010	4,46	6910	6830	7050±160
109032	0,00	0,00	7180	4,31			7070	7030	7040±120
109799	0,00	0,00	7020	4,07	6940	4,33	7060	6830	6870±150
109838	0,02	0,00	7060	4,12			7250	7170	7000±250
110379	0,00	0,00	7240	4,06			6850	5720	6730±300
112429	0,00	0,00	7210	4,20	7200	4,40	7280	7030	7010±100
118388	0,01	0,01					6590	6230	6540±250
126516	0,01	0,00	6630	4,38			6540	6350	6520±250
130173	0,00	0,01	6430	3,77			6610	6450	6570±200
155154	0,00	0,00	7170	4,04			7160	7130	7080±140
165645	0,00	0,00	7320	4,02			7440	7220	7160±160
169577	0,01	0,03	7050	4,24			7400	7350	7190±300
187353	0,00	0,03	7020	4,10			7000	7040	7040±300
206043	0,00	0,03	7020	4,05			7110	6830	7200±120
075202	0,00	0,01	8180	4,06	7840	4,21	7890	7680	8130±250
091201	0,01	0,01	7070	4,10			7090	6980	6960±350
103257	0,00	0,00	6890	3,90			7100	6940	6960±100

Çizelge 4.3.'ün devamı.

113357	0,01	0,01	7150	4,26			7100	6900	6930±300
133803	0,01	0,02	7140	4,12			6940	7030	7000±150
137785	0,00	0,00	7110	4,06			7050	6820	6900±250
149989	0,00	0,00	7180	4,08	7070	4,43	7210	7040	7000±100
1888032	0,00	0,00	7230	4,20	7080	4,47	7200	7130	6900±200
197451	0,01	0,02	7370	3,93			6900	7130	7050±300
206481	0,00	0,00	7150	4,24	7010	4,52	6950	7040	6760±150
224288	0,00	0,00	7140	4,22	6940	4,40	7040	6810	6770±120
112934	0,00	0,00	7120	4,14	7150	4,56	7220	7080	6900±160
115466	0,00	0,00	6970	3,93			6960	6940	7200±130
124248	0,00	0,00	7220	4,16			7220	7100	7400±130
171834	0,00	0,00	6720	4,03	6750	4,37	6950	6680	6780±200
172416	0,00	0,00	6590	4,13	6290	3,68	6400	6200	6445±100
175337	0,00	0,00	7090	4,14			6900	7090	7290±160
187028	0,00	0,00	7270	4,34	7090	4,47	7240	7010	6920±150
209295	0,00	0,00	7510	4,97	7470	4,25	7470	7480	7110±220
216910	0,00	0,00	7070	4,07	6930	4,27	6950	6880	7390±150
224638	0,00	0,00	7140	4,06			7160	6960	6940±200
224945	0,00	0,00					7268	7238	7300±160
041448	0,00	0,00	7240	4,13			7170	7180	7290±150

4.1.3.2. T_{eff} Parametresinin Tayfsal Enerji Dağılımı ile Belirlenmesi

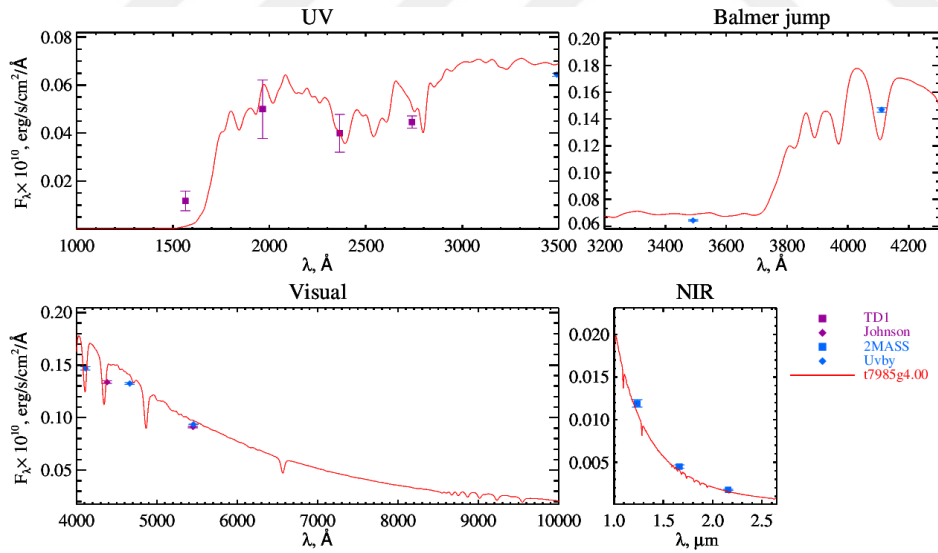
Yıldız parametreleri tayfsal enerji dağılımı (Spectral Energy Distribution, SED) ile elde edilebilir. SED moröte bölgeden kızılöte bölgeye kadar uzanan farklı dalga boylarındaki fotometrik verilerin derlenmesi ile oluşturulur. SED'in farklı kısımları farklı bir yıldız parametresine duyarlıdır. Bu nedenle SED, yıldız parametrelerini elde etmede oldukça önemlidir.

Bu çalışmada SED kullanılarak yıldızların T_{eff} değerleri elde edilmiştir. Bu analiz sırasında Dr. Shulyak tarafından IDL dilinde hazırlanmış SED kodundan yararlanılmıştır (özel görüşme). Bu kod girilen yıldız tanımlamasına göre otomatik olarak bazı spectrofotometrik veri tabanlarını tarayarak, eğer mevcutsa yıldıza ait verileri bu veri tabanlarından toplamaktadır. Kodun taradığı veri tabanları ise sırasıyla Adelman ve ark. (1989), Breger (1976), Alekseeva ve ark. (1996), Burnashev (1985) ve Glushneva ve ark. (1992) tarafından hazırlanan ve yakın moröte ile görsel ve yakın kızılöte bölgeyi içeren veritabanlarıdır. Kod aynı zamanda "The Space Telescope Imaging Spectrograph (STIS)" (Woodgate ve ark., 1998), "The International Ultraviolet Explorer (IUE)" (Wamsteker ve ark., 2000) ve "The Ultraviolet Sky Survey Telescope (TD1)" (Boksenberg ve ark., 1973;

Thompson ve ark., 1978) verilerinden de bilgiler derlemektedir. Bu veriler ise SED'in moröte bölgesini kapsamaktadır. Kod tüm bu verilerin yanı sıra aynı zamanda da bazı verilerin araştırmacı tarafından girilmesine de olanak sağlamaktadır.

Tez kapsamında analizleri yapılan yıldızların genellikle *uvby β* , Geneva, Johanson, 2MASS ve moröte bölgeyi kaplayan TD1 verileri olduğu için, bu veriler SED analizlerinde kullanılabilmiştir. Kuramsal SED eğrileri, Kurucz ATLAS9 atmosfer modelleri (Kurucz, 1993) kullanılarak hesaplanmıştır. Eğriler hesaplanırken yıldız metal bolluğu ve log *g* değerleri sırasıyla 0,0 ve 4,0 dex olarak sabit alınmıştır. Şekil 4.5'te SED hesaplamaları sonucu elde edilen çıktı dosyasının bir görünümü verilmiştir.

SED analizi sonucunda elde edilen T_{eff} değerleri ve bu değerlerin hataları Çizelge 4.3'te verilmiştir. Elde edilen SED T_{eff} değerleri aynı zamanda fotometrik sistemlerden elde edilen ortalama T_{eff} değerleri ile kıyaslanmış ve Şekil 4.4'te gösterilmiştir. Bu kıyaslamaya göre genel olarak SED yolu ile elde edilen sıcaklık değerlerinin ortalama fotometrik T_{eff} değerleri ile uyumlu olduğu ve sadece HD 209295 yıldızının sapma gösterdiği belirlenmiştir. Bu yıldızın incelenmesi sonucunda bir çift sistem üyesi olduğu görülmüş ve sapmanın nedeninin ikinci bileşenden kaynaklanacağı düşünülmüştür.



Şekil 4.5. SED hesaplamaları sonucu verilen çıktı dosyasının görünümü.

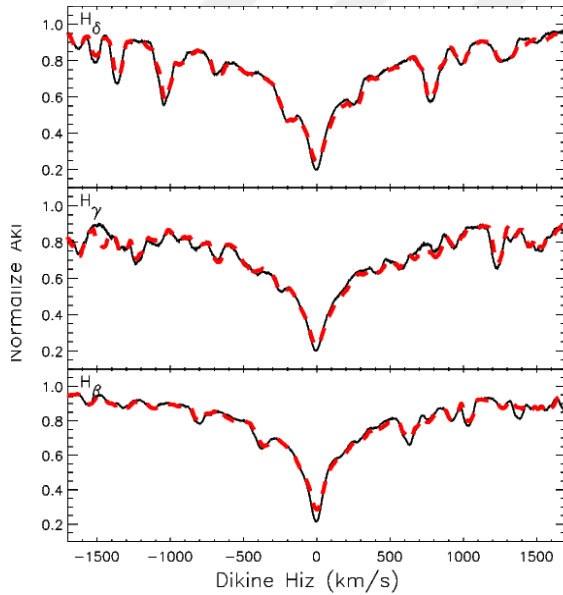
4.1.4. Tayfsal Atmosfer Parametrelerinin Belirlenmesi

Bu bölümde yüksek çözünürlüklü ve yüksek S/N oranlı tayfların analizleri ile yıldızların atmosfer parametreleri elde edilecektir. Yıldızların atmosfer parametreleri iki farklı çizgi serisi kullanılarak yapılmıştır. Fotometrik sistemler ve SED kullanılarak elde

edilen T_{eff} ve $\log g$ değerleri girdi parametreleri olarak alınmıştır. Hidrojen Balmer çizgileri yardımıyla iyileştirilen bu değerler, son olarak metal çizgileri ile yapılan analizlerle sonuçlandırılmıştır. Tüm yapılan tayfsal analizler sırasında hidrostatik denge altındaki, düzlem-paralel ve yerel termodinamik dengedeki ATLAS9 atmosfer modelleri (Kurucz, 1993) kullanılmış ve sentetik tayflar SYNTH4 kodu (Kurucz ve Avrett, 1981) ile çizdirilmiştir.

4.1.4.1. Hidrojen izgileri Analizi

Hidrojen çizgileri analizi, yıldışların T_{eff} parametrelerinin elde edilmesinde kullanılmıştır. Analizler sırasında yıldışların metal bollukları ve $\log g$ parametreleri sırasıyla 0,0 ve 4,0 dex olarak sabit alınmıştır. Ayrıca yıldışların v_{sin} değerleri de analizlerde sabit alınmalıdır. Bu nedenle, öncelikle yıldışların tahmini v_{sin} değerleri belirlenmeye çalışıldı. Her yıldış için fotometrik ve SED yoluyla belirlenmiş T_{eff} ve $\log g$ değerlerinin ortalaması kullanılarak üretilen sentetik tayfların, yıldış metal çizgileri ile kıyaslanmasıyla, ilk olarak v_{sin} değerleri elde edildi.



şekil 4.6. HD 23005 sistemi için gözlemsel (düz çizgi) ve kuramsal (kesikli çizgi) hidrojen çizgisi tayflarının uyumu.

Tüm girdi parametreleri hazırlandıktan sonra, hidrojen H_{β} , H_{γ} ve H_{δ} çizgileri ele alınarak Catanzaro ve ark. (2004) tarafından önerilen yöntem ile yıldışların T_{eff} değerleri elde edilmiştir. Bu yöntemde istenilen herbir T_{eff} değeri için üretilen sentetik tayflar gözlemsel tayflar ile çakıştırılarak aralarındaki farkın en küçük olduğu değer sonuç

parametresi olarak verilir. Bu yöntem kullanılarak HD 23005 sistemi için gözlemsel ve kuramsal hidrojen çizgi tayflarının uyumu Şekil 4.6'da gösterilmektedir. Şekilden de görüleceği üzere kuramsal hidrojen çizgileri, gözlemsel çizgilerle iyi bir uyum içerisindedir. Çizgiler aralarındaki farklılık oldukça azdır. Her hidrojen çizgisinin merkezindeki küçük farklılıkların nedeni kullanılan modellerin, Balmer çizgilerinin merkezlerini açıklamakta yetersiz kalmasıdır.

Hidrojen çizgi analizleri sonucunda elde edilen T_{eff} değerleri Çizelge 4.4'te verilmiştir. Elde edilen T_{eff} değerlerindeki hatalar, sabit olarak alınan $\log g$, metal bolluğu, v_{sin} ve S/N oranları arasındaki farklılık göz önüne alınarak hesaplanmıştır. Hidrojen çizgileri T_{eff} değerleri 8000 K'nın altında olan yıldızlarda $\log g$ değerlerine duyarlı değildir (Smalley, 2005). γ Dor yıldızlarının sıcaklık aralığında $\log g$ parametresinin hidrojen çizgilerine etkisi azdır. Bu nedenle $\log g$ parametresi hidrojen çizgisi analizinde sabit alınmıştır ve yapılan incelemeler sonucunda da bu parametreden kaynaklı, T_{eff} parametresi üzerine herhangi bir hata katkısı gelmediği görülmüştür. Diğer parametrelerden gelen hatalar incelendiğinde, hidrojen çizgilerinden elde edilen T_{eff} değerlerinin hatasının 150 ile 260 K arasında değiştiği görülmüştür. Şekil 4.4'te hidrojen çizgilerinden elde edilen T_{eff} değerlerinin ortalama fotometrik T_{eff} değerleri ile kıyaslaması verilmiştir. Şekilden de görüleceği üzere tüm değerler $1-\sigma$ içerisinde birbiri ile uyumludur.

4.1.4.2. Metal Çizgileri ve Bolluk Analizi

T_{eff} ve $\log g$ değerleri daha önce kullanılan yöntemler ile iyileştirilmiştir. Böylece metal çizgi analizleri sadece girilen ufak bir T_{eff} ve $\log g$ aralığı için yapılabilecektir. Metal çizgilerinin analizinde, daha önce Bölüm 3.2'de anlatılan tayfsal sentezleme yöntemi kullanılmıştır. Bu yöntem, verilen girdi atmosfer parametresi değerlerini (T_{eff} , $\log g$ ve ξ) ele alarak, verilen dalgaboyu aralığı için, o dalgaboyu aralığındaki element bolluklarını, v_{sin} ve dikine hız değerlerini değiştirilerek hesaplamalar yapar. Metal çizgileri analizi ve bolluk analizleri aynı yöntem kullanılarak aynı anda yapılmaktadır. Bu nedenle bu bölümde her iki analiz de sırasıyla anlatılacaktır.

Analizlerinin ilk adımında, normalize edilen tayfların yıldız dönme hızları ve normalize akı seviyeleri göz önüne alınarak çeşitli tayfsal aralıklara bölünmesi gerekir. Yıldız dönme hızına bağlı olarak belirlenen tayfsal aralıklar, hızlı dönen bir yıldız için ($v_{\text{sin}} > 100$ km/s) birkaç birleşmiş çizgi grubunu içereceği gibi, yavaş dönen yıldızlar ($v_{\text{sin}} < 40$ km/s) için tek bir çizgiyi içerebilir. Tek bir çizginin analizi bize o çizgiyi

oluşturan element bolluğunu daha duyarlı belirleme olanağı tanırken, bu durum hızlı dönen yıldızlar durumunda karşımıza çıkan birkaç elementin birleşiminden oluşan tayfsal aralık için oldukça zordur. Yine de tayfsal sentezleme yöntemi bu zorluğu ortadan kaldıracak en uygun yöntem olduğu için bu çalışmada tercih edilmiştir. Yıldız tayfları çeşitli tayfsal aralıklara ayrıldıktan sonra, yapılacak olan diğer bir adım ise her bir tayfsal aralıkta çizgilerin oluşmasına sebep olan elementlerin belirlenmesi, yani çizgi tanımlamasının yapılmasıdır. Çalışmada çizgi tanımlaması Kurucz çizgi listesi kullanılarak yapılmıştır (Kurucz ve Bell, 1995). Bu çizgi listesine göre her bir yıldız için, herbir tayfsal aralıkta mevcut olan elementler belirlenmiştir. Sonraki aşamada element ve metal bolluklarının belirlenmesi ile atmosfer parametrelerin elde edilmesi ve ardından da belirlenen atmosfer parametreleri yardımıyla diğer element bolluklarının bulunması vardır.

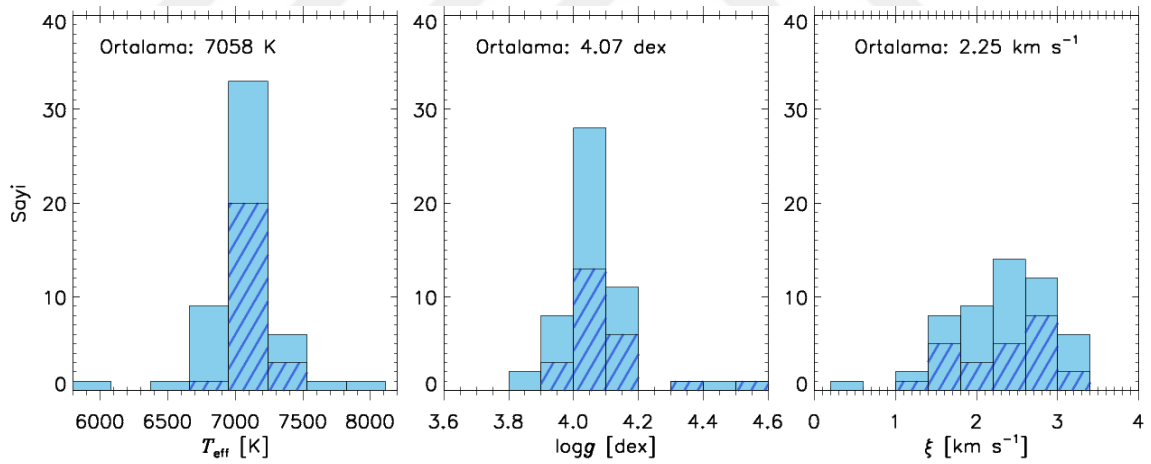
Atmosfer parametreleri belirlenirken daha önceden de belirtildiği üzere uyarılma ve iyonlaşma potansiyelleri ele alınarak belirlemeler yapılır. Bu potansiyellere göre aynı elementin farklı çizgilerinden bulunan bolluk değerleri aynı olmalıdır. Bu nedenle bu yöntemden yararlanarak atmosfer parametrelerini belirleyebilmek için atmosferde en bol bulunan metal olan Fe elementinden yararlanılmıştır. Tayfsal sentezleme yöntemi ile her bir yıldızla ilişkin girilen T_{eff} , $\log g$ ve ξ değer aralıkları için analizler yapılmıştır. Analizler sırasında T_{eff} , 100 K aralıklarla, $\log g$ ve ξ değerleri ise 0,1 dex'lik adımlarla taranmıştır. Analizler sonunda girilen her bir T_{eff} , $\log g$ ve ξ değerlerine karşılık, herbir yıldız için elde edilen Fe bollukları değeri Şekil 3.2'de gösterildiği gibi uyarılma potansiyeline ve çizgi derinliklerine karşı çizdirilerek incelenen yıldız için atmosfer parametre değerleri hesaplanmıştır. FeI elementi, T_{eff} ve ξ değerlerine oldukça bağılyken, $\log g$ parametresine neredeyse hiç bağıly değildir. Ayrıca çizgi derinlikleri doğru T_{eff} ve ξ değerleri için aynı element durumunda aynı bolluğu vermesi gerekmektedir. Bu nedenle öncelikle Fe bollukları, uyarılma potansiyeli ve çizgi derinliklerine karşı çizdirilmiştir. Bu çizgide doğru atmosfer parametreleri için korelasyon değeri sıfıra eşit olmalıdır. Bu nedenle öncelikle T_{eff} ve ξ değerleri bu korelasyonlar ve Fe bolluk dağılımları göz önüne alınarak belirlendi. Daha sonra FeII elementleri için aynı dağılımlar ele alınarak yıldızların $\log g$ değerlerine ulaşıldı. FeII elementleri ile $\log g$ parametresinin elde edilme nedeni bu parametrenin FeII çizgilerindeki değişimlere oldukça hassas olmasıdır. Bu yöntemle herbir yıldız için belirlenen atmosfer parametreleri ve hata değerleri Çizelge 4.4'te verilmiştir. Şekil 4.7'de ise elde edilen atmosfer parametrelerinin dağılımı verilmektedir.

Çizelge 4.4. Fe elementi bollukları, hidrojen ve metal çizgileri atmosfer parametreleri.

HD	T_{eff} (K) <i>Hidrojen</i>	T_{eff} (K) <i>Metal</i>	$\log g$ (dex) <i>Metal</i>	ξ (km/s)	$v_{\text{sin}i}$ (km/s)	$\log \varepsilon$ (Fe) (dex)
009365	7000 ± 170	7200 ± 100	3,9 ± 0,1	2,7 ± 0,2	77 ± 1	7,39 ± 0,22
019655	7000 ± 210	7100 ± 100	4,1 ± 0,3	2,8 ± 0,4	222 ± 5	7,32 ± 0,23
021788	6600 ± 140	6700 ± 100	4,1 ± 0,2	2,2 ± 0,1	13 ± 1	7,26 ± 0,21
022702	7000 ± 190	7200 ± 200	4,2 ± 0,2	2,5 ± 0,3	146 ± 2	7,40 ± 0,24
023005	7100 ± 150	7000 ± 100	3,9 ± 0,1	2,4 ± 0,1	48 ± 1	7,61 ± 0,21
023585	7300 ± 250	7200 ± 200	4,1 ± 0,2	2,8 ± 0,3	113 ± 3	7,40 ± 0,24
026298	6700 ± 150	6700 ± 100	4,1 ± 0,1	2,0 ± 0,2	53 ± 2	7,20 ± 0,22
033204	7500 ± 230	7600 ± 200	4,0 ± 0,1	3,1 ± 0,1	36 ± 2	7,97 ± 0,26
046304	7300 ± 260	7400 ± 100	4,0 ± 0,1	3,0 ± 0,4	242 ± 12	7,31 ± 0,27
063436	7000 ± 170	7000 ± 100	3,9 ± 0,1	1,7 ± 0,2	70 ± 1	7,45 ± 0,22
089781	7000 ± 180	7200 ± 100	4,2 ± 0,2	1,3 ± 0,2	120 ± 3	7,45 ± 0,23
099267	7000 ± 170	7000 ± 100	4,1 ± 0,2	2,9 ± 0,3	100 ± 2	7,46 ± 0,23
099329	6900 ± 200	7100 ± 200	4,1 ± 0,2	2,6 ± 0,3	142 ± 2	7,49 ± 0,24
104860	6100 ± 140	6000 ± 100	4,4 ± 0,2	1,9 ± 0,1	16 ± 2	7,34 ± 0,21
106103	6600 ± 150	6700 ± 100	4,1 ± 0,2	1,3 ± 0,1	21 ± 1	7,40 ± 0,21
107192	6900 ± 160	7000 ± 100	3,9 ± 0,2	2,8 ± 0,2	69 ± 1	7,32 ± 0,22
109032	7000 ± 170	7000 ± 100	4,2 ± 0,2	2,6 ± 0,2	100 ± 1	7,42 ± 0,22
109799	6900 ± 140	7000 ± 100	4,0 ± 0,1	1,8 ± 0,1	39 ± 2	7,51 ± 0,21
109838	7000 ± 140	6900 ± 100	4,2 ± 0,1	1,5 ± 0,1	13 ± 1	7,46 ± 0,21
110379	7000 ± 150	7100 ± 100	4,1 ± 0,1	1,8 ± 0,2	34 ± 6	7,37 ± 0,21
112429	7100 ± 170	7200 ± 100	3,9 ± 0,2	3,0 ± 0,2	120 ± 3	7,29 ± 0,23
118388	6800 ± 170	6700 ± 100	4,1 ± 0,2	1,9 ± 0,2	121 ± 8	7,27 ± 0,22
126516	7000 ± 140	6800 ± 200	4,2 ± 0,2	1,5 ± 0,2	5 ± 1	7,50 ± 0,23
130173	6700 ± 160	6800 ± 200	4,0 ± 0,2	2,2 ± 0,2	62 ± 3	7,28 ± 0,23
155154	7100 ± 200	7000 ± 100	4,0 ± 0,2	3,0 ± 0,3	183 ± 6	7,30 ± 0,22
165645	7200 ± 180	7300 ± 200	4,1 ± 0,1	3,2 ± 0,2	152 ± 4	7,36 ± 0,28
169577	7000 ± 160	7100 ± 200	4,2 ± 0,1	1,8 ± 0,2	62 ± 4	7,79 ± 0,23
187353	7300 ± 230	7200 ± 100	4,1 ± 0,1	1,7 ± 0,1	35 ± 2	7,36 ± 0,22
206043	7200 ± 190	7200 ± 200	4,0 ± 0,2	2,5 ± 0,2	135 ± 5	7,50 ± 0,23
075202	7700 ± 260	7900 ± 200	4,2 ± 0,2	0,4 ± 0,2	104 ± 2	7,51 ± 0,26
091201	7100 ± 150	7100 ± 100	3,8 ± 0,2	2,3 ± 0,1	50 ± 1	7,50 ± 0,18
103257	6900 ± 160	7100 ± 200	4,0 ± 0,2	2,3 ± 0,2	70 ± 2	7,31 ± 0,20
113357	7000 ± 160	7100 ± 100	4,1 ± 0,1	2,9 ± 0,2	67 ± 1	7,28 ± 0,19
133803	7000 ± 170	7000 ± 100	4,2 ± 0,3	2,2 ± 0,2	92 ± 2	7,37 ± 0,18
137785	7000 ± 170	6900 ± 100	3,8 ± 0,2	2,8 ± 0,2	109 ± 3	7,16 ± 0,18

Çizelge 4.4.'ün devamı.

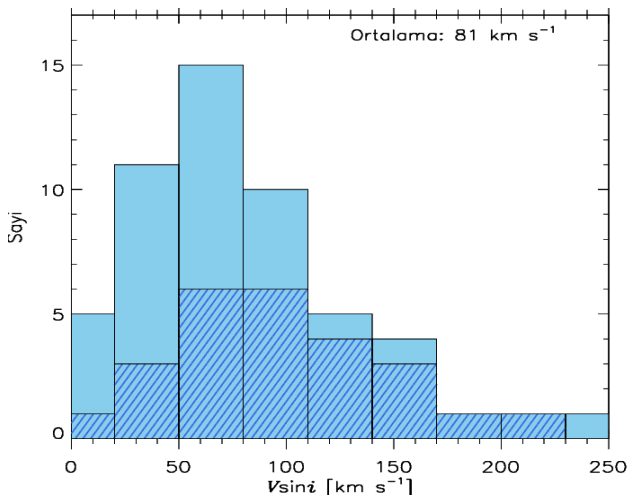
149989	7000 ± 190	7100 ± 100	4,0 ± 0,2	2,8 ± 0,2	140 ± 6	7,09 ± 0,19
1888032	7000 ± 160	7100 ± 100	4,0 ± 0,1	2,5 ± 0,2	54 ± 2	7,34 ± 0,18
197451	7400 ± 230	7300 ± 200	4,0 ± 0,1	3,1 ± 0,2	26 ± 3	7,73 ± 0,22
206481	6900 ± 170	6900 ± 100	4,1 ± 0,2	1,5 ± 0,2	86 ± 2	7,36 ± 0,18
224288	7100 ± 150	7100 ± 200	3,9 ± 0,1	2,2 ± 0,2	48 ± 2	7,39 ± 0,19
112934	7000 ± 170	7100 ± 100	3,9 ± 0,2	2,4 ± 0,2	75 ± 2	7,03 ± 0,22
115466	6800 ± 150	7100 ± 100	4,0 ± 0,2	2,0 ± 0,2	40 ± 3	7,56 ± 0,20
124248	7000 ± 150	7100 ± 100	4,1 ± 0,1	1,7 ± 0,2	50 ± 3	7,37 ± 0,20
171834	6700 ± 170	7000 ± 100	4,0 ± 0,2	2,7 ± 0,2	72 ± 2	7,40 ± 0,21
172416	6400 ± 150	6400 ± 100	3,9 ± 0,1	1,9 ± 0,2	55 ± 3	7,41 ± 0,20
175337	6900 ± 150	7100 ± 100	4,0 ± 0,1	1,7 ± 0,1	38 ± 2	7,73 ± 0,19
187028	6900 ± 170	7300 ± 200	4,5 ± 0,2	2,3 ± 0,3	87 ± 3	7,23 ± 0,23
209295	7400 ± 170	7300 ± 100	4,2 ± 0,1	2,3 ± 0,2	89 ± 5	7,07 ± 0,21
216910	6900 ± 180	7100 ± 100	4,3 ± 0,2	2,1 ± 0,2	95 ± 4	7,66 ± 0,21
224638	6900 ± 140	7000 ± 100	4,0 ± 0,1	1,5 ± 0,2	29 ± 7	7,39 ± 0,20
224945	7000 ± 150	7300 ± 100	4,2 ± 0,1	2,3 ± 0,2	58 ± 2	7,39 ± 0,23
041448	7300 ± 170	7200 ± 100	4,1 ± 0,2	2,8 ± 0,2	104 ± 3	7,35 ± 0,18



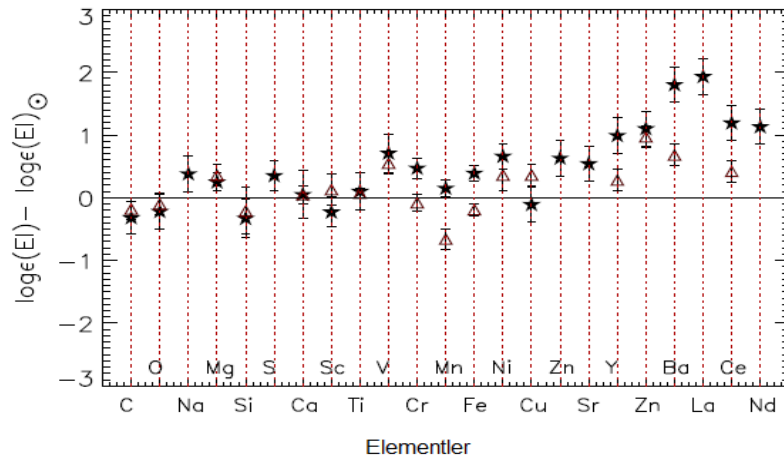
Şekil 4.7. Program yıldızlarının atmosfer parametrelerinin dağılımı. Kesikli çizgiler saf γ Dor yıldızlarının, tüm histogram ise hem saf hem de aday γ Dor yıldızlarının dağılımını gösterilmektedir.

Yıldızların sonuç atmosfer parametreleri belirlendikten sonraki adım, bu atmosfer parametrelerinden yararlanarak diğer element bolluklarının belirlenmesidir. Duyarlı atmosfer parametreleri kullanılarak her bir yıldız için belirlenen tayfsal aralıklar tekrar analiz edilir. Bu analiz sırasındaki amaç, hem sonuç element bolluklarına hem de v_{sin}

değerlerine ulaşmaktadır. Bu yolla elde edilen $v_{\text{sin}i}$ değerleri ve Fe element bollukları hataları ile birlikte Çizelge 4.4'te verilirken, tüm yıldızlar için tüm elementlere ait bolluk değerleri ise Kahraman Aliçavuş ve ark. (2016)'nın çalışmasında elektronik olarak verilmiştir. Yıldızlar için elde edilmiş $v_{\text{sin}i}$ dağılımı Şekil 4.8'de gösterilmektedir. Bolluk analizi sırasında daha önce tayfsal sınıflamada Am yıldızı olduğu belirlenen yıldızlarının (HD 33204 ve HD 46304) bu özelliği onaylanmıştır. Bilindiği üzere tipik bir Am yıldızı, yüksek bolluklu Fe elementleri ve ağır elementler içerirken (Zn, Sr, Zr ve Ba) düşük bolluklu olanlar Ca ve Sc elementleri içermektedirler. Am yıldızlarının elde edilen element bolluk dağılımları Şekil 4.9'da gösterilmiştir.



Şekil 4.8. γ Dor yıldızlarının $v_{\text{sin}i}$ değerlerinin dağılımı. Kesikli çizgiler saf γ Dor yıldızlarının, tüm histogram ise hem saf hem de aday γ Dor yıldızlarının dağılımını verir.



Şekil 4.9. Am yıldızlarının element bolluk dağılımları. Dik eksen, yıldız ile Güneş'in (Asplund ve ark., 2009) element bollukları farkını göstermektedir.

Yıldızların elektronik tabloda verilen element bolluk hataları, o elementler için hesaplanan standart sapma değerleridir. Elementlerin gerçek hata değerleri, atmosfer parametrelerinin hatalarından ve model atmosfer yapımında kullanılan varsayımlardan gelmektedir. Yerel termodinamik denge, hidrostatik denge ve düzlem-paralel varsayımı altında yapılan element bolluk analizlerinde, bolluklarda meydana gelecek ortalama hata hesaplanmış ve bu hatanın yaklaşık 0,1 dex olduğu görülmüştür (Mashonkina, 2011). Element bolluklarına diğer bir hata katkısı da kullanılan atomik veri, kullanılan tayfin çözünürlük değeri, S/N oranı ve tayfin normalizasyonundan gelmektedir. Bu çalışma kapsamında element bolluklarının hatalarını hesaplayabilmek için yukarıda sayılan etkiler ele alındı. Bu etkilerin bolluklardaki hata katkısı da incelendi. Öncelikle S/N ve çözünürlükten kaynaklanan element bolluk hatalarını belirleyebilmek için farklı tayf çekerlerden, farklı S/N oranlı üç yıldız belirlendi. İlk yıldız HD 109799 FIES (R = 67.000) ve HARPS (R=80.000) tayf çekerleri ile gözlenmiştir. Her iki tayf çekerden elde edilen yıldız tayfları yaklaşık olarak aynı S/N oranına sahiptir (~310). Bu yıldız için alınmış her iki tayf içinde standart bolluk analizi uygulandığında Fe bolluğunda 0,07 dex'lik bir değişim olduğu görüldü. İkinci yıldız HD 23005'tir. Bu yıldız FIES (R = 67.000)'den alınmış 300 S/N oranlı bir tayfa sahipken aynı zamanda da HERMES (R = 85.000)'ten alınmış 180 S/N oranlı bir tayfa sahiptir. Her iki tayfin çözünürlük ve S/N oranlarını ele alırsak her iki tayfin de hemen hemen aynı kalitede olduğunu söyleyebiliriz. Bu yıldız için bolluk analizini, bu farklı tayflara uyguladığımızda Fe bolluğunda 0,02 dex'lik bir farklılık elde edilir. Son olarak, HD 133803 yıldızının HARPS (R = 80.000) ve HERMES (R = 85.000) tayf çekerleri ile alınmış sırasıyla 310 ve 170 S/N oranlı tayflarının analizleri yapılmıştır. Görüldüğü üzere her iki tayfta yaklaşık aynı çözünürlüğe sahipken, S/N oranları oldukça farklıdır. Bu analizler sonucunda Fe element bolluğunda elde edilen farklılık ise 0,13 dex'tir. Hesaplamalar sonucunda bu çalışmadaki yıldız tayflarının alındığı yüksek çözünürlük aralığında, tayflardaki çözünürlük farkının pek bir değişikliğe neden olmadığı, fakat S/N oranındaki değişimlerin element bolluk hatalarını oldukça etkilediği görülmüştür.

Atmosfer parametrelerinden ve $v \sin i$ değerlerinden kaynaklanan element bolluk hataları da incelenmiştir. Bu incelemede T_{eff} değerindeki 100 K'lik değişimin element bolluğunda 0,1 dex'lik bir değişime neden olduğu bulunurken, $\log g$ değerindeki 0,1 dex'lik değişimin ise element bolluğunu 0,04 dex'ten daha az etkilediği bulunmuştur. Aynı zamanda ξ değerindeki 0,1 km/s'lik değişimin element bolluğunda 0,1 dex'ten daha az bir farka neden olduğu belirlenmiştir. Diğer bir önemli hata kaynağı ise $v \sin i$ parametresidir.

Bu parametreden kaynaklanan Fe element bolluğundaki değişiklerde incelendiğinde, yaklaşık 0,1 ile 0,2 dex aralığında element bolluğunda hatalara neden olabileceği görülmüştür. Bahsedilen bütün hata katkıları ele alındığında bizim yıldızlarımız için element bolluklarındaki hatanın en fazla 0,28 dex olacağı görülmüştür. Bu hata payları ele alınarak Fe bollukları için hesaplanan hata değerleri Çizelge 4.4'te verilmiştir.

4.1.5. Elde Edilen Niceliklerin İncelenmesi

Bu bölümde γ Dor yıldızları çalışmasında elde edilen sonuçların detaylı incelenmesi ve yorumlanmasına yer verilmiştir. Ayrıca elde edilen parametrelerin literatür ile sırasıyla uyumu irdelenmiştir.

4.1.5.1. Etkin Sıcaklık Değerleri

Çalışmamızda T_{eff} değerleri hem fotometrik hem de tayfsal yöntemlerle belirlenmiştir. Bu parametre için sonuç değerleri Fe çizgisi analizi sonucunda elde edilmiştir. Şekil 4.7 sol panelde gösterildiği üzere, analiz edilen tüm yıldızlar için T_{eff} dağılımı 6000 ile 7900 K aralığında bulunmuştur. T_{eff} dağılımı saf γ Dor yıldızları için 7100 ile 7300 K aralığında elde edilmiştir. Bu T_{eff} dağılım aralıkları daha önce literatürde yapılan çalışmada hesaplanmış T_{eff} değerleri ile kıyaslanmış ve birbiri ile uyumlu oldukları görülmüştür (Handler ve Shobbrook, 2002; Brunt ve ark., 2008; Tkachenko ve ark., 2012; 2013a, Van Reeth ve ark., 2015).

Çalışmamızdaki 12 γ Dor yıldızının atmosfer parametreleri (T_{eff} , $\log g$ ve ξ) daha önce yapılan çalışmalarca elde edilmiştir. Bu çalışmalardan elde edilen parametreler ise Çizelge 4.5'te listelenmiştir. Literatürde daha önce belirlenmiş bu parametrelerle tez çalışmasında bulunan parametreler kıyaslandığında yıldızların T_{eff} değerlerinin 200 K'lik hata mertebesinde uyumlu olduğu görülmüştür. Sadece HD 46304 sistemi için bu çalışma da elde edilen ve literatürde bulunan T_{eff} değeri arasında 400 K'lik bir fark bulunmaktadır. Bu farklılık sistemin görsel çift üyesi olmasından ve en önemlisi T_{eff} parametresi belirlenirken kullanılan yöntemden kaynaklanabilir.

4.1.5.2. Yüzey Çekim İvmesi

Yıldızların sonuç $\log g$ değerleri, FeI ve FeII elementlerinin analizleri ile elde edilmiştir. Elde edilen $\log g$ değerlerinin dağılımı Şekil 4.7'de orta panelde verilmiştir. Elde edilen dağılımdan da görüleceği üzere yıldızların $\log g$ değerleri 3,8 ile 4,5 dex

arasında değişmektedir. Bruntt ve ark. (2008) tarafından saf γ Dor yıldızları için elde edilen $\log g$ aralığı 3,1 ile 4,7 dex arasında bulunurken, Van Reeth ve ark. (2015) saf γ Dor yıldızları için bu aralığı 3,3 - 4,5 dex olarak belirlemiştir. Bu çalışmada ortalama $\log g$ değeri tüm örnek için 4,07 dex değerinde elde edilirken, saf ve aday γ Dor yıldızları için sırasıyla 4,09 ve 4,05 dex olarak bulunmuştur. Bu ortalama değerler daha önce literatürde Bruntt ve ark. (2008) (ortalama 4,16 dex) ve Van Reeth ve ark. (2015) (ortalama 4,10 dex) tarafından bulunan ortalama değerlere göre daha küçüktür. Çizelge 4.5'te verilen literatür parametreleri ile tez çalışmasında belirlenen parametreler kıyaslandığında, bu çalışmada hesaplanan $\log g$ parametrelerinin, literatürle 0,2 dex hata çerçevesinde uyumlu olduğu görülmüştür.

Çizelge 4.5. Bazı yıldızların literatürdeki atmosfer parametreleri.

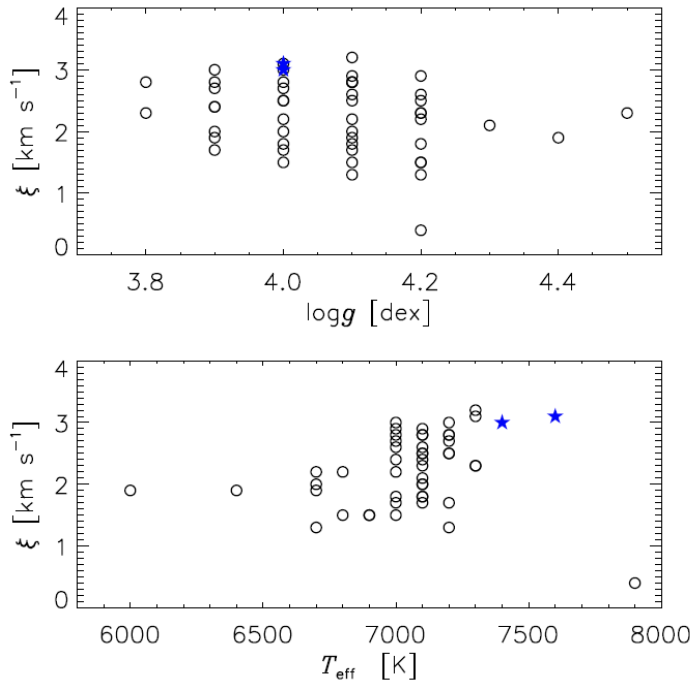
HD	T_{eff} (K)	$\log g$ (dex)	ξ (km/s)	Kaynaklar
HD 23585	7400	4,29	3,0	Gray ve ark., 2001
HD 26298	6790 \pm 200	3,95 \pm 0,22	1,5 \pm 0,5	Bruntt ve ark., 2008
HD 110379	7140 \pm 160	4,21 \pm 0,02	1,5 \pm 0,4	Bruntt ve ark., 2008
HD 126516	6590 \pm 120	4,01 \pm 0,15	1,9 \pm 0,3	Bruntt ve ark., 2008
HD 33204	7646	4,11	3,4	Varenne ve Monier, 1999
HD 46304	7048 \pm 16			Munoz Bermejo ve ark., 2013
HD 63436	6970	4,14		Munoz Bermejo ve ark., 2013
HD 106103	6610			Munoz Bermejo ve ark., 2013
HD 99329	6990			Ammler-von Eiff ve Reiners, 2012
HD 112934	7035			Ammler-von Eiff ve Reiners, 2012
HD 209295	7392			Ammler-von Eiff ve Reiners, 2012
HD 109799	6926 \pm 26			King ve Schuler, 2005

4.1.5.3. Mikro Türbülans Hızı

Tez çalışmasında hesaplanan mikro türbülans hızları, analiz edilen yıldız sistemleri için 1,3 ile 3,2 km/s aralığında bulunmuştur. Sadece bir sistem, HD 75202 için elde edilen değer 0,4 km/s civarındadır. Bu sistem, çalışmada aday γ Dor yıldızı olarak ele alınıp incelenmiştir fakat sistem aynı zamanda da degen çift sistemler katalogunda da aday olarak verilmiştir (Pribulla ve ark., 2003). HD 75202 sistemi gerçekten bir degen çift yıldız ise ikinci bileşenden kaynaklanan madde aktarımından oldukça etkilenmesi beklenmektedir. Madde aktarımı, atmosfer parametrelerinin elde edilmesini zorlaştırmaktadır. Bu durum

hesaplanan düşük ξ değerinin nedeni olarak ileri sürülebilir.

Elde edilen ξ değerleri, Landstreet ve ark. (2009), Gebran ve ark. (2014) ve Niemczura ve ark. (2015) tarafından verilen değerler ile uyumludur. Bu çalışmalara göre, T_{eff} değerleri 7000 ile 8000 K arasında olan sistemler için ξ değeri 2 ile 4 km/s arasında değişmektedir. 7000 K'dan daha düşük ve 8000 K'dan daha yüksek değerler için ξ parametresi değerinde bir azalma göstermektedir. Am yıldızları durumunda ise ξ değerlerinin normal yıldızlara göre daha yüksek olabileceği belirtilmiştir (Landstreet ve ark., 2009). Bu çalışmada elde edilen ξ değerleri T_{eff} 'in fonksiyonu olarak Şekil 4.10'da gösterilmiştir. Şekil 4.10'dan da görüleceği üzere Am yıldızlarının ξ değerleri diğer yıldızları ile aynıdır. Tez çalışmasında elde edilen bu sonuç daha önce Niemczura ve ark. (2015) tarafından da bulunmuştur. Çalışmada aynı zamanda ξ değerleri ile $\log g$ arasındaki ilişki de incelenmiştir. Bu ilişki Şekil 4.10'un üst panelinde verilmektedir. Bu incelemeye göre ξ değerlerinin yükselen $\log g$ değerleri için küçük olduğu görülmüştür. Van Reeth ve ark. (2015) tarafından yapılan çalışmada γ Dor yıldızları için bulunan ξ aralığı 2 ile 3,5 km/s olarak verilmiştir. Bu sonuç tez çalışmasından elde edilen bulgu ile uyumludur.



Şekil 4.10. ξ değerlerinin $\log g$ ve T_{eff} 'in fonksiyonu olarak gösterimi. Yıldızlar çalışmada bulunan ılımlı Am yıldızlarını temsil etmektedir.

4.1.5.4. Dönme Hızı

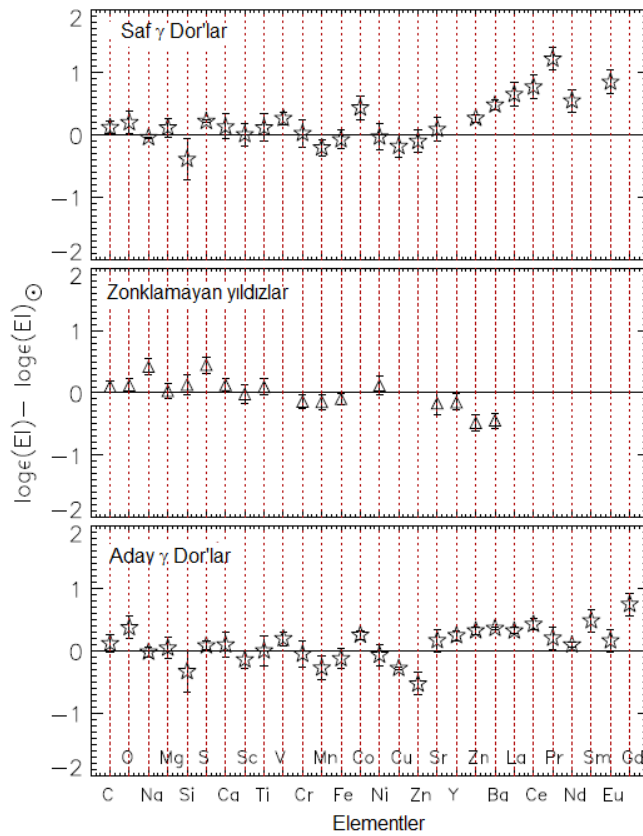
Yıldızların dönme hızları tayfsal sentezleme yöntemiyle, bolluk analizleri yapılırken elde edilmiştir. Elde edilen v_{sin} değerleri 5 ile 240 km/s aralığındadır. Tüm yıldızları ele aldığımızda ortalama v_{sin} değeri yaklaşık 80 km/s olarak bulunmuştur. Saf ve aday γ Dor yıldızları ayrı ayrı ele alındığında, sırasıyla bu yıldızlar için ortalama v_{sin} değerlerinin 97 ve 63 km/s olduğu görülmüştür. Daha önceki çalışmalarda γ Dor sistemleri için verilen ortalama v_{sin} değeri 57 km/s'dir (Henry ve Fekel, 2002, 2003; Fekel ve ark., 2003; Mathias ve ark., 2004; De cat ve ark., 2006; Van Reeth ve ark., 2015). Van Reeth ve ark. (2015) tarafından sadece saf γ Dor yıldızları için verilen v_{sin} değerleri 12 ile 204 km/s aralığında değişirken, grubun ortalama hız değeri 71 km/s'dir. Saf γ Dor yıldızları için bulduğumuz değerler Van Reeth ve ark. (2015) tarafından bulunan değerler ile uyum içerisindedir.

Çalışmamızda birçok yıldız yüksek dönme hızına sahiptir ($v_{\text{sin}} > 100$ km/s). Ancak analizler sırasında oldukça yavaş dönen ($v_{\text{sin}} < 15$ km/s) birkaç yıldız da rastlanmıştır (HD 21788, HD 104860, HD 109838 ve HD 126516). Genellikle yavaş dönen sistemlerin kimyasal farklılık gösteren sistemler olduğu bilinmektedir fakat bu yıldızlar içerisinde herhangi kimyasal farklılık gösteren yıldız rastlanmamıştır. Kimyasal farklılık gösterdiği tespit edilen heriki sistem için, HD 33204 ve HD 46304, dönme hızları sırasıyla 36 ve 242 km/s olarak hesaplanmıştır.

4.1.5.5. Kimyasal Bolluk

Tez çalışmasında analiz edilen γ Dor yıldızlarının bolluk dağılımları detaylı olarak incelenmiştir. Hem saf hem de aday γ Dor yıldızlarının ortalama element bollukları, zonklamayan F tayf türünden yıldızların ortalama element bollukları ile kıyaslanmıştır. Dört adet zonklama göstermeyen F tayf türü yıldızın element bollukları Niemczura ve ark. (2015) çalışmasından alınmıştır. Verilerin bu çalışmadan alınmasının nedeni aynı analiz yönteminin kullanılmış olmasıdır. Zonklamayan F yıldızlarının ortalama element bolluklarının, saf ve aday γ Dor yıldızlarının ortalama element bollukları ile kıyaslanması Şekil 4.11'de gösterilmiştir. Şekil 4.11'den de görüleceği üzere saf ve aday γ Dor yıldızları hemen hemen Güneş bolluğuna yakın bir bolluk dağılımı göstermektedir. Saf ve aday γ Dor yıldızları için ortalama Fe element bollukları ise sırasıyla 7,42 ve 7,38 dex olarak elde edilmiştir. Bu değerler Güneş Fe element bolluğuna (7,50 dex) oldukça yakındır (Asplund ve ark., 2009).

Tayfsal sınıflamada elde edildiği gibi bolluk analizinde de HD 33204 ve HD 46304 yıldızlarının Am yıldızları oldukları belirlenmiştir. Bu yıldızların element bolluk dağılımları Şekil 4.9’da gösterilmiştir. Tayfsal sınıflamada bazı yıldızlar, genellikle Mg, Mn ve Fe çizgilerinin standart yıldızların çizgileri ile kıyaslanmasıyla metalce çizgileri fakir yıldızlar olarak tanımlanmıştır. Bu yıldızlar için ortalama Mg bolluğu 7,57 dex olarak bulunmuştur. Mg için Güneş bolluğu değeri olan 7,60 dex’e oldukça yakındır (Asplund ve ark., 2009). Ortalama Mn ve Fe değerleri ise sırasıyla 5,13 ve 7,27 dex’tir. Güneş’te bulunan ortalama Mn (5,43 dex) ve Fe (7,50 dex) bolluğuna kıyasla düşüktür. (Asplund ve ark., 2009).



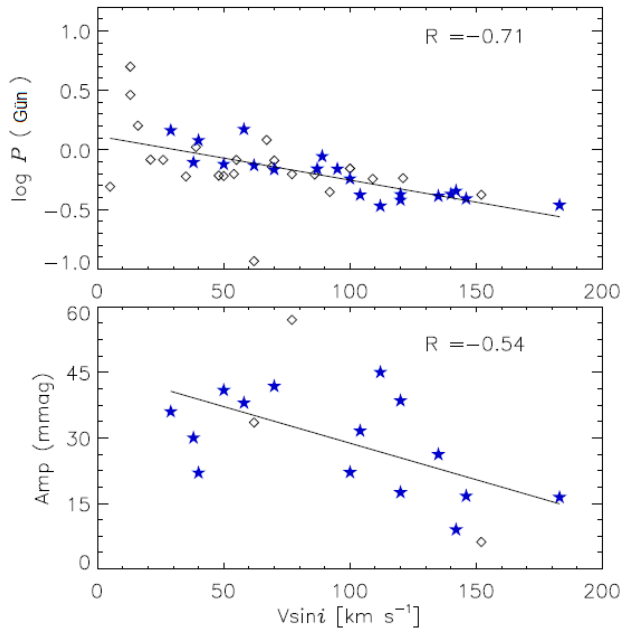
Şekil 4.11. Saf, aday γ Dor yıldızları ve zonklamayan F yıldızlarının ortalama element bolluklarının kıyaslanması. Dikey eksen element bolluklarının Güneş element bolluğundan (Asplund ve ark., 2009) farkını göstermektedir.

Bu çalışmada ele alınan bazı yıldızların daha önceden bolluk analizleri yapılmıştır (HD 26298, HD 33204, HD 106103, HD 110379 ve HD 126516). Literatürde bulunan bolluk analizleri ile tez çalışmasında hesaplanan değerler ile kıyaslanmıştır. HD 33204 ve HD 106103 için bu analizler sırasıyla Varenne ve Monier (1999) ve Fossatti ve ark. (2008)

tarafından elde edilmiştir. Bu çalışmalarda, analizler sırasında bizim kullandığımız yöntem kullanılırken farklı çizgi listeleri kullanılmıştır. HD 33204 için bizim çalışmamızda yüksek Sc, Mg ve Y bolluğu elde edilmiştir. Bu sonuç Am yıldızı özellikleri ile uyumludur. Bu yıldız için elde edilen diğer bolluklar hata çerçevesinde literatürde bulunan değerler ile benzerdir. HD 106103 için Y element bolluğunun literatürdekinden biraz farklı olduğu görülmüştür. HD 26298, HD 110379 ve HD 126516 yıldızlarının bolluk analizi eşdeğer genişlik yöntemi ve farklı bir çizgi listesi kullanılarak yapılmıştır (Bruntt ve ark., 2008). Bu üç yıldız için dikkate değer farklılıklar sadece V ve Ba elementlerinde görülmüştür. Bu elementler tayflarda çok az bulunan elementler olması nedeniyle büyük hatalar barındırmaktadırlar.

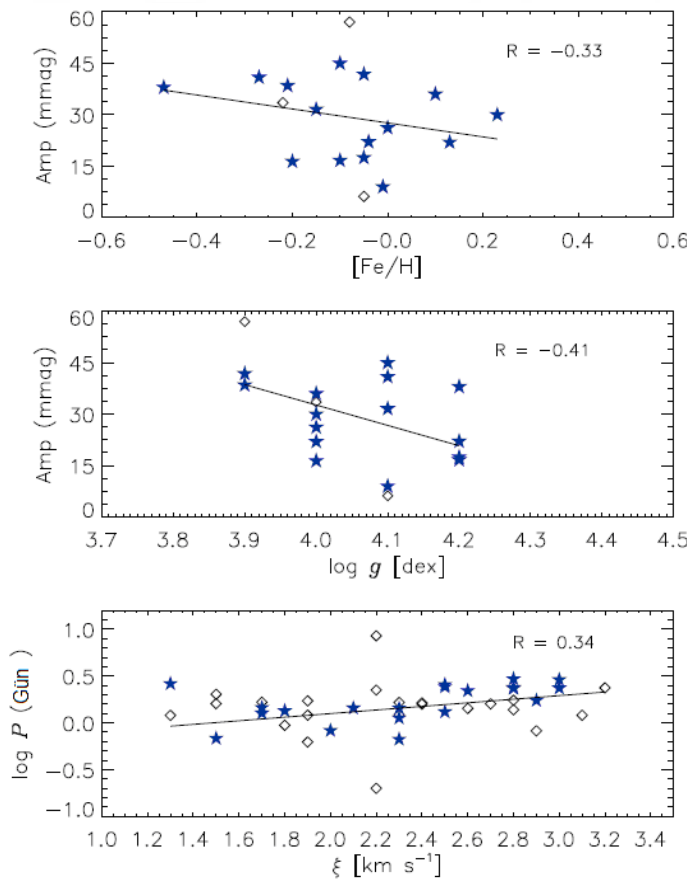
4.1.6. Zonklama Parametreleri ile Elde Edilen Parametreler Arasındaki İlişki

Seçilen γ Dor yıldızlarının analizleri sonucunda elde edilen parametreler ile bu yıldızların zonklama dönem ve genlikleri arasındaki ilişkiler irdelenmiştir. γ Dor yıldızların zonklama ve dönme dönemi arasında bir ilişki olabileceği daha önce Balona ve ark. (2011) tarafından gözlemsel ve Bouabid ve ark. (2013) tarafından ise teorik olarak önerilmiştir.



Şekil 4.12. γ Dor yıldızlarının zonklama genlik ve dönemlerinin, $v \sin i$ değerleri ile kıyaslanması. Yıldızlar ve eşkenar üçgenler sırasıyla saf ve aday γ Dor yıldızlarını temsil etmektedirler. Şekildeki R sabiti korelasyon kuvvetini ve yönünü göstermektedir.

Bu çalışma sonucunda elde edilen parametreler yardımıyla, yapılan incelemelere göre yıldızların ν sin*i* değerleri ile zonklama dönemleri arasında güçlü bir ilişki olduğunu bulunmuştur. Bu ilişki Şekil 4.12’de gösterilmiştir. Şekil 4.12 üst panelde elde edilen korelasyona göre yıldızların zonklama dönemleri ν sin*i* değerleri arttıkça azalmaktadır. Benzer sonuçlar daha önce yapılan çalışmalarda da elde edilmiştir (örneğin, Tkachenko ve ark., 2013b; Van Reeth ve ark., 2015). Zonklama dönemiyle ν sin*i* arasındaki bu ilişki, Bouabid ve ark. (2013) tarafından kuramsal olarak önerilmiştir. Bu çalışmada çekim modu frekanslarının dönme ile yüksek frekanslara kayabileceği gösterilmiştir. Diğer taraftan zonklama genlik ve ν sin*i* değerleri arasındaki ilişki de incelenmiş fakat çok anlamlı bir sonuç elde edilememiştir.



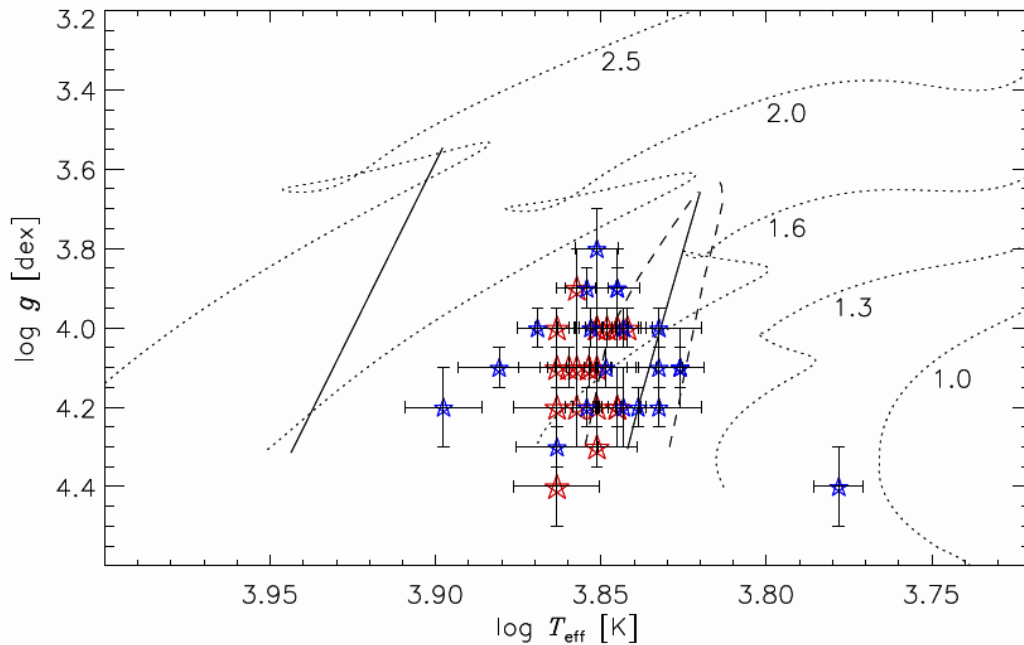
Şekil 4.13. γ Dor yıldızlarının zonklama periyodu ve genliği ile arasında ilişki olabilecek parametrelerin kıyaslanması. Şekillerin ve R sabitinin anlamları Şekil 4.12’de verilmiştir.

Elde edilen diğer parametreler ile zonklama parametreleri arasındaki ilişkiler de irdelenmiştir fakat herhangi anlamlı bir sonuç elde edilememiştir. Yapılan çalışmada T_{eff} parametresi ile zonklama dönemi arasında herhangi bir bağıntı bulunmamışken, Van Reeth

ve ark. (2015) bu iki parametre arasında pozitif bir ilişki olduğunu göstermiştir. Atmosfer parametresi, metal bolluğu ve zonklama nicelikleri arasında yapılan incelemelerde aralarında ilişki olabileceği düşünülen parametreler Şekil 4.13'te gösterilmiştir.

4.1.7. γ Dor Yıldızlarının Kararsızlık Kuşaklarındaki Konumları

Analiz edilen γ Dor yıldızlarının konumları kendi kararsızlık kuşakları ve δ Sct yıldızları kararsızlık kuşakları içerisinde gösterilmiştir. Bölüm 2'de de bahsedildiği üzere hem γ Dor hem de δ Sct yıldızlarının kararsızlık kuşakları sınırlarının tekrar incelenmesi gerekmektedir. Bu nedenle atmosfer parametreleri iyi belirlenmiş örnekler ile bu sınırların irdelenmesine ihtiyaç vardır. Şekil 4.14'da analiz edilen yıldızların konumları kuramsal γ Dor ve δ Sct kararsızlık kuşakları üzerinde gösterilmiştir. Şekilde gösterilen evrim yolları MESA evrim kodu ile çizdirilmiştir (Paxton ve ark., 2011, 2013, 2015). Bütün hesaplanan modellerde başlangıç hidrojen ve helyum bolluğu $X = 0,70$ ve $Y = 0,28$ alınarak hesaplanmıştır. Başlangıç metal bolluğu ise $Z = 0,02$ alınmıştır. Ayrıca karışım uzunluğu değerleri de 2 olarak kabul edilip evrim yolları 1 ile $2,5 M_{\odot}$ arasında çizdirilmiştir.



Şekil 4.14. Saf (kırmızı) ve aday (mavi) γ Dor yıldızlarının teorik γ Dor (kesikli çizgi) ve δ Sct kararsızlık kuşağında (düz çizgi) (Dupret ve ark., 2005) gösterimi. Noktalı çizgiler çeşitli kütleler için çizdirilmiş evrim yollarını göstermektedir.

γ Dor yıldızlarının kararsızlık kuşaklarındaki konumları literatürde tartışılmıştır.

Uytterhoeven ve ark. (2011a), γ Dor yıldızlarını çoğunlukla kendi kararsızlık kuşakları dışında bulmuştur. Aynı sonuç Grigahcene ve ark. (2010) ve Tkachenko ve ark. (2012, 2013a) tarafından bulunurken, Tkachenko ve ark. (2013b) çalışmasında γ Dor yıldızlarının hata payları içerisinde kendi kararsızlık kuşakları içinde bulunduğunu belirtmiştir. Şekil 4.14'ten görüleceği üzere yıldızlarımızın büyük çoğunluğu γ Dor kararsızlık kuşağının mavi kenarına kümelenmiştir ancak bazı yıldızlar δ Sct kararsızlık kuşağı içerisinde yer almaktadır. Sadece HD 104860 sistemi her iki kararsızlık kuşağının dışında bulunmaktadır. Bu yıldızın atmosfer parametrelerine göre γ Dor türü bir değişen olamayacağı belirtilmiştir.

4.2. δ Scuti Yıldızları Çalışması

Tez kapsamında γ Dor değişenlerinin incelenmesinin ardından δ Sct değişenleri ile ilgili çalışmalara da yer verilmiştir. δ Sct değişenleri göstermiş oldukları geniş zonklama genlik aralığı ($0^m,1 < \text{Amp}$ ve $0^m,3 > \text{Amp}$) ve zonklama modlarının çokluğu nedeniyle oldukça önemli sistemlerdir. Ayrıca bu yıldızların tayf türleri ve kütle aralıkları ele alındığında, konvektif dış katmanın radyatif iç katmana dönüştüğü bölgede yer aldığı görülmektedir. Zonklayan değişenler, yıldız iç katmanları ile ilgili bilgiler edinmemizde tek kaynak olduklarından, bu geçiş bölgesine yerleşmiş olan δ Sct yıldızlarının varlığı bu bölgenin detaylı incelenmesi için oldukça önemlidir. δ Sct değişenlerinin geniş bir ışınım türü ve sıcaklık aralığına sahip olduğu bilinmektedir. Bu ışınım türü ve sıcaklık aralığındaki yıldızların içyapıları zonklamalar yardımıyla incelenerek farklı evrim aşamasındaki yıldızların detaylı incelenmesi yapılabilir.

Bilindiği üzere yıldızların %70'i çift ve çoklu sistem üyesidir (Mason ve ark., 2009; Sana ve Evans, 2011; Alfonso-Garzon ve ark., 2014). Bu yüzden bir çift sistem üyesi olan δ Sct yıldızlarının keşfi mümkündür. Zonklayan yıldızların aynı zamanda bir çift sistem üyesi olması bu yıldızları daha da önemli kılmaktadır çünkü bu sistemler hem tutulma hem de zonklama özelliğini aynı anda göstermektedirler. Yıldızların tutulma özelliğinden yararlanarak her bir bileşenin temel parametreleri elde edilebileceği gibi zonklama özelliği ile de yıldız içyapıları araştırılabilir.

Tek ve çift sistem üyesi olan δ Sct yıldızlarının yukarıda belirtilen önemlerinden dolayı bu çalışmada da birkaç tek ve çift sistem üyesi δ Sct yıldızı seçilerek tayfsal çalışması yapılmıştır. Aynı zamanda da çift δ Sct yıldızlarının güncellenmiş bir kataloğu sunulmuştur. Bu katalog ile çift sistemlerin baş bileşenleri olan δ Sct zonklayanlarının genel özellikleri irdelenmiş ve tek sistemlerle olan farklılıkları vurgulanmıştır. Ayrıca δ Sct

yıldızlarında atmosfer, temel ve yörünge parametrelerinin zonklama üzerine etkileri araştırılmıştır.

4.2.1. Gözlemler

δ Sct yıldızların tayfsal analizleri için seçilen sekiz adet tek ve altı adet çift sistemin listesi Çizelge 4.6'da verilmiştir. Yıldızların gözlemleri Ondrejov gözlemevinde (Çek Cumhuriyeti) bulunan 2 metrelik teleskop ile yapılmıştır. Tayflar PyLoN 2048 x 512 BX CCD cipleri bulunan 700-mm odaklı Coude slit tayf çekeri ile (Slechta ve Skoda, 2002) moröte dalga boyunu kapsayacak şekilde yaklaşık 427 ile 450 nm dalgaboyu aralığında alınmıştır.

Çizelge 4.6. Tayfsal gözlemleri yapılan tek ve çift sistem üyesi δ Sct yıldızlarının listesi.

Yıldız Adı	Gözlem Zamanları	Tayf Sayısı	S/N Oranları	Türü
V784 Cas	2015-06/09	2	120	Tek δ Sct
V663 Cas	2015-06/09	1	100	Tek δ Sct
V459 Cep	2015-06/09	1	140	Tek δ Sct
HD 213272	2015-06/09	2	110	Tek δ Sct
HD 214698	2015-06/09	2	110	Tek δ Sct
HD 219819	2015-06/09	1	90	Tek δ Sct
V350 Peg	2015-06/09	2	120	Tek δ Sct
DR Psc	2015-06/09	2	150	Tek δ Sct
XX Cep	2015-06/09	2	50	Çift δ Sct
UW Cyg	2015-07/09	2	35	Çift δ Sct
TZ Dra	2015-06/09	2	60	Çift δ Sct
HL Dra	2015-06/07	2	120	Çift δ Sct
HZ Dra	2015-06/07/09	3	80	Çift δ Sct
CL Lyn	2015-09/2001	1+Elodie	50	Çift δ Sct

Bu dalgaboyu aralığının seçilme nedenlerinden ilki, bu bölgede çok sayıda metal çizgilerinin bulunmasıdır. Bunun yanı sıra, listemizdeki çift sistemlerden HZ Dra (ayrık sistem) haricindeki diğer yıldızlar yarı-ayrık sistemlerdir. Çift sistemlerin hepsinin de ışık eğrisi analizleri literatürde verilmiştir ve ikinci bileşenlerin akı katkıları bilinmektedir. B bandındaki ikinci bileşenlerin akı katkıları sırasıyla XX Cep için %3,7 (Koo ve ark., 2016), UW Cyg için %4,1 (Liakos ve ark., 2012), HL Dra için %4,4 (Liakos ve ark., 2012), HZ

Dra için %0,5 (Liakos ve ark., 2012), TZ Dra için %7,6 (Liakos ve Niarchos, 2013) ve CL Lyn için de %4,2 (Liakos ve ark., 2012) olarak verilmiştir. İkinci bileşenlerden gelen bu akı katkılarının literatürde verilen mertebenin altında olması ve tayfsal analizler sonucunda sadece birinci zonklayan bileşene ait parametrelerin bulunabilmesi için bu dalgaboyu aralığında verilerin alınması uygun görülmüştür. Ayrıca çift sistemlerdeki ikinci bileşenden alınan akı katkılarını daha da azaltmak için, her bir sistemin tayfı yaklaşık 0,5 evre civarında alınmıştır. Böylece ortalama olarak %5 civarında olan akı katkıları bu seviyenin de altına çekilmiş ve elde edilen tayflar %95'ten daha büyük oranda zonklayan birinci bileşenden gelen akı katkısından oluşmuştur. Böylelikle baş bileşen olan δ Sct yıldızlarına ait atmosfer parametreleri belirlenebilmiştir. Çift yıldızlar içerisinde sadece HL Dra için tayflar istenilen evrede alınmıştır. Bunun nedeni HL Dra'nın literatürde tek çizgili bir çift sistem olarak tanımlanmasıdır (Rucinski, 2002).

Tek ve çift sistem üyesi δ Sct yıldızlarının elde edilen tayflarının indirgenmesi Bölüm 4.1.1'de belirtilen klasik tayfsal indirgeme adımları kullanılarak yapılmıştır. Sadece ELODIE (<http://atlas.obs-hp.fr/elodie/>) tayfindan yararlandığımız CL Lyn'nin bu tayfı veri tabanından indirgenmiş olarak alınmıştır. İndirgenmiş olan her bir tayf ise IRAF paket programının *Continuum* taskı ile 1'e normalize edilmiştir.

4.2.2. Tayfsal Sınıflama

Tek ve çift sistem üyesi olan δ Sct yıldızlarının tayfsal sınıflaması Bölüm 4.1.2'de anlatılan yöntem ve standart yıldızlar kullanılarak yapılmıştır. Yalnız bu çalışmada tayfsal dalgaboyu aralığı nedeniyle ancak H_γ çizgisi ve 440 ile 450 nm dalgaboyu aralığındaki metal çizgileri ele alınarak tayfsal sınıflama yapılmıştır. Bu nedenle bu yıldızlar içerisinde Am yıldızı varsa Ca II K çizgisinin olmaması nedeniyle belirlenmesi güçleşmiştir. Tüm tek ve çift sistem üyesi olan δ Sct yıldızları için belirlenmiş olan yeni tayf türleri Çizelge 4.7'de verilmiştir. Çizelgeden görüldüğü üzere bazı yıldızların ışınım sınıfları ilk kez bu çalışmada belirlenmiştir. Aynı zamanda bazı yıldızların yeni belirlenen tayf türleri ile literatürde bulunan tayf türleri arasında büyük farklılık bulunmaktadır (V784 Cas, V663 Cas, HD 219891, V350 Peg ve HZ Dra). Hangi tayf türünün daha uyumlu olduğu ise ileride belirlenecek T_{eff} değerleri ile test edilecektir.

4.2.3. T_{eff} ve $\log g$ Parametrelerinin Belirlenmesi

Yıldızların T_{eff} ve $\log g$ parametreleri başlıca H_γ çizgisi kullanılarak belirlenmiştir.

Tayfsal analizlere başlamadan önce γ Dor yıldızları çalışmasında olduğu gibi, T_{eff} parametresi için başlangıç değerlerini belirlemek adına bu parametre çeşitli fotometrik sistemler kullanılarak belirlenmeye çalışılmıştır.

T_{eff} parametresinin fotometrik yolla elde edilmesi için gerekli olan fotometrik veri GCPD (Mermilliod ve Hauck, 1997) ve 2MASS veritabanından (Cutri ve ark., 2003) toplanmıştır. Yıldızların fotometrik verileri toplandığında sadece 2MASS, Johnson ve $uvby\beta$ Strömngren fotometrik sistem verilerinin var olduğu görülmüş ve sistemlerin T_{eff} değerleri bu sistemler kullanılarak fotometrik yolla elde edilmiştir. Bu işlemlere başlamadan önce yıldız renklerinin yıldızlararası kızıllaşmadan arındırılması gerekmektedir. Bu nedenle öncelikle $E(B-V)$ değerleri, galaktik sönmeme haritası (Amores ve Lepine, 2005) yardımıyla yıldızların galaktik koordinatları ve Gaia arşivinden (<https://gea.esac.esa.int/archive/>) (Casertano ve ark., 2016) alınmış paralaksarı kullanılarak hesaplanmıştır. Elde edilen $E(B-V)$ değerleri Çizelge 4.7’de verilmiştir. $E(B-V)$ değerlerinin ortalama hataları, paralaksarından gelen hatalar göz önüne alınarak $0^m,023$ olarak hesaplanmıştır.

$E(B-V)$ değerleri elde edildikten sonra T_{eff} parametresini belirlemek için kullanılacak olan fotometrik sistemlerin renkleri kızıllaşmadan arındırılmıştır. T_{eff} parametresi değerleri belirlenirken, $\log g$ ve metal bolluk değerleri sırasıyla 4,0 ve 0,0 dex olarak alınmıştır. T_{eff} parametresi, fotometrik sistemler yardımıyla belirlenirken, Bölüm 4.1.3.1’de her bir fotometrik sistem için verilen yöntemler kullanılmıştır. Sonuç olarak her bir fotometrik sistemden elde edilen T_{eff} değerleri Çizelge 4.7’de verilmiştir. T_{eff} değerlerinin hataları, sabit alınan parametrelerden gelen hatalar, fotometrik renklere kaynaklanan hatalar ve $E(B-V)$ ’den gelen hatalar hesaba katılarak hesaplanmıştır. Ortalama hata değerleri her bir fotometrik sistem için Çizelge 4.7’de verilmiştir. Çizelge 4.7’den de görüleceği üzere fotometrik sistemlerden elde edilen T_{eff} değerleri arasındaki farklılık genel olarak 500 K’den daha düşükken, bu değerler arasındaki farklılıklar çift sistemler için daha büyüktür. En büyük farklılık ise CL Lyn ve UW Cyg sisteminin Johnson UBV ve 2MASS renklerinden elde edilen T_{eff} değerleri arasındadır. 1000 K civarlarında ve bu değerden daha büyük olan farklılıkların temel nedeni ise 2MASS renklerinin soğuk yıldızların renklerine daha duyarlı olmasıdır. Analizlerde kullanılan 2MASS verilerinin alındıkları tarih, Julian zamanları kontrol edildiğinde aralarında büyük sıcaklık farklılığı olan bu sistemlerin verilerinin yıldızların 0,7 ile 0,9 yörünge evreleri civarlarında alındığı görülmüştür. Ayrıca UW Cyg sistemine bağlı olan üçüncü birleşenden de bu sıcaklık farklılığı kaynaklanabilir. Sistemde var olan üçüncü bileşenin varlığı yıldızın ışık eğrisi

analizinden de bulunmuştur (Liakos ve ark., 2012).

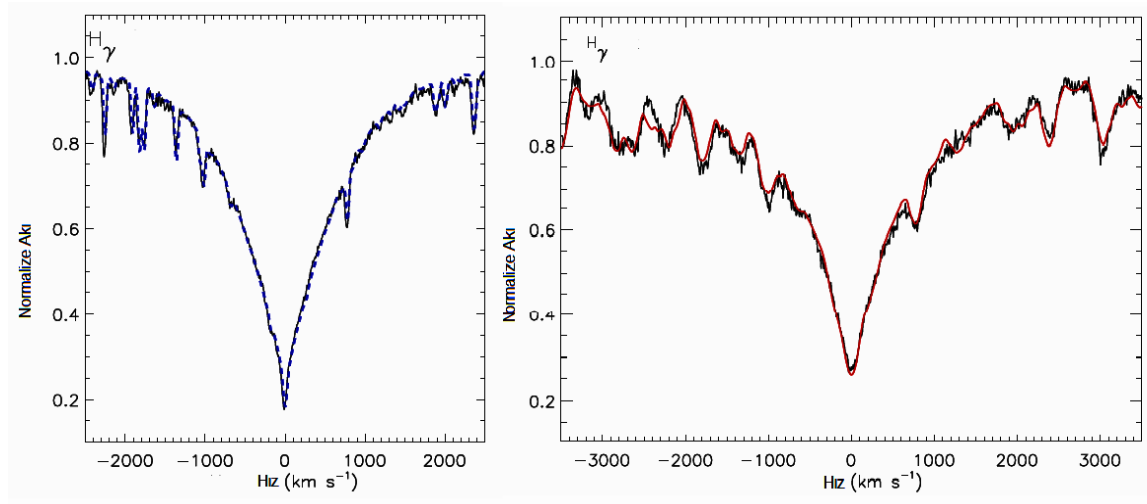
Çizelge 4.7. Tek, çift δ Sct yıldızlarının tayf türü ve fotometrik T_{eff} parametreleri.

Yıldız ismi	V (kadir)	$E(B-V)$ (kadir) $\pm 0,023$	Tayf Türü (SIMBAD)	Tayf Türü (Bu çalışma)	T_{eff} (K) UBV ± 240	T_{eff} (K) 2MASS ± 170	T_{eff} (K) uvby β ± 95
V784 Cas	6,64	0,006	F5 II	F1 IV	7065	6975	7200
V663 Cas	8,69	0,013	A0	A5/4 V	8020	7990	
V459 Cep	7,61	0,016	F2	F3 V	6600	6855	6770
HD 213272	6,55	0,005	A2 V	A3/A2 V	9000		9180
HD214698	6,33	0,049	A2 V	A2 IV	10695		9110
HD 219891	6,51	0,005	F5/6 V	A3 IV	8055	7760	7980
V350 Peg	7,18	0,005	F2	A4/A3 IV	6680	7070	7070
DR Psc	7,21	0,008	F0	F0 III	6790	6820	6740
XX Cep	9,18	0,026	A6 V	A6 V	7360	6800	
UW Cyg	10,86	0,101	A6 V	A7/A6 IV	8240	6620	
TZ Dra	9,50	0,020	A7 V	A7 V	7690	7160	
HL Dra	7,36	0,040	A5	A6 IV	8020	7600	7880
HZ Dra	8,14	0,016	A0	A8/A7 V	7855	7390	
CL Lyn	9,77	0,181	A5	A8 IV	8470	7431	

Yıldızların başlangıç T_{eff} parametreleri belirlendikten sonra yıldızların sonuç T_{eff} ve $\log g$ parametreleri hidrojen çizgisi analizi ile belirlenirken, $[m/H]$ değerleri ve v_{sini} değerleri metal çizgileri yardımıyla belirlenmiştir. Öncelikle yıldızların v_{sini} parametreleri, ortalama atmosfer parametreleri ele alınarak çizdirilen model atmosferlerinin metal çizgilerinin, gözlenen tayflarla kıyaslanması ile belirlenmiştir (Gray, 2005).

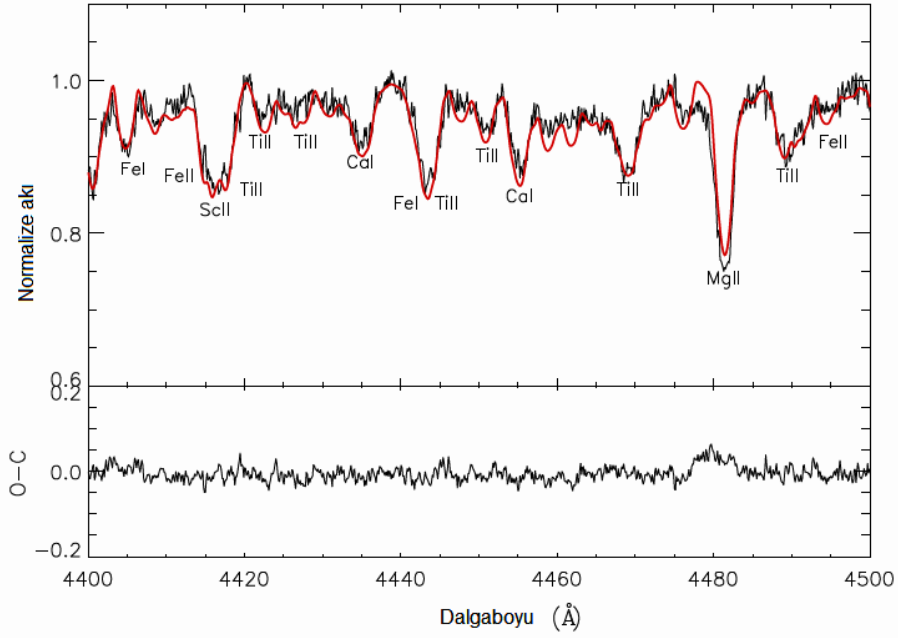
Hidrojen çizgileri yıldız sıcaklıklarının belirlenmesi için oldukça kullanışlı çizgilerdir. Eğer yıldız sıcaklıkları 8000 K'den daha yüksek ise bu çizgiler aynı zamanda $\log g$ parametresi belirlemek içinde oldukça kullanışlıdır (Smalley, 2005). Bu nedenle analizler sırasında yıldızların fotometrik yolla elde edilen ortalama sıcaklıkları 8000 K'den daha büyükse, bu yıldızlar için ayrıca $\log g$ parametresi de belirlenmiş olur. Diğer yıldızlar için bu parametreler ya 4,0 olarak sabit alınmış ya da çift sitemler durumunda, literatürde bulunan kütle ve yarıçap değerleri alınarak hesaplanmış ve bu $\log g$ değerleri hidrojen çizgisi analizi sırasında sabit alınmıştır. Hidrojen çizgisi analizinde γ Dor yıldızlarının analizinde kullanılan aynı yöntemden yararlanılmıştır. Analiz edilen yıldızlardan ikisi için hidrojen çizgisi analizi sonucunda elde edilen kuramsal tayfla gözlemsel tayfin

kıyaslanması şekil 4.15’te verilmiştir.



Şekil 4.15. Tek (HD 214698) ve çift sistem (HL Dra) üyesi olan δ Sct yıldızlarının teorik (mavi ve kırmızı çizgiler) ve gözlemsel (siyah çizgiler) hidrojen çizgisi tayflarının kıyaslanması.

Yıldızların metal bolluğu analizleri SME programı (Valenti ve Piskunov, 1996) yardımıyla gerçekleştirilmiştir. Bu program yıldızların atmosfer parametrelerini, [m/H] değerlerini ve element bolluklarını tayfsal sentezleme yöntemiyle elde etmektedir. [m/H] parametrelerinin belirlenmesi işlemi sırasında ATLAS9 tarafından üretilen atmosfer modellerinden (Kurucz, 1993) ve VALD çizgi listesinden (Piskunov ve ark., 1995) yararlanıldı. Yıldızların [m/H] analizleri, 440 ile 450 nm dalgaboyu aralığı kullanılarak yapılmıştır. Analizlere başlamadan önce, her bir yıldız için hidrojen çizgileri ve metal çizgilerinin sentetik tayflarla karşılaştırılması ile elde edilen T_{eff} ve $v \sin i$ değerleri bir kez daha SME programı yardımıyla elde edilmiş ve her bir parametrenin hata çerçevesi içerisinde birbiriyle uyumlu olduğu görülmüştür. Bu nedenle daha önce belirlenen bu parametreler, [m/H] parametresinin belirlenmesi aşamasında sabit alınmıştır. Yıldızların tayfsal analizler yoluyla belirlenen tüm parametreleri Çizelge 4.8’de verilmiştir. [m/H] parametresi belirlenmesinde kullanılan dalgaboyu aralığı ile bu aralık için belirlenen [m/H] değerlerinde üretilen sentetik tayfların kıyaslanması Şekil 4.16’da gösterilmiştir.



Şekil 4.16. HL Dra sisteminin $[m/H]$ parametresi belirlenmesinde elde edilen sentetik tayfın (kırmızı çizgi) gözlemsel tayf (siyah çizgi) ile kıyaslanması.

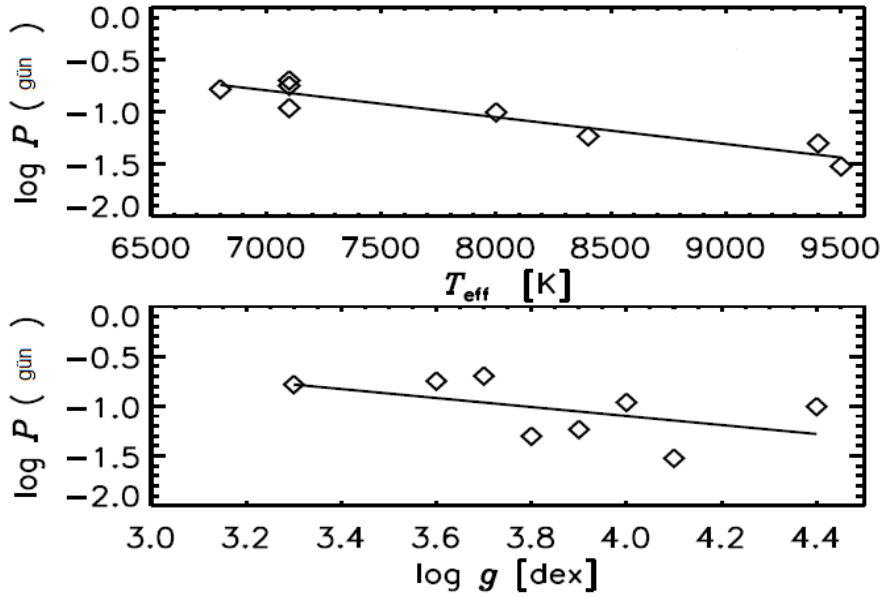
Çizelge 4.8. Tek ve çift δ Set yıldızlarının tayfsal analiz sonuçları.

Yıldız ismi	T_{eff} (K)	$\log g$ (dex)	$v \sin i$ (km/s)	$[m/H]$ (dex)
V784 Cas	7100 ± 300	$4,0^a$	60 ± 4	$-0,417 \pm 0,170$
V663 Cas	8400 ± 300	$3,9 \pm 0,2$	9 ± 3	$0,104 \pm 0,250$
V459 Cep	7100 ± 200	$3,6$	100 ± 10	$-0,386 \pm 0,220$
HD 213272	9400 ± 250	$4,1 \pm 0,1$	160 ± 7	$0,048 \pm 0,150$
HD 214698	9400 ± 200	$3,8 \pm 0,2$	35 ± 5	$0,148 \pm 0,150$
HD 219891	8000 ± 200	$4,3^a$	180 ± 10	$-0,374 \pm 0,180$
V350 Peg	7100 ± 200	$3,7^a$	40 ± 5	$0,443 \pm 0,170$
DR Psc	6900 ± 300	$3,3^a$	155 ± 5	$0,130 \pm 0,170$
XX Cep	8200 ± 300	$4,09^b$	54 ± 5	$0,594 \pm 0,230$
UW Cyg	7800 ± 350	$4,06^b$	45 ± 10	*
TZ Dra	7800 ± 200	$4,26^b$	86 ± 8	$-0,008 \pm 0,220$
HL Dra	7800 ± 200	$4,22^b$	107 ± 10	$-0,121 \pm 0,170$
HZ Dra	7800 ± 200	$4,07^b$	120 ± 10	$-0,086 \pm 0,200$
CL Lyn	7600 ± 300	$3,98^b$	75 ± 3	$-0,160 \pm 0,200$

^a $\log g$ değerleri $uvby\beta$ fotometrisinden belirlenmiştir. ^b $\log g$ değerleri sistemlerin literatürde bulunan kütle ve yarıçap değerleri (bkz., Ek 3) kullanılarak hesaplanmıştır.

4.2.4. Zonklama Parametreleri ile Elde Edilen Parametreler Arasındaki İlişkiler

Tek sistemlerin belirlenen T_{eff} , $\log g$, $v \sin i$ ve $[m/H]$ değerleri ile literatürde belirlenmiş zonklama genlik ve dönemleri arasındaki ilişkileri incelenmiştir. Bu incelemelerde sistemlerin V filtresindeki zonklama genlikleri ve o genliklere denk gelen zonklama frekansları Rodriguez ve ark. (2000)'ından alınmıştır. Belirtilen bu parametreler arasındaki ilişkiler incelendiğinde tek δ Sct yıldızlarının T_{eff} ve $\log g$ parametreleri ile zonklama dönemleri arasında ters bir ilişki olduğu belirlenmiştir. Şekil 4.17'da gösterilen bu ilişkilere göre yıldızların T_{eff} değerleri arttıkça zonklama dönemlerinin azaldığı ve yıldızlar evrimleştikçe zonklama dönemlerinin arttığı görülmüştür.



Şekil 4.17. Tek δ Sct sistemleri için P_{zonklama} ile T_{eff} ve $\log g$ parametresi arasındaki ilişki.

Şekil 4.17'de verilen $\log g$ ve zonklama periyodu arasındaki ilişki daha önce Claret ve ark. (1990) tarafından tek δ Sct yıldızları için bulunmuştur. Aynı zamanda bu ilişki çift sistem üyesi δ Sct yıldızları için literatürdeki çalışmalarda gösterilmiştir (örneğin, Liakos ve ark., 2012; Liakos ve Niarchos, 2017). Analiz edilen çift sistemler içinde bu ilişkiler, bir sonraki bölümde tutulma gösteren çift sistem üyesi δ Sct yıldızları katalog çalışması ile birlikte, yeniden gösterilecektir.

Zonklayan sistemlerin zonklama dönemleri ile $\log g$ arasındaki ilişki matematiksel olarak da beklenmektedir. Bilindiği üzere yıldızların zonklama sabitleri aşağıdaki ifade ile verilmektedir:

$$Q = P_{zonklama} \sqrt{\frac{\bar{\rho}}{\rho_{\odot}}} \quad (4.1)$$

Ortalama yoğunluk ve çekim ivmesi değerleri ise aşağıdaki denklemler ile ifade edilir.

$$\bar{\rho} \approx M / R^3 \quad (4.2)$$

$$g \approx M / R^2 \quad (4.3)$$

Denklem 4.2 ve 4.3, denklem 4.1'de yerine yazdığımızda ve δ Sct yıldızları için temel modlardaki zonklama sabiti $Q = 0,33$ olarak ele aldığımızda (Breger, 1990), zonklama dönemi ile yüzey çekim ivmesi arasında aşağıdaki ilişki elde edilebilir.

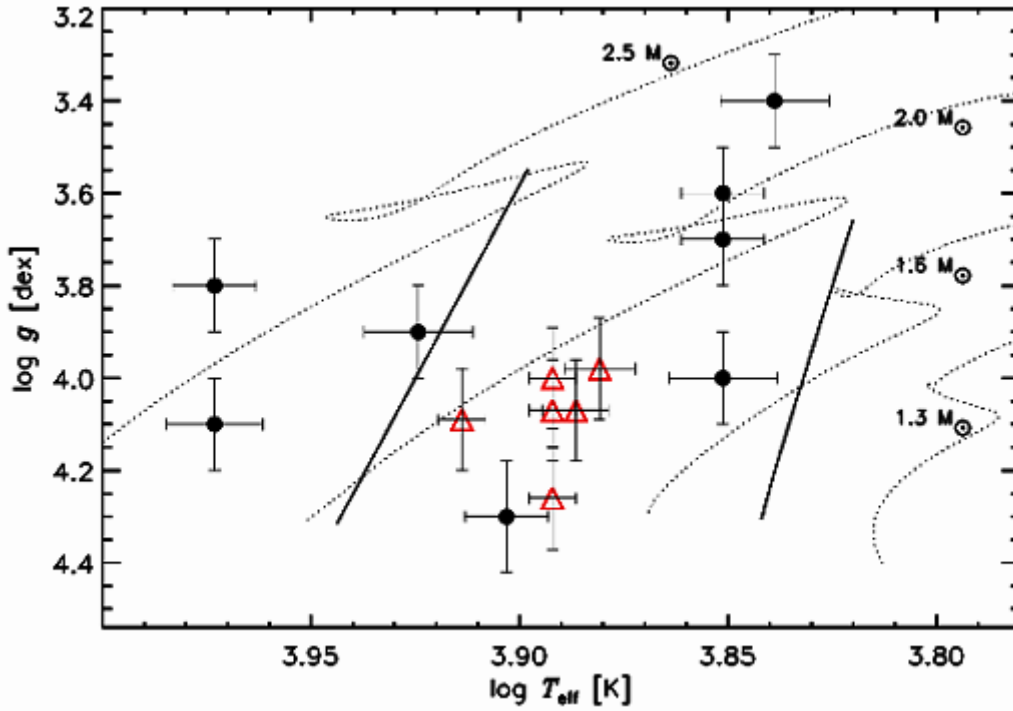
$$P_{zonklama} \propto g^{-0,5} R^{0,5} \quad (4.4)$$

T_{eff} parametresi ile zonklama periyodu arasındaki ilişki ise denklem 4.1 ile 4.2 kullanılarak ve kütle – ışırtma arasındaki ilişkiden ($L/L_{\odot} \approx M/M_{\odot}$) yararlanarak aşağıdaki denklem ile gösterilebilir.

$$P_{zonklama} \propto (R/R_{\odot})^{0,5} (T_{\text{eff}} / T_{\text{eff}\odot})^{-2} \quad (4.5)$$

4.2.5. Yıldızların Kararsızlık Kuşaklarındaki Konumları

Tek ve çift sitem üyesi δ Sct yıldızlarının $\log T_{\text{eff}} - \log g$ diyagramı üzerindeki konumları Şekil 4.18'de gösterilmiştir. Şekilden de görüleceği üzere çift sistem üyesi olan tüm δ Sct yıldızları, δ Sct kararsızlık kuşağı içerisinde bulunurken, tek δ Sct yıldızları içerisinde kararsızlık kuşağı dışında olan iki sistem bulunduğu görülmüştür (HD 213272 ve HD 214698).



Şekil 4.18. Tek (siyah noktalar) ve çift sistem üyesi (kırmızı üçgenler) δ Sct yıldızlarının $\log g - \log T_{\text{eff}}$ diyagramı üzerinde gösterimi.

Karasızlık kuşağının dışarısında bulunan sistemlerin, zonklama değişimlerinin ve element bolluklarının detaylı olarak incelenmesi ve değişimlerinin kesin olarak tanımlanması gerekmektedir.

4.3. Tutulma Gösteren Çift Sistemlerdeki δ Sct Yıldızları Çalışması

Tutulma gösteren çift sistemlerdeki δ Sct yıldızları oldukça dikkat çekici sistemlerdir. Bunun nedeni, bu sistemlerin hem zonklama hem de tutulma özelliğini aynı anda gösteriyor olmalarıdır. Sistemlerin sahip oldukları bu özellikler sayesinde bileşenlerin temel parametreleri elde edilebileceği gibi, zonklayan bileşenin zonklama özelliklerinden faydalanarak da yıldız içyapısı hakkında bilgi edinilebilir. Ayrıca çift sistemlerdeki δ Sct yıldızları tek sistemler gibi düşünülemez. Bu yıldızlar farklı evrim aşamalarına sahiptirler ve bu nedenle tek yıldızlardan farklı zonklamalar gösterebilirler (Soydugan ve ark., 2006b, Liakos ve Niarchos, 2017). Diğer taraftan zonklayan bileşenin zonklama periyodu ve genliği çift sistem etkilerinden dolayı farklılık gösterebilir. Tutulma gösteren δ Sct bileşenli sistemlerin çoğu yarı-ayrık sistemlerdir ve bu sistemlerde dönme-dolanma kilitlenmesi ve kütle transferi oldukça etkindir. Tutulma gösteren çift sistemlerdeki δ Sct yıldızlarının zonklamalarının, çift sistem özellikleri ile ne kadar etkilendiği ise bu

yıldızlarla ilgili en önemli sorulardan birisidir.

Çift sistemin zonklamalar üzerindeki etkilerini göstermek için δ Sct bileşenlerinin zonklama dönemi ve genliği ile çift sistemin yörünge ve δ Sct yıldızının atmosfer parametreleri arasındaki ilişkiler incelenmiştir (bkz, Bölüm 2). δ Sct bileşenlerinin temel parametreleri, atmosfer parametreleri ve zonklama özellikleri (zonklama dönemi ve genliği) arasında var olan ve olması muhtemel olan ilişkiler bu yıldızları daha detaylı anlamamıza ve ikinci bileşenin, dönme-dolanma kilitlenmesinin ve kütle aktarımının etkilerini inceleyebilmemize olanak sağlar. Bu nedenle çift sistemin zonklama üzerindeki etkisini anlamak için tutulma gösteren çift sistem üyesi δ Sct yıldızları oldukça kullanışlıdır. Bu nedenle bu çalışmada tutulma gösteren çift sistem üyesi olan δ Sct yıldızlarının güncellenmiş listesi verildi. Bu güncellenmiş katalogta 67 yarı-ayrık ve 25 yarı tutulma gösteren çift sistem bulunmaktadır.

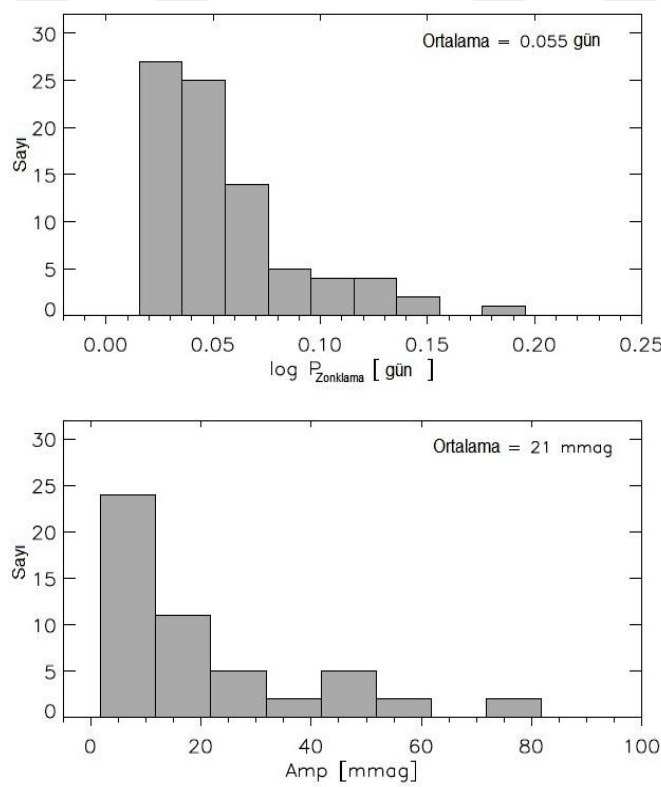
Katalogda 92 adet tutulma gösteren çift sistemin zonklayan baş ve yoldaş bileşenine ait veriler literatürden toplanmıştır. Katalog içerisinde derlenen sistemlere ait parametreler sırası ile şunlardır; baş ve ikinci bileşenin T_{eff} , M , R , L , M_{bol} , a değerleri, zonklayan baş bileşene ait f , $v \sin i$, $\log g$ değerleri, zonklama dönemi ve genliği, çift sisteme ait yörünge parametrelerinden i , q ve sistemin paralaks değerleridir. Bunların yanı sıra sistemlerin temel özelliklerinden olan tayf türü ve V değerleri de katalogta verilmiştir. Derlenen bu parametreler ile tutulma gösteren çift sistem üyesi δ Sct yıldızlarının temel özellikleri ve çift sistemin zonklama üzerine etkisi daha detaylı olarak irdelenebilecektir. Katalogun tamamı Ek-1'de verilmiştir. Katalogda yer alan sistemlerden sadece iki tanesinin her ikisinin bileşeni de δ Sct türü zonklamalar gösterirken (RS Cha ve KIC 09851944), diğer tüm sistemlerin sadece baş bileşenleri δ Sct değişenleridir. Bu nedenle tüm incelemeler de sadece zonklayan baş bileşene ait veriler kullanılmış ve bu bileşenler üzerindeki çift sistemden kaynaklanan etkiler irdelenmiştir.

4.3.1. Tutulma Gösteren Çift Sistemlerdeki δ Sct Yıldızlarının Genel Özellikleri

92 adet tutulma gösteren çift sistem üyesi δ Sct yıldızlarının derlendiği bu güncel katalog sayesinde çift sistemlerdeki δ Sct yıldızlarının genel özellikleri incelenebilecektir. İlk olarak sistemlerin tayf türleri ele alındığında, çift sistem üyesi olan δ Sct yıldızlarının tayf türünün A0 ile F5 arasında bulunduğu ve ışınım sınıflarının ise III ile V arasında değiştiği görülmüştür. Listede tayf türü G0 olarak verilmiş (ESA, 1997), GK Dra sistemi de bulunmaktaydı. Bu sistem için verilen tayf türü aralığı δ Sct türü zonklamalar için

uygun olmadığından ve kararsızlık kuşağının kırmızı sınırının oldukça dışarısında bulunduğundan daha doğru tayf türü belirlenmesi yapılmaya çalışılmıştır. Bunun için yıldızın literatürde verilen T_{eff} değerinden (Zwitter ve ark., 2003) ve ön tayf türü yıldızlar için T_{eff} - tayf türü kalibrasyonundan (Gray ve Corbally, 2009) yararlanılarak sistemin yeni tayf türü F1 olarak belirlenmiş ve katalogda bu yeni tayf türü verilmiştir.

Tutulma gösteren çift sistemlerin δ Sct türü zonklayan baş bileşenlerinin zonklama genlik ve dönem dağılımları da incelenmiştir. Tüm dağılımlarda katalogda yer alan tek yüksek genlikli zonklayan (HADS) δ Sct yıldızı olan V1264 Cen kullanılmamıştır. Zonklayan baş bileşenlere ait zonklama dönem ve genlik değerleri sırasıyla Şekil 4.19'da da verildiği üzere ~ 0.016 ile 0.195 gün ve ~ 3 ile 80 mili kadir arasında değişmektedir.

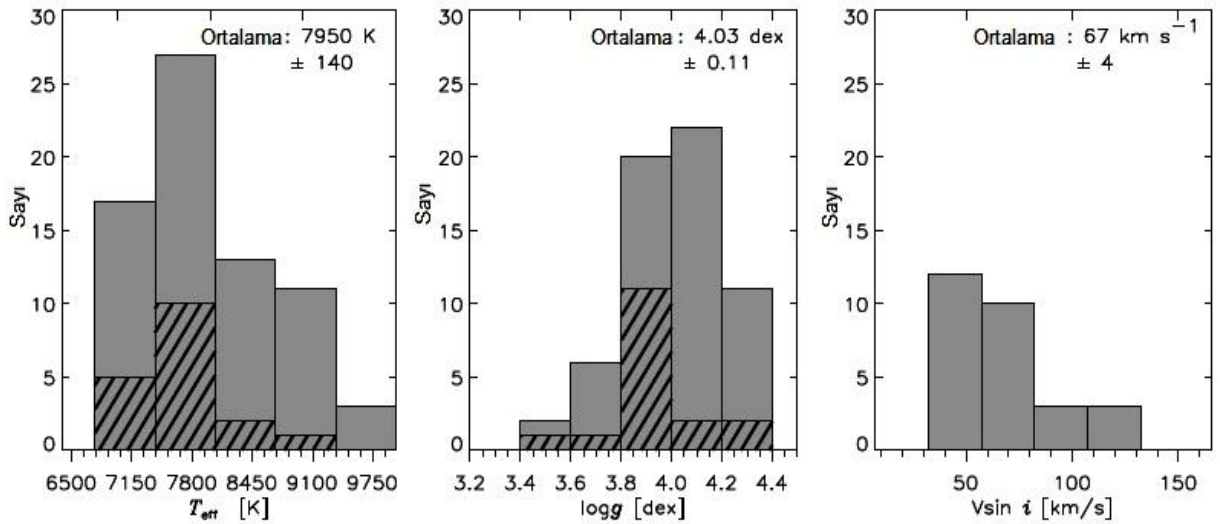


Şekil 4.19. Tutulma gösteren çift sistem üyesi δ Sct yıldızlarının zonklama dönem ve genlik dağılımları.

Ortalama zonklama dönemleri ayırık ve yarı-ayırık sistemler için incelenmiştir. İncelemeler sonucunda, ortalama zonklama dönemleri ayırık ve yarı-ayırık sistemler için sırasıyla 0,073 ve 0,049 gün olarak bulunmuştur. Katalogdaki ayırık sistemlerin sayısı, yarı-ayırıklara göre az olsa da her iki sistemin zonklama dönemleri arasında farklılık belirgindir. Ayırık sistemler, yarı-ayırıklara göre daha uzun dönemle zonklamaktadır. Yarı-ayırık

sistemlerdeki düşük zonklama dönemleri, bu sistemlerdeki dönme-dolanma kilitlenmesi, kütle aktarımı ve ikinci bileşenin tedirginlik etkilerinin baskın olmasıyla açıklanabilir. Her iki çift sistem türündeki δ Sct yıldızlarının zonklama genlikleri arasında bir farklılığa rastlanmamıştır.

Zonklayan baş bileşen olan δ Sct yıldızlarının T_{eff} , $\log g$ ve $v \sin i$ dağılımları incelenmiştir ve Şekil 4.20’de gösterilmiştir. Şekilde hem fotometrik hem de tayfsal yolla belirlenmiş parametrelerin dağılımları ayrı ayrı gösterilmiştir. Şekilden de görüleceği üzere, zonklayan bileşenin T_{eff} ve $\log g$ değerleri sırasıyla 6750 – 9660 K ve 3,40 – 4,38 dex arasında değişmektedir. Ayrık ve yarı-ayrık sistemler için $\log g$ değeri incelendiğinde, bu değer için ayrı sistemler için 3,50 – 4,20 dex ve yarı-ayrık sistemler içinse 3,80 – 4,38 dex aralığında olduğu görülmüştür. Sadece yarı-ayrık sistemlerden QY Aql için $\log g$ değeri 3,40 dex olarak verilmiştir (Liakos ve Niarchos, 2013). Bu değer yarı-ayrık sistemlerin baş bileşenleri için oldukça küçük bir değerdir, çünkü yarı-ayrık sistemlerin baş bileşenlerin çoğu anakol yıldızıdır.



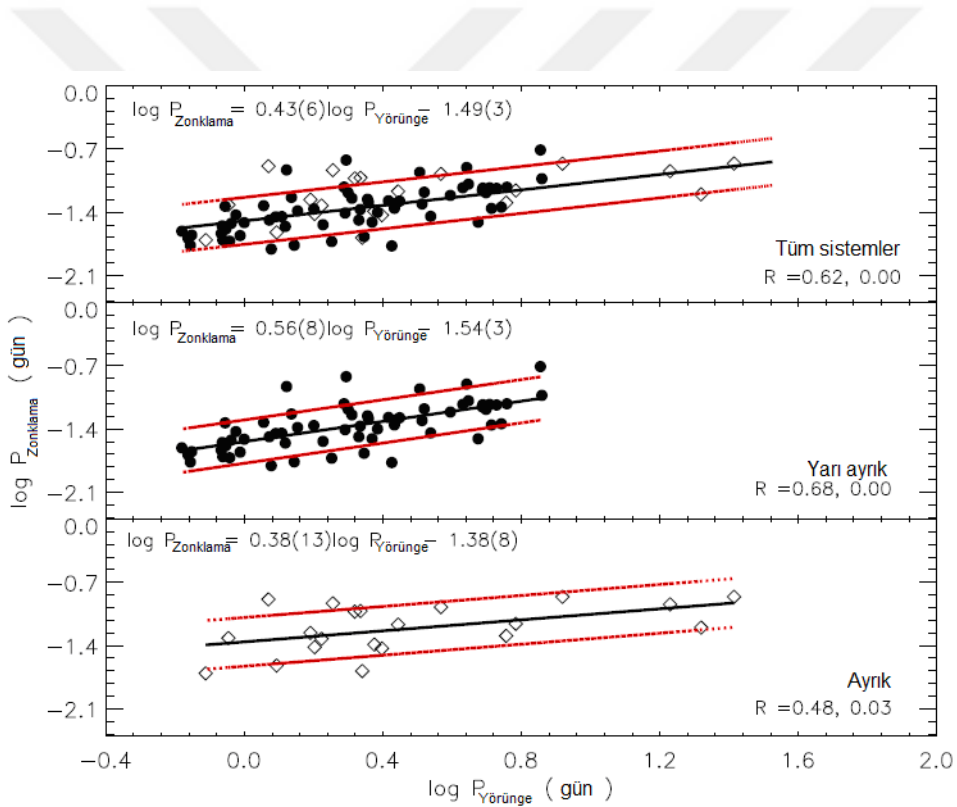
Şekil 4.20. Tutulma gösteren çift sistemlerdeki δ Sct yıldızlarının T_{eff} , $\log g$ ve $v \sin i$ değerleri dağılımları. Gri dağılımlar tüm verinin, yan çizgiler tayfsal yolla belirlenmiş T_{eff} ve $\log g$ değerlerinin dağılımını vermektedir.

Tutulma gösteren çift sistemlerdeki δ Sct yıldızlarına ait $v \sin i$ değerleri ise 12 ile 130 km/s arasındadır. Zonklayan bileşenlere ait M ve R değerleri incelendiğinde bu değerlerin sırasıyla 1,46 – 3,30 M_{\odot} , 1,57 – 4,24 R_{\odot} aralığında değiştiği görülmüştür. Ayrık ve yarı-ayrık sistemlerin M ve R değerleri arasında ise herhangi bir farklılık görülmemiştir. Her iki

parametrede iki çift sistem türü için yaklaşık aynı değer aralığındadır.

4.3.2. Çift Sistem Üyesi δ Sct Yıldızlarının Parametreleri ve Zonklama Nicelikleri Arasındaki İlişkiler

Tutulma gösteren çift sistemlerdeki δ Sct yıldızlarının katalogunda derlenen parametreler ile zonklama nicelikleri (zonklama genlik ve dönemi) arasındaki bilinen ve olası ilişkiler çalışma kapsamında güncellenen yıldız verileri ile birlikte incelenmiştir. İncelemelere öncelikle bilinen bir korelasyon olan yıldız zonklama ve yörünge dönemi arasındaki ilişkilere bakılarak başlanmıştır. Şekil 4.21'den de görüleceği üzere hem ayrık hem de yarı-ayrık sistemler için zonklama dönemi ile yörünge dönemi arasında anlamlı bir ilişki vardır ve tüm sistemler $1-\sigma$ seviyesi içerisinde verilen ilişkilere uymaktadır.



Şekil 4.21. Tutulma gösteren çift sistem üyesi olan δ Sct yıldızlarının zonklama dönemi ile yörünge dönemi arasındaki ilişki. Şekildeki R sabitindeki ilk sayı korelasyonların yönü ve kuvvetini, ikinci sayı korelasyondan sapma miktarını gösterir. Sürekli siyah çizgiler fitleri, kırmızı çizgiler ise $1-\sigma$ seviyelerini gösterir.

Bu korelasyonlara göre yıldızların zonklama dönemlerinin yörünge dönemindeki artışla birlikte arttığı görülmektedir. Zonklama dönemi ile yörünge dönemi arasındaki bu uyum şekilden de görüleceği üzere yarı-ayrık sistemler için daha kuvvetlidir. Bunun

nedeni yarı-ayrık sistemlerin birbirine daha yakın olması nedeniyle çiftten kaynaklanan etkilerin bu sistemlerde daha baskın olmasıdır.

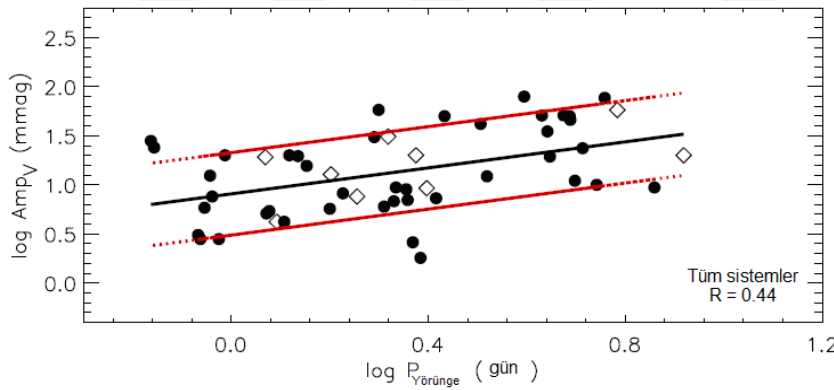
Şekil 4.21’de gösterilen doğrusal fitlerin denklemleri aşağıdaki gibi bulunmuştur.

$$\log P_{zonklama} = 0,43(6) \log P_{yörünge} - 1,49(3) \quad \text{tüm sistemler için} \quad (4.6)$$

$$\log P_{zonklama} = 0,56(8) \log P_{yörünge} - 1,54(3) \quad \text{yarı-ayrık sistemler için} \quad (4.7)$$

$$\log P_{zonklama} = 0,38(13) \log P_{yörünge} - 1,38(8) \quad \text{ayrık sistemler için} \quad (4.8)$$

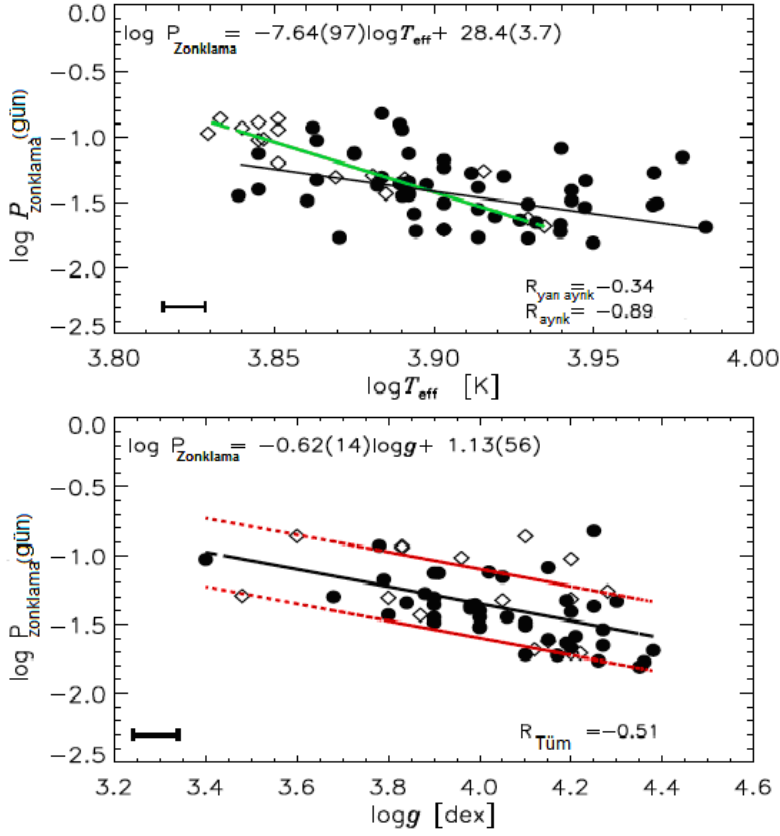
Yörünge döneminin zonklama genliği üzerine etkisi de incelenmiştir. Bu inceleme sonucunda Şekil 4.22’den görüleceği üzere zonklama genliklerinin azalan yörünge dönemleri ile birlikte azalma gösterdiği belirlenmiştir. Bu etki hem ayrık hem yarı-ayrık sistemlerde etkindir fakat bu korelasyon şekilde verilen R sabitinden de görüleceği üzere yeterince güvenilir değildir ve daha fazla veri ile tekrar irdelenmelidir.



Şekil 4.22. Tutulma gösteren çift sistem üyesi olan δ Sct yıldızlarının zonklama genliği ile çift sistemin yörünge dönemi arasındaki ilişki. Şekilde kullanılan sembollerin ve R’nin anlamı Şekil 4.21 ile aynıdır.

Zonklama niceliklerini etkileyecek diğer faktörler ise zonklayan bileşene ait T_{eff} ve $\log g$ değerleridir. Bu parametrelerle yıldızların zonklama genlikleri arasındaki ilişkiler incelendiğinde herhangi bir ilişki bulunmamıştır fakat zonklama dönemi ile T_{eff} ve $\log g$ değerleri arasında Şekil 4.23’te verilen ilişkiler elde edilmiştir. Şekilden de görüldüğü üzere bu korelasyonlar her iki çift sistem türü içinde bulunmuştur. Bu korelasyonlara göre

yıldızların sayıca T_{eff} ve $\log g$ değerleri arttıkça zonklama dönemlerinin arttığı görülmüştür.



Şekil 4.23. Tutulma gösteren çift sistem üyesi olan δ Sct yıldızlarının zonklama dönemi ile T_{eff} ve $\log g$ değerleri arasındaki ilişkiler. Üst paneldeki yeşil çizgi sadece ayrı sistemler için, siyah çizgi ise yarı-ayrık sistemler için korelasyonu vermektedir. Şekilde kullanılan diğer sembollerin ve R'nin anlamı Şekil 4.21 ile aynıdır.

T_{eff} parametresi ile zonklama dönemi arasındaki ilişki ayrı sistemler için daha belirgindir. Yarı-ayrık sistemler durumunda ise R sabitinin değerinden de görüldüğü gibi pek güvenilir değildir. Bu nedenle sadece ayrı sistemler için T_{eff} parametresi ile zonklama dönemi arasındaki ilişki aşağıdaki denklemle ifade edilmiştir.

$$\log P_{\text{zonklama}} = -7,64(97)\log T_{\text{eff}} + 28,4(3,7) \quad (4.9)$$

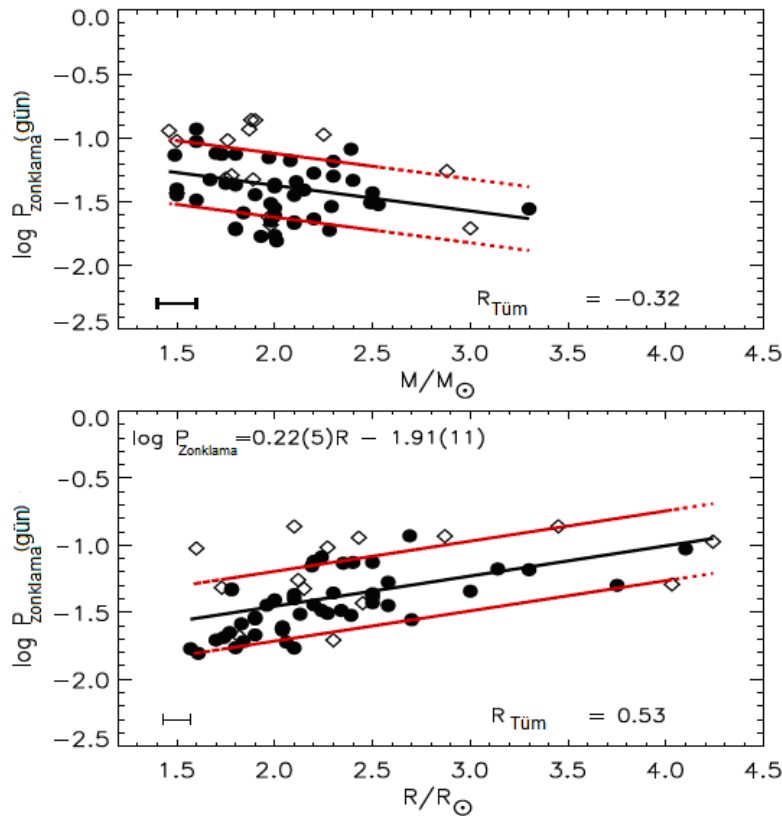
$\log g$ parametresi ile zonklama dönemi arasındaki ilişki ise Şekil 4.23'ün alt kısmında verilmiştir. Şekilden de görüleceği gibi hem ayrı hem yarı-ayrık sistemler bu

korelasyona uymaktadırlar. Bu ilişkilere göre evrimleşmiş yıldızlar daha uzun zonklama dönemleri ile değişimler gösterirler. $\log g$ parametresi ile zonklama dönemi arasında fit edilen doğrusal ilişkiye ait denklem ise aşağıdaki gibidir;

$$\log P_{\text{zonklama}} = -0,62(14)\log g + 1,13(56) \quad (4.10)$$

Bu denklem hem ayırık hem de yarı-ayırık sistem üyesi δ Sct yıldızları için geçerlidir.

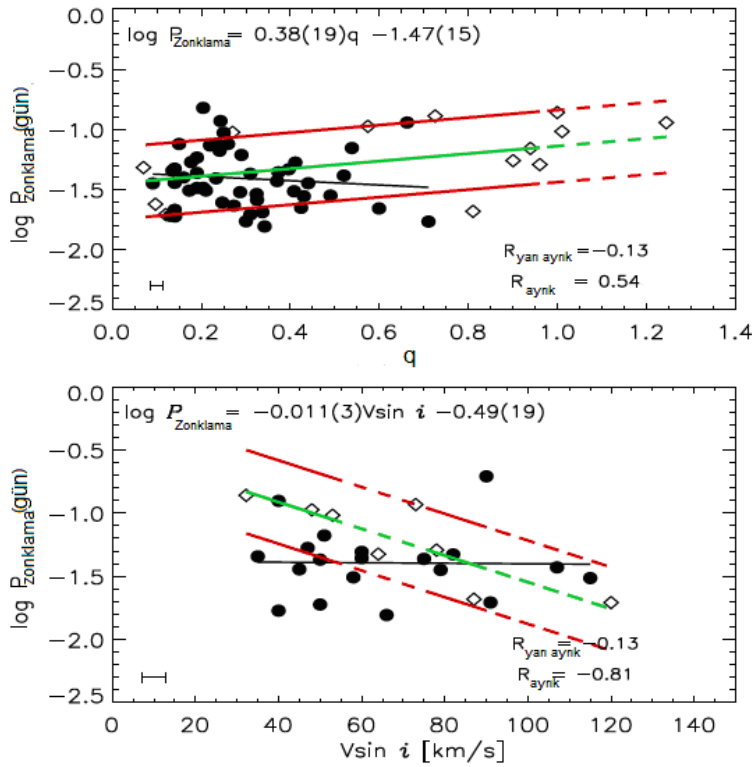
$\log g$ parametresi ile zonklama dönemi arasında bulunan bu ilişki bize zonklama dönemi ile M ve R arasında da olası bir ilişkinin olabileceğini göstermiştir. Yüzey çekim ivmesinin, denklem (4.3)'te verilen eşitliğine göre zonklama dönemi ile R arasında pozitif bir ilişki olması beklenirken zonklama dönemi ile M arasında ise negatif bir ilişki olması beklenmektedir. Bu parametrelerle zonklama dönemi arasındaki ilişki incelendiğinde beklenen uyum elde edilmiştir. Veriler arasındaki uyum Şekil 4.24'te gösterilmektedir.



Şekil 4.24. Tutulma gösteren çift sistem üyesi olan δ Sct yıldızlarının zonklama dönemi ile kütle ve yarıçap arasındaki ilişkiler. Şekilde kullanılan sembollerin ve R 'nin anlamı Şekil 4.21 ile aynıdır.

Şekil 4.24'ten de görüleceği üzere M ile zonklama dönemi arasındaki ilişki oldukça zayıftır. Bu nedenle güvenilir olmayacağı için bu korelasyon için herhangi bir denklem verilmemiştir. R parametresi ile zonklama dönemi arasındaki ilişki ise tüm sistemler için R sabitine bakıldığında daha güvenilirdir. Bu nedenle R parametresi ile zonklama dönemi arasındaki ilişkiyi gösteren denklem aşağıdaki gibi üretilmiştir.

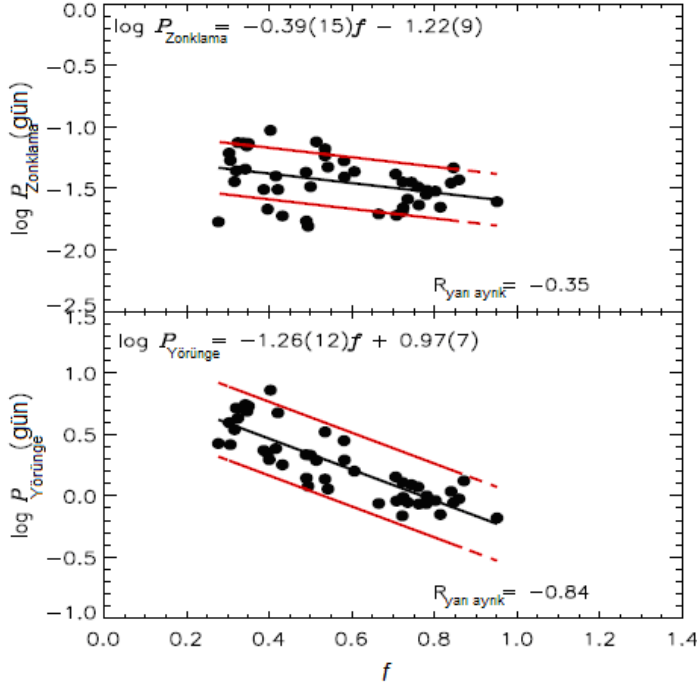
$$\log P_{\text{zonklama}} = 0,22(5)R - 1,91(11) \quad (4.11)$$



Şekil 4.25. Tutulma gösteren çift sistem üyesi olan δ Sct yıldızlarının zonklama dönemi ile q ve $vsini$ parametresi arasındaki ilişki. Yeşil çizgiler sadece ayrıntık sistemler için, siyah çizgiler yarı-ayrıntık sistemler için korelasyonu vermektedir. Şekilde kullanılan diğer sembollerin ve R 'nin anlamı Şekil 4.21 ile aynıdır.

Denklem (2.1)'de belirtildiği üzere çift sistemlerde bulunan zonklayan yıldızların zonklama dönemlerini, q değeri doğrudan etkilemektedir. Bu nedenle zonklama dönemi ile q parametresi arasındaki ilişki de incelenmiştir. Bu inceleme sonucunda q parametresinin artan değerlerinin ayrıntık sistemlerde zonklama dönemini arttırdığı görülürken, bu ilişki yarı-ayrıntık sistemler için bulunamamıştır. Yapılan bu inceleme Şekil 4.25 üst panelinde gösterilmiştir. Zonklamayı etkilediği kuramsal olarak bilinen $vsini$ (bkz, Bölüm 2) ile

zonklama dönemi arasındaki ilişkide incelenmiştir. Bu ilişkide de artan ν_{Sini} değerlerinin ayırık sistem üyesi δ Sct yıldızlarının zonklamasını arttırdığı görülürken, yarı-ayırık sistemler için bulunamamıştır. Zonklama dönemi ile ν_{Sini} değeri arasındaki bu ilişki Şekil 4.25 alt panelde gösterilmiştir.



Şekil 4.26. Tutulma gösteren çift sistem üyesi olan δ Sct yıldızlarının zonklama dönemi ve yörünge dönemi ile Roche lobu doldurma oranı (f) arasındaki ilişki. Şekilde kullanılan sembollerin ve R 'nin anlamı Şekil 4.21 ile aynıdır.

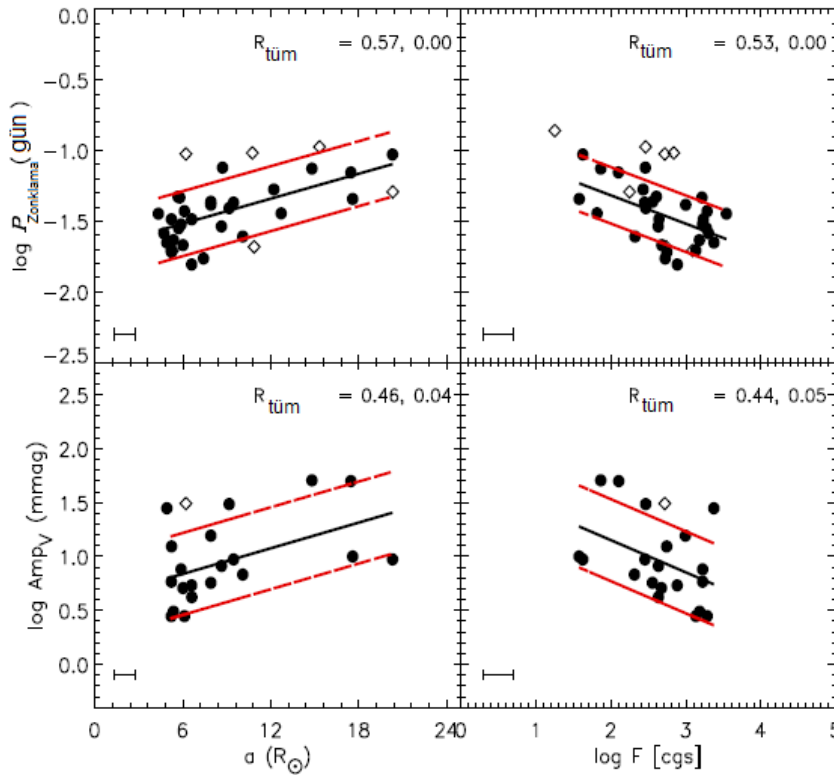
Çift sistem üyesi olan δ Sct yıldızlarının zonklama dönemlerine teorik olarak etki edeceği öngörülen diğer bir nicelik ise f 'dir (bkz, Denklem (2.1)). Bu nedenle zonklayan bileşenlere ait bu parametrelerde katalog kapsamında toplanmış ve zonklama dönemi ile arasındaki ilişkiler irdelenmiştir. Bu incelemeler sonucu elde edilen doğrusal fitler Şekil 4.26'da gösterilmiştir. Şekilden de görüleceği üzere f değerleri ile zonklama dönemleri arasında negatif bir ilişki vardır. Denklem (2.1)'de verildiği üzere f değerinin zonklamayı arttırması beklenmektedir. Bu nedenle f parametresi ile zonklamayı önemli ölçüde etkileyen yörünge dönemi parametresinin etkisine bakılmıştır. Şekil 4.26 alt panelinden de görüleceği üzere f parametresi önemli ölçüde yörünge döneminden etkilenmektedir. Yörünge döneminin f parametresi üzerine olan bu etkisinin fazlalığı nedeniyle, normalde f ile zonklama dönemi arasında pozitif bir ilişki beklenirken, tam tersi bulunmuştur.

Zonklama ve yörünge dönemi ile f parametresi arasındaki doğrusal ilişkiyi veren ifadeler ise aşağıdaki gibi bulunmuştur.

$$\log P_{\text{zonklama}} = -0,39(15)f - 1,22(9) \quad (4.12)$$

$$\log P_{\text{yörünge}} = -1,26(12)f + 0,97(7) \quad (4.13)$$

Son olarak da daha önce Soyduğan ve ark. (2006b) tarafından ilk defa ortaya konan bir korelasyon olan yoldaş bileşenin baş bileşene uyguladığı çekim kuvveti, F ve zonklama dönemi arasındaki ilişki irdelenmiştir. Bu incelemeler sonucu önceki çalışmalarda da elde edildiği gibi F değeri arttıkça zonklayan bileşenin zonklama döneminin azaldığı görülmüştür. Ayrıca bu çalışmada, ilk kez F kuvveti ile zonklama genliği arasındaki negatif ilişki belirlenmiştir. Tüm bulunan ilişkiler Şekil 4.27’de gösterilmiştir.



Şekil 4.27. Tutulma gösteren çift sistem üyesi olan δ Sct yıldızlarının zonklama dönemi ile yoldaş bileşen tarafından uygulanan kuvvet (F) ve yörünge ayrıklığı (a) arasındaki ilişki. Şekilde kullanılan sembollerin ve R 'nin anlamı Şekil 4.21 ile aynıdır.

Şekil 4.27’de verilen F ile zonklama dönemi ve genliği arasında bulunan ilişkinin

denklemleri ise aşağıdaki gibi elde edilmiştir.

$$\log P_{zonklama} = -0,25(6)F - 0,75(17) \quad (4.14)$$

$$\log Amp = -0,29(15)F + 1,76(41) \quad (4.15)$$

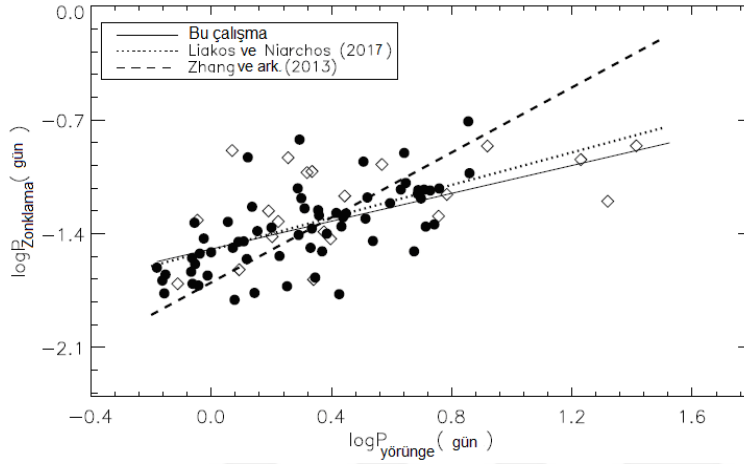
Denklem 4.15’de verilen ‘‘Amp’’ kısaltması sistemlerin V bandındaki zonklama genliklerini ifade etmektedir. Zonklama genlik ve dönemiyle a parametresi arasındaki ilişki de Şekil 4.27’de verilmiştir. Bu ilişki $F \propto a^{-2}$ ifadesi gereğı beklendik bir ilişkidir.

4.3.3. Elde Edilen Korelasyonların Yorumlanması

Zonklama dönemi ile yörünge dönemi arasında hem ayrık hem de yarı-ayrık sistemler için pozitif bir korelasyon bulunmuştur. Bu korelasyona göre yıldızların zonklama dönemleri büyüyen yörünge dönem değerleri ile birlikte artmaktadır. Yörünge dönemindeki artış, sistemi oluşturan bileşenler arasındaki uzaklığın artması anlamına gelmektedir ($P_{yörünge} \propto a^{3/2}$). Bileşenler arasındaki uzaklık arttıkça da yoldaş bileşenin zonklayan yıldız üzerindeki çekim etkisi azalacak ve yıldız daha rahat zonklayacaktır.

Zonklama ve yörünge dönemi arasındaki ilişki son olarak Liakos ve Niarchos (2017) tarafından çift sistemlerdeki δ Sct yıldızları için incelenmiştir. Bu incelemede sadece tutulma gösteren çift sistemler değil ayrıca görsel çiftler ve elipsoidal değişenlerde ele alınmış ve bu sistemler ayrık sistemler varsayımı altında incelenmiştir. Bu incelemelerde Liakos ve Niarchos (2017) çift sistem özelliklerinin (yoldaş bileşen, kütle aktarımı ve dönme dolanma kilitlenmesi), baş bileşenin zonklaması üzerine etkisinin 13 günlük yörünge döneminden daha büyük yörünge dönemi yıldızlarda etkin olmadığını söylemiştir fakat bu çalışmada 13 günden büyük yörünge dönemi olan sistemler bulunmaktadır (GK Dra, KIC 3858884 ve KIC 8569819). Bu sistemlerin zonklama - yörünge dönemi korelasyonuna $1-\sigma$ standart sapması içerisinde uyumlu olduğu görülmektedir. Elde edilen bu sonuca göre, çift sistemin etkisinin artık çok az olduğu belirtilen 13 günlük yörünge varsayımının hatalı bir varsayım olduğu belirlenmiştir. Bu çalışmada çift sistemin zonklama üzerine etkisinin 26 günlük yörünge dönemlerinde bile etkin olduğu görülmüştür. Sadece çift sistemler içerisinde 94 günlük yörünge dönemine sahip bir sistem bulunmuş ve bu sistemin yörünge döneminin korelasyondan saptığı görülmüştür. Bu nedenle bu sistem çizimler içerisinde gösterilmemiştir.

Liakos ve Niarchos (2017) zonklama dönemi ile yörünge dönemi arasındaki ilişkiyi incelerken belirledikleri 13 günlük yörünge dönem limiti nedeniyle, incelemelerinde 13 gün yörünge döneminden daha yüksek yörünge dönemi sistemleri kullanmamıştır. Buna rağmen Şekil 4.28'den de görüleceği üzere bu çalışmada elde edilen ilişki Liakos ve Niarchos (2017) tarafından verilen ilişki ile uyumludur, fakat her iki zonklama - yörünge dönemi korelasyonu, Zhang ve ark., (2013) tarafından önerilen kuramsal ilişki farklıdır.



Şekil 4.28. Literatürde son yıllarda incelenmiş yörünge periyodu ile zonklama periyodu arasındaki ilişkilerin bu çalışmada bulunan ilişki ile kıyaslanması. Şekilde noktalar yarı-ayrık, eşkenar üçgenler ise ayrık sistemleri temsil etmektedir.

Zonklama ve yörünge dönemi arasında bu çalışmada ve Liakos ve Niarchos (2017) 'ın çalışmasında bulunan ilişkinin kuramsal olandan farklı olmasının nedeni, bir önceki bölümde belirtildiği gibi kuramsal olarak zonklama dönemi ile f ve q parametresinin doğru orantılı olması gerekirken tez çalışmasındaki analizlerden de tam tersi ilişki bulunmasından kaynaklanabilir.

Bu çalışma sırasında yörünge dönemi ile zonklama genliği arasında da bir ilişki de elde edilmiştir. Elde edilen ilişkiye göre zonklama genliğinin değerlerinin artan yörünge dönemi ile büyüdüğü görülmüştür. Genliğe etki edecek olan yoldaş bileşenin etkisi artan yörünge dönemi ile azalacaktır. Yörünge dönemi arttıkça yoldaş bileşenin zonklayan bileşen üzerine olan etkisi de azalmakta ve yıldız daha rahat zonklamaktadır. Yörünge dönemi ile zonklama genliği arasındaki ilişki ilk kez bu çalışmada gösterilmiştir.

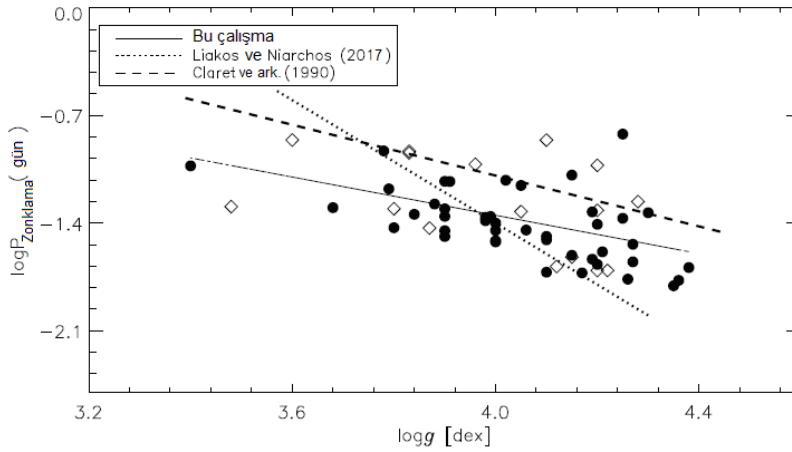
Tutulma gösteren çift sistem üyesi olan δ Sct yıldızlarının T_{eff} ve $\log g$ parametreleri ile zonklama dönemleri arasında da anlamlı ilişkiler bulunmuştur. Zonklama dönemi, artan T_{eff} değerleri ile azalmaktadır. Bu ilişki daha önce Kepler yıldızlarının incelenmesi

sırasında da bulunmuştur (Balona ve Dziembowski, 2011). T_{eff} parametresi ile zonklama dönemi arasında bir ilişki bulunması beklenir. Denklem (4.1) ve (4.2) kütle ısıtma bağıntısı ile birleştirilerek zonklama dönemi ısıtma ile bağlantılı olarak bulunur. ısıtma denkleminde de yararlanılarak ($L \propto R^2 T^4$) zonklama dönemi ile T_{eff} parametresi arasında aşağıdaki ilişki elde edilir.

$$P_{\text{Zonklama}} = (R / R_{\odot})^{0.5} (T_{\text{eff}} / T_{\text{eff}\odot})^{-2} \quad (4.16)$$

T_{eff} değerindeki değişimler aynı zamanda da R değerlerindeki değişimlerden kaynaklanır ve bu değişimlerde zonklama mekanizmasından sorumlu olan He iyonizasyon bölgesinin konumunun değişmesine neden olur (Cox, 1980).

Zonklama dönemi ile $\log g$ parametresi arasında var olan negatif ilişki daha çok veri kullanılarak bir kez daha test edilmiştir. Buna göre evrimleşmiş yıldızlar daha yüksek zonklama dönemiyle zonklamaktadır. Bu ilişki, basit astrofiziksel yaklaşımlar ile açıklanabilir. Zonklama sabiti, ortalama yoğunluk ve yüzey çekim ivmesi ifadelerinden Denklem (4.4)'te ki ifadeye ulaşılabilir. Bu ifadeye göre de zonklama döneminin, $\log g$ 'nin artan değerleri ile büyüdüğü görülmektedir. Zonklama dönemi ile $\log g$ parametresi arasındaki ilişki en son çalışmalardan biri olan Liakos ve Niarchos (2017) tarafından da incelenmiştir. Ayrıca bu ilişki tek δ Sct sistemleri için Claret ve ark. (1990) tarafından da bulunmuştur. Şekil 4.29'da zonklama dönemi ile $\log g$ parametresi arasında bulunan bu ilişkilerin tez çalışmasında bulunan ilişkilerle kıyaslanması verilmiştir.



Şekil 4.29. Zonklama dönemi ile $\log g$ parametresi arasında bulunan doğrusal ilişkilerin literatürdekiler ile kıyaslanması.

Şekil 4.29'dan da görüleceği üzere bu çalışmada elde edilen doğrusal ilişki tek δ Sct yıldızları için bulunan ilişkiyle uyumluyken, Liakos ve Niarchos (2017) tarafından bulunan ilişki bizim bulduğumuzdan ve tek sistemler için bulunan ilişkidenden oldukça farklıdır. Bu farklılığın nedeni Liakos ve Niarchos (2017)'nin çalışmalarında kullandıkları yıldızlar ve onların parametrelerinin doğruluğu ile ilişkili olabilir. Bu çalışmada sadece tutulma gösteren çift sistemlerdeki δ Sct yıldızları ele alınmıştır. Bu nedenle yıldızların kütle ve yarıçap parametreleri bu çalışmadaki sistemler için oldukça duyarlı belirlenmiştir ve bu çalışmamızdaki $\log g$ değerlerinin de daha duyarlı olduğu söylenebilir. Liakos ve Niarchos (2017) çalışmasında tüm çift sistemlerdeki (görsel, elipsoidal değişenler, tek çizgili çiftler dahil) δ Sct yıldızları ele alınmış ve uzun dönemli tüm sistemleri ayrı sistemler olarak tanımlayıp inceleme yapılmıştır. Bu nedenle yıldızlara ilişkin parametreler de hatalar daha büyük olacaktır. Bu iki çalışmadaki zonklama dönemi ile $\log g$ değerleri arasındaki ilişkilerin farklılığının buradan kaynaklanabileceği düşünülmektedir.

Zonklama dönemine etki ettiği belirlenen diğer parametreler ise R ve M parametreleridir. R 'nin artan değerleri zonklama dönemini arttırırken, M 'nin artan değerleri zonklama dönemini azaltığı bulunmuştur. Her iki bileşeninde $\log g$ – zonklama dönemi ilişkisinden bilindiği üzere zonklama dönemine aynı anda etkisi vardır. Bu nedenle her parametrenin zonklama üzerine etkisini birlikte gösteren aşağıdaki ifade verilmiştir.

$$\log P_{zonklama} = 0,11(R/R_{\odot}) - 0,07(M/M_{\odot}) - 1,52 \quad (4.17)$$

Yukarıdaki denkleme benzer bir denklem ise Fernie (1965) tarafından Sefeid değişenleri için verilmiştir. Denklemeden görüleceği üzere R değerlerindeki değişimlerin zonklama üzerine etkisi M değerlerindeki değişimlere göre daha fazladır. Bu sonuç Şekil 4.24'te M ve zonklama dönemi arasında bulunan zayıf ilişkinin nedeni olarak verilebilir.

Zonklama dönemi ile q arasındaki ilişki de incelenmiş ve q değerinin yarı-ayrık sistemlerde bulunan δ Sct yıldızlarının zonklamaları üzerine herhangi bir etkisinin olmadığı görülmüştür. Ancak bu q 'nun artan değerlerinin ayrı sistemlerdeki δ Sct bileşenlerinin zonklama dönemlerinde artışa neden olduğu görülmüştür. Denklem (2.1)'e göre q değerlerinin zonklama dönemi ile doğru orantılı olması gerekmektedir fakat görüldüğü üzere bu eşitlik yarı-ayrık sistemler için uygun değildir çünkü yarı-ayrık sistemlerdeki kütle aktarımı ve dönme-dolanma kilitlenmesi gibi diğer etkilerin zonklamayı etkilendiği göz önüne alınmalıdır.

Zonklama dönemine etki ettiği bulunan diğer bir parametre ise ν_{Sini} 'dir. Bu parametrenin artan değerlerinin ayırık sistemlerde zonklayan bileşenin zonklama dönemini azalttığı görülmüştür fakat ν_{Sini} değeri ile zonklama dönemi arasındaki bu ilişki yarı-ayırık sistemler için bulunamamıştır. Yarı-ayırık sistemler yakın çift sistemler oldukları için, bu sistemlerde dönme dolanma kilitlenmesi etkindir. Bu yüzden zonklama dönemi ile yörünge dönemi arasındaki ilişkiyi düşündüğümüzde yarı-ayırık sistemlerde de ν_{Sini} değerleri ile zonklama dönemi arasında bir ilişki beklenmektedir. Ancak yarı-ayırık sistemlerde kütle aktarımının da etkin olduğu unutulmamalıdır. Kütle aktarımı q ve R değerlerinde değişime neden olmaktadır. Değişen q ve R değerleri ise açılma hızı (ω) etkilemekte ve değişen açılma hızında ν_{Sini} değerlerinde değişime neden olmaktadır. Bu etkiler nedeniyle ν_{Sini} ile zonklama dönemi arasında ayırık sistemler için bulunan ilişki yarı-ayırık sistemler için bulunamamıştır.

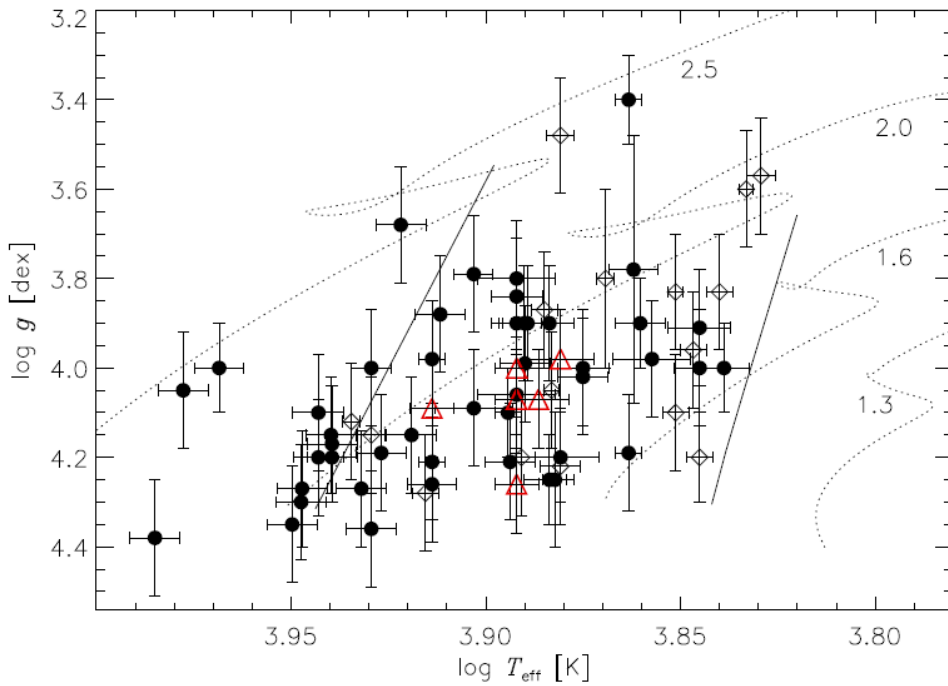
Denklem (2.1)'de gösterildiği üzere zonklama dönemi ile f arasında doğru orantılı bir ilişki olması beklenmektedir. Ancak bu inceleme yapıldığında uygulamada, kuramda önerilenin tam tersi ilişki bulunmuştur. Yörünge dönemi ile f arasındaki ilişki incelendiğinde f değerinin artan yörünge dönemiyle anlamlı bir şekilde azaldığı görülmüştür. Bu da bize f değeri ile zonklama dönemi arasındaki ilişki incelenirken aslında hala yörünge döneminin etkisinin baskın olduğu ve bu nedenle kuramsal olarak beklenenin tam tersi bir ilişkinin elde edildiği söylenebilir. Turner (2011) yüksek lisans tezinde zonklama dönemi ile f arasındaki ilişkiyi incelemiş ve tez çalışmasında bulduğumuzun tersi bir sonuç bulmuştur. Ancak Turner (2011)'in çalışmasında kullanılan f değerlerinin duyarlı olmadığı görülmüştür.

Zonklayan baş bileşenin zonklama özelliklerine etkisi olduğu belirlenen diğer bir parametre ise yoldaş bileşenden baş bileşene uygulanan çekim kuvvetidir. Bu kuvvet zonklama dönem ve genliklerinde azalmalara neden olmaktadır. Zonklama dönemi ile bu kuvvet arasındaki ilişki daha önce Soyduğan ve ark. (2006b) tarafından belirtilirken, zonklama genliği ile yoldaş bileşen tarafından uygulanan çekim kuvveti arasındaki ilişki ilk kez bu çalışmada verilmiştir.

4.3.4. Tutulma Gösteren Çift Sistemlerdeki δ Sct Yıldızlarının Konumu

Tutulma gösteren çift sistemlerdeki δ Sct yıldızlarının konumları $\log T_{\text{eff}} - \log g$ diyagramı üzerinde gösterilmiştir. Şekil 4.30'dan da görüleceği üzere δ Sct bileşenlerinin büyük çoğunluğu δ Sct kararsızlık kuşakları içerisinde bulunmaktadır. Kararsızlık kuşağı

dışında konumlanmış olan yıldızlar sırasıyla, RR Lep, V2365 Oph, VV UMa ve V346 Cyg'dir. Bu yıldızların literatürden alınan T_{eff} ve $\log g$ değerleri incelendiğinde bu değerlerin ışık eğrisi analizlerinden, tayfsal sınıflamalar kullanılarak varsayım yoluyla elde edildikleri görülmüştür. Bu nedenle bu parametrelerin çok güvenilir olmadığı düşünülmektedir. Şekil 4.30'da her bir sistem için kullanılan parametre değerlerinin hataları verilmiştir. Çoğu sistem için her iki ekseninde de kullanılan parametreler için hata değerleri verilmemiştir bu nedenle bazı sistemlerin T_{eff} ve $\log g$ parametrelerindeki hata değerleri ortalama hata değerleri hesaplanarak verilmiştir.



Şekil 4.30. Tutulma gösteren çift sistemlerdeki δ Sct yıldızlarının $\log T_{\text{eff}} - \log g$ diyagramındaki konumları. Noktalar yarı-ayrık, eşkenar üçgenler, ayrı sistemleri, sürekli çizgiler δ Sct kararsızlık kuşağının sınırlarını (Dupret ve ark., 2005) ve kesikli çizgiler evrim yollarını temsil etmektedir.

4.3.5. Tek ve Çift Sistem Üyesi δ Sct Yıldızlarının Kıyaslanması

Bu çalışmada hazırlanan tutulma gösteren çift sistemlerde bulunan δ Sct yıldızlarının yenilenmiş kataloğu sayesinde bu yıldızların genel özellikleri tek δ Sct yıldızlarının özellikleri ile kıyaslanabilir. Tez çalışmasında bu karşılaştırmaya yer verildi ve tek δ Sct yıldızları ile ilgili tüm veriler Rodriguez ve ark. (2000) tarafından hazırlanan δ Sct yıldızları kataloğundan alındı.

İlk olarak hem tek hem çift sistem üyesi olan δ Sct yıldızlarının tayf türü kıyaslaması yapıldı. Çift δ Sct yıldızları için elde edilen tayf türü aralığı A0 ile F5 arasında bulunurken, bu aralığın tek δ Sct yıldızları içinde aynı olduğu görüldü (A0-F6, Rodriguez ve ark., 2000).

Tek ve çift sistem üyesi olan δ Sct yıldızlarının zonklama genlik ve dönemleri de kıyaslanmıştır. Çift sistem üyesi olan δ Sct yıldızlarının zonklama dönemlerinin $\sim 0,016$ ile $0,147$ gün aralığında değiştiği elde edilirken, bu değer tek δ Sct yıldızları için $\sim 0,016$ ile $0,288$ gün aralığında değiştiği görülmüştür. Soydugan ve ark. (2006a)'nın yaptığı çalışmada çift sistem üyesi δ Sct yıldızlarının % 80'inin 2 saatten daha kısa dönemle zonkladığı bulunmuştur. Zonklama dönemleri aralığından da görüleceği üzere tek δ Sct yıldızları çift sistemlere göre daha uzun dönemlerle zonklamaktadır. Tek ve çift sistemler için bulunan zonklama genliği aralığı ise sırasıyla $\sim 2 - 250$ mili kadir (Rodriguez ve ark., 2000) ve $\sim 3 - 80$ mili kadir'dir. Zonklama genliği aralıklarından da görüldüğü üzere tek δ Sct yıldızları çift sistem üyesi δ Sct yıldızlarına göre daha yüksek genlikler ile zonklamaktadırlar. Bu genlik farkı daha önce Soydugan ve ark. (2006a) tarafından da vurgulanmıştır. Tek ve çift sistem üyesi δ Sct yıldızlarının zonklama genlik ve dönemlerindeki bu farklılık bize çift sistem etkilerinin zonklama üzerinde ne kadar etkin olduğunu göstermektedir. Bahsedilen bu çift sistem etkisi ayrık ve yarı-ayrık sistemlerin ortalama zonklama dönemleri incelendiğinde de görülmüştür. Ayrık sistemler ($\sim 0,073$ gün) yarı-ayrık sistemlere göre ($\sim 0,045$ gün) daha uzun zonklama dönemlerine sahiptirler. Bunun nedeni yarı-ayrık sistemlerin yörünge döneminin ayrıklara göre genel olarak daha küçük olması ve bu nedenle ikinci bileşenin etkisinin birinci bileşenin zonklaması üzerinde daha baskın olması ve kütle aktarımı gibi etkilerdir.

Tek ve çift sistem üyesi δ Sct yıldızlarının v_{sini} parametreleri arasında da kıyaslama yapılmıştır. Tek sistemlerin v_{sini} değerleri ortalama ~ 90 km/s olup bu değer 12 ile 285 km/s aralığında değişmektedir (Rodriguez ve ark., 2000). Çift sistemlerdeki δ Sct yıldızları içinse ortalama v_{sini} değeri ~ 64 km/s olup bu değer 12 ile 130 km/s aralığında değişmektedir. Verilen bilgilerden de görüleceği üzere tek δ Sct yıldızları çift sistemlerde bulunan δ Sct yıldızlarına göre daha hızlı dönmektedir. Bu dönme hızlarındaki farklılığın nedeni ise kütle aktarımı ve dönme-dolanma kilitlenmesi ile açıklanabilir.

Tek ve çift sistem üyesi olan δ Sct yıldızlarının bu genel kıyaslaması ile çift sistem özelliklerinin zonklama üzerinde ne kadar etkin olduğu bir kez daha gösterilmiştir.

4.4. KIC 10486425

Kepler uydusu 2009 yılında, güneş benzeri yıldızlar etrafındaki dünya benzeri gezegenlerin transit geçiş yöntemiyle keşfedilmesi için uzaya fırlatılmıştır (Koch ve ark., 2010). *Kepler* uydusu yardımıyla şimdiye kadar yüzbinlerce yıldızın yüksek duyarlılıklı verileri toplanmıştır. KIC 10486425 sistemi de *Kepler* uydusu tarafından yapılan gözlemlerde yüksek duyarlılıklı verisi sunulan yıldızlardan biridir. Ayrık bir çift sistem olarak ilk kez TrES projesi kapsamında keşfedilmiştir (Devor ve ark., 2008). Sistemin şimdiye kadar literatürde kapsamlı bir çalışması bulunmamaktadır. *Kepler* tarafından alınan veriler yardımıyla yapılan O-C incelenmesi sonucunda sistemde herhangi bir yörünge dönem değişimine rastlanmamıştır (Gies ve ark., 2015).

Bu çalışmada *Kepler* ışık eğrisinin maksimumlarında değişimler gösterdiği belirlenen KIC 10486425 sisteminin ışık eğrisi ve frekans analizi yapılarak, sistemin ışık eğrisinin maksimumlarındaki değişimlerin zonklama kaynaklı olup olmadığını bulunması ve sistemin yörünge parametrelerinin elde edilmesi amaçlandı.

4.4.1. KIC 10486425 Sisteminin Işık Eğrisi Analizi

KIC 10486425 ($B = 13^m,24$) sisteminin *Kepler* ışık eğrisi kullanılarak öncelikle ışık eğrisi analizi yapılmıştır. Işık eğrisi analizinin önceden yapılmasının nedeni tutulma, yansıma ve basıklık etkilerinin ışık eğrisinden arındırılarak, geriye sadece maksimumlarda zonklama kaynaklı ışık değişimlerinin kalmasıdır. Bu nedenle yıldızın *Kepler* Q1 ve Q2 verileri alınmış ve veriler derlenerek çalışmaya hazır hale getirilmiştir. Yıldız literatürde ayrık bir sistem olarak tanımlanmıştır. Bu nedenle ışık eğrisi modellenmesi Wilson-Devinney programının (van Hamme ve Wilson, 2003) Mod-2 özelliği kullanılarak analiz edilmiştir. Analizler sırasında bazı girdi parametreleri “The Catalog of Eclipsing Binary star” kataloğundan alınmıştır (Prsa ve ark., 2011). Yıldızların bolometrik albedoları eşit varsayılmış ve 0,5 olarak analizler sırasında sabit alınmıştır (Rucinski, 1969). Aynı zamanda yıldızların bolometrik çekim kararım katsayıları ise 0,32 olarak alınmıştır (Lucy, 1967). Baş bileşene ait yüzey sıcaklığı 7018 K (Prsa ve ark., 2011) olarak sabit alınmış ve sistemin senkronize döndüğü kabul edilmiştir. Yukarıda sıralanan parametreler analizler sırasında sabit alınırken, e , i , ikinci bileşenin T_{eff} değeri, her iki bileşenin yüzey potansiyelleri, q , ikinci ve üçüncü bileşen ışıtmaların değerleri analizler sonucunda elde edilmeye çalışılmıştır.

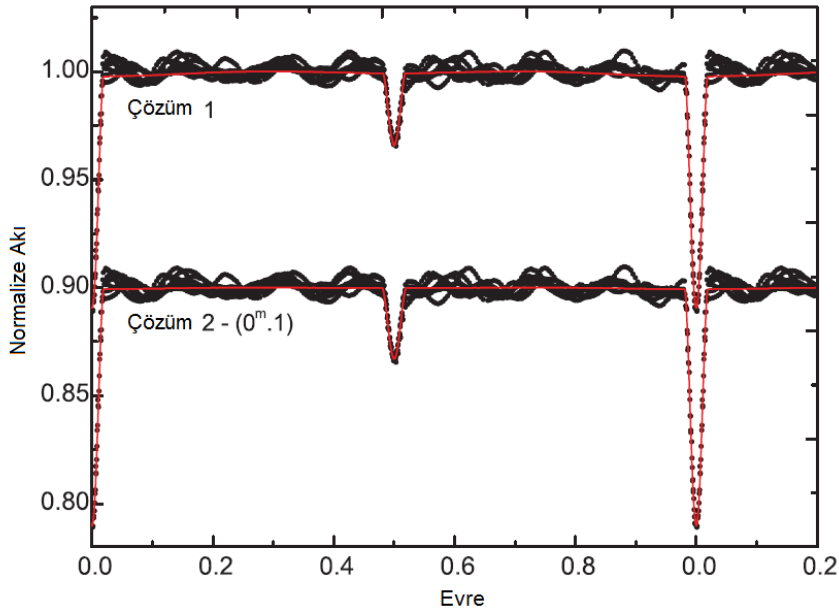
Sistemin ışık eğrisi modellenmesi iki farklı varsayım altında yapılmıştır. İlk olarak e ve üçüncü bileşenin ışık katkısı sırasıyla 0,08 ve 0,013 olarak girdi parametresi alınmış

(Slawson ve ark., 2011) ve bu parametreler serbest bırakılarak çözüm yapılmıştır. İkinci modellemeye ise yıldızın e ve üçüncü bileşen katkıları 0 olarak sabit alınıp işlem yapılmıştır. Yapılan analizler sonucunda elde edilen kuramsal ışık eğrilerinin gözlemsel ile kıyaslanması Şekil 4.31’de verilirken, analizler sonucunda elde edilen parametreler ise Çizelge 4.9’da verilmiştir.

Çizelge 4.9. KIC 10486425 sisteminin ışık eğrisi analizi sonuçları.

Parametreler	Çözüm 1	Çözüm 2
T_0 (HJD)	54969,708432*	54969,708432*
P (gün)	5,274816*	5,274816*
i ($^\circ$)	$82,549 \pm 0,050$	$82,314 \pm 0.030$
$T_{\text{eff},1}$ (K)	7018*	7018*
$T_{\text{eff},2}$ (K)	5727 ± 230	5210 ± 220
Ω_1	$12,129 \pm 0,027$	$10,576 \pm 0,006$
Ω_2	$8,055 \pm 0,012$	$8,096 \pm 0,053$
ϕ	$0,00000 \pm 0,00003$	$0,00000 \pm 0,00002$
q	$0,5907 \pm 0,0120$	$0,4039 \pm 0,310$
e	$0,0350 \pm 0,0008$	0,0*
L_3	$0,0000 \pm 0,0009$	0,0*
$L_1/(L_1+L_2)$	0,70	0,90

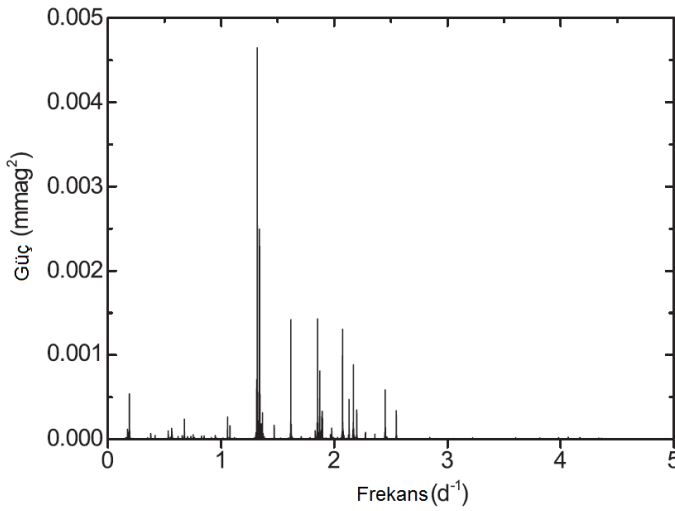
*sabit alınan parametreler.



Şekil 4.31. KIC 10486425 sisteminin teorik ve gözlemsel ışık eğrilerinin kıyaslanması.

4.4.2. KIC 10486425 Sisteminin Frekans Analizi

KIC 10486425 sisteminin ışık eğrisi analizi yapıldıktan sonra, çözüm 1’de elde edilen kuramsal ışık eğrisi kullanılarak, yıldızın Q1 ile Q10 aralığındaki tüm gözlemsel ışık eğrisi tutulma öğelerinden arındırılmış böylece sadece maksimumlarda görülen değişimleri içeren ışık eğrisi elde edilmiştir. Yıldızın frekans analizi PERIOD04 programı (Lenz ve Breger, 2005) kullanılarak yapılmıştır. Analizler sırasında duyarlılık sınırının ($S/N \geq 4$) (Breger ve ark., 1993) üzerinde kalan 116 adet frekans elde edilmiştir. Sistemin güç tayfı Şekil 4.32’de verilmiştir.



Şekil 4.32. KIC 10486425 sisteminin güç tayfı.

Şekil 4.32’de gösterilen güç tayfından da görüldüğü üzere yıldızın bütün frekansları 5 c/d değerinin altındadır. Bu frekanslardan bazılarının, sistemin yörünge periyodunun katları olduğu görülmüştür. Sisteme için hesaplanan frekanslar Çizelge 4.10’da verilmiştir. Elde edilen frekanslar sonucunda, sistemin baş bileşeninin 1,3189 c/d’lik temel zonklama frekansı ile zonklamalar gösteren bir γ Dor yıldızı olduğu tespit edilmiştir. Yıldızın temel frekansına karşılık gelen zonklama genliği ise 4,152 mili kadir’dir.

Çizelge 4.10. KIC 10486425 sisteminin frekans analizi sonucunda bulunan frekansları.

	Frekans (c/d)	Genlik (mili kadir)	Evre	S/N		Frekans (c/d)	Genlik (mili kadir)	Evre	S/N
f1	1,319	2,075	0,479	108,1	f59	3,815	0,124	0,531	1,6
f2	1,340	1,731	0,832	90,7	f60	1,309	0,133	0,815	6,9

Çizelge 4.10.'un devamı.

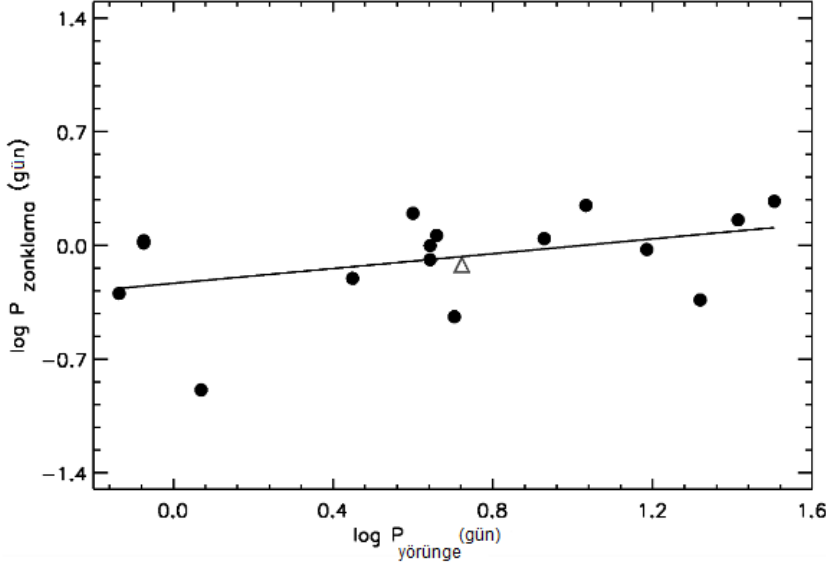
f3	1,617	1,207	0,113	70,8	f61	0,512	0,127	0,033	6,0
f4	1,852	1,200	0,871	75,3	f62	2,369	0,133	0,579	9,8
f5	2,073	1,128	0,986	76,0	f63	2,128	0,110	0,609	7,5
f6	2,168	0,940	0,447	64,8	6 f _{orb}	1,138	0,212	0,771	10,5
f7	1,872	0,846	0,897	53,5	10 f _{orb}	1,896	0,194	0,420	12,4
f8	1,343	0,840	0,647	44,1	16 f _{orb}	3,033	0,191	0,324	18,9
f9	2,449	0,776	0,035	61,1	4 f _{orb}	0,758	0,191	0,731	8,9
f _{orb}	0,190	0,900	0,674	41,5	8 f _{orb}	1,517	0,189	0,883	10,4
f11	2,130	0,720	0,415	49,3	18 f _{orb}	3,412	0,188	0,903	19,1
f12	2,198	0,601	0,833	41,4	14 f _{orb}	2,654	0,176	0,730	14,5
f13	2,548	0,582	0,731	46,9	20 f _{orb}	3,792	0,176	0,636	19,4
10 f _{orb}	1,894	0,476	0,445	30,4	26 f _{orb}	4,929	0,175	0,516	26,7
f15	1,366	0,505	0,591	26,8	24 f _{orb}	4,550	0,000	0,951	19,7
f16	1,057	0,480	0,158	23,1	30 f _{orb}	5,687	0,155	0,641	33,8
f17	0,676	0,489	0,590	23,2	f75	1,117	0,122	0,290	6,0
f18	1,470	0,444	0,358	23,9	f76	1,333	0,147	0,478	7,7
f19	1,077	0,382	0,131	18,6	f77	0,825	0,118	0,063	5,5
f20	1,889	0,428	0,417	27,3	28 f _{orb}	5,308	0,135	0,263	25,1
3 f _{orb}	0,564	0,400	0,329	17,4	f79	0,729	0,118	0,010	5,6
f22	1,977	0,362	0,832	23,6	f80	1,843	0,136	0,531	8,4
2 f _{orb}	0,379	0,443	0,004	20,6	f81	1,847	0,132	0,739	8,2
f24	1,354	0,276	0,497	14,6	f82	1,600	0,113	0,126	6,5
f25	0,174	0,362	0,257	16,6	f83	0,220	0,115	0,410	5,3
f26	1,314	0,288	0,483	14,9	f84	1,811	0,117	0,307	7,2
f27	0,533	0,277	0,967	13,1	34 f _{orb}	6,446	0,126	0,956	33,4
f28	1,332	0,328	0,558	17,1	0.5 f _{orb}	0,095	0,110	0,441	5,0
f29	1,831	0,290	0,248	17,9	f87	1,786	0,108	0,200	6,5
12 f _{orb}	2,275	0,283	0,436	19,8	f88	4,165	0,109	0,827	12,7
f31	0,753	0,265	0,145	12,5	3 f _{orb}	0,575	0,107	0,197	5,1
f32	1,347	0,272	0,791	14,3	f90	0,180	0,125	0,844	5,8
f33	1,357	0,266	0,677	14,1	f91	2,115	0,108	0,781	7,4
f34	1,966	0,241	0,000	15,6	f92	1,378	0,122	0,289	6,5
f35	2,358	0,230	0,979	17,9	f93	2,891	0,110	0,110	10,4
f36	0,417	0,226	0,773	10,4	32 f _{orb}	6,067	0,115	0,388	27,3
7 f _{orb}	1,335	0,266	0,758	13,9	f95	1,766	0,104	0,936	6,3
f38	0,656	0,205	0,016	9,7	f96	3,053	0,106	0,475	10,5
f39	0,828	0,204	0,886	9,6	f97	2,004	0,107	0,511	7,0
f40	0,553	0,200	0,454	9,5	f98	2,028	0,107	0,277	7,1
f41	0,733	0,213	0,404	10,0	f99	4,336	0,102	0,476	12,2
f42	0,620	0,184	0,766	8,7	f100	1,881	0,102	0,207	6,5

Çizelge 4.10'un devamı.

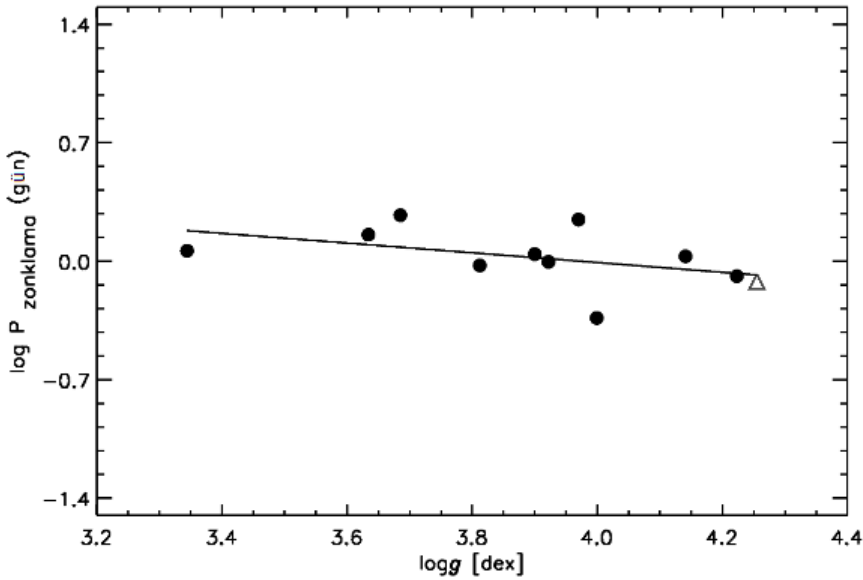
f43	0,850	0,187	0,762	8,7	f101	1,026	0,101	0,860	4,8
f44	0,704	0,182	0,792	8,6	f102	0,532	0,105	0,085	4,9
22 f _{orb}	4,171	0,240	0,398	28,1	f103	0,182	0,155	0,574	7,1
f46	4,066	0,164	0,751	18,8	f104	0,179	0,139	0,332	6,4
7 f _{orb}	1,328	0,198	0,123	10,3	f105	0,170	0,107	0,979	4,9
f48	0,157	0,165	0,326	7,6	f106	1,390	0,115	0,995	6,1
f49	1,623	0,158	0,208	9,2	f107	1,360	0,123	0,736	6,5
f50	0,352	0,154	0,250	7,2	f108	1,593	0,099	0,174	5,7
f51	1,114	0,143	0,765	7,0	f109	2,191	0,094	0,108	6,5
f52	1,776	0,151	0,114	9,1	f110	0,767	0,092	0,117	4,3
f53	0,172	0,177	0,289	8,1	f111	1,386	0,093	0,711	4,9
f54	1,989	0,155	0,354	10,2	f112	1,500	0,091	0,982	4,9
f55	0,916	0,132	0,492	6,2	f113	2,126	0,096	0,532	6,6
f56	1,967	0,124	0,426	8,1	f114	1,935	0,089	0,835	5,7
f57	1,926	0,125	0,718	8,0	f115	1,435	0,089	0,338	4,8
f58	1,368	0,133	0,107	7,1	f116	0,924	0,089	0,354	4,1

4.4.3. KIC 10486425'in Zonklama, Yörünge Dönemi ve log g İlişkisi

Çift γ Dor sistemlerinde de zonklama ile yörünge dönemi ve zonklama dönemi ile log g parametresi arasında bir ilişki olduğu Çakırlı ve ark. (2017) tarafından verilmiştir. Analizi KIC10486425 sisteminin bu ilişkilerdeki uyumunu göstermek için Çakırlı ve ark. (2017) tarafından verilen çift γ Dor sistemleri listesinden yararlanarak Şekil 4.33'te $P_{\text{zonklama}} - P_{\text{orb}}$ korelasyonunda bu yıldızın konumu gösterildi. Şekilden de görüleceği üzere yıldız bu korelasyonla iyi bir uyum içerisindedir.



Şekil 4.33. KIC 10486425 sisteminin zonklama ve yörünge dönemi bağıntısındaki gösterimi. Üçgen sembolü KIC 10486425'i temsil ederken noktalar literatürde çift sistemlerde bulunan γ Dor yıldızlarını göstermektedir. Çift γ Dor sistemlerinin verileri Çakırlı ve ark. (2017)'dan alınmıştır.



Şekil 4.34. KIC 10486425 sisteminin zonklama dönemi ile $\log g$ parametresi arasındaki korelasyondaki gösterimi. Üçgen KIC 10486425'i temsil ederken noktalar literatürde çift sistemlerde bulunan γ Dor yıldızlarını göstermektedir. Çift γ Dor sistemlerinin verileri Çakırlı ve ark. (2017)'dan alınmıştır.

KIC 10486425 sisteminin zonklama dönemi ile $\log g$ parametresi arasındaki ilişki de

incelenmiştir. Zonklayan bileşene ait $\log g$ parametresi şu şekilde hesaplanmıştır; bileşenin sıcaklık değeri temel alınarak, sıcaklık – tayf türü ilişkisinden yardımıyla (Cox, 2000), sistemin tayf türü F2 olarak belirlenmiş ve buna karşılık gelen kütlesi $1.4 M_{\odot}$ olarak tahmin edilmiştir. Elde edilen bilgiler ışığında Soydugan ve ark. (2016)'da anlatılan yöntem izlenerek zonklayan bileşenin $\log g$ değeri 4.25 olarak elde edilmiştir. Yıldızın zonklama dönemi $\log g$ korelasyonundaki konumuda Şekil 4.34'te verilmiştir.



BÖLÜM 5

SONUÇ VE ÖNERİLER

Bu tez kapsamında, Sefeid kararsızlık kuşağının alt bölgesinde bulunan ve kendilerine ait kararsızlık kuşakları birbirini kısmen örten γ Dor ve δ Sct yıldızlarının detaylı tayfsal çalışmalarına ve fotometrik incelemelerine yer verilmiştir. Bu sistemlerin ele alınmasındaki temel neden, hemen hemen H-R diyagramının aynı bölgesinde yerleşmiş olan bu yıldızların özelliklerini detaylı incelemek, birbirleri ile olan benzerlik ve farklılıklarını vurgulamaktır. Tezde belirtildiği üzere γ Dor ve δ Sct değişenlerinin kararsızlık kuşaklarının sınırları da sorgulanmaktadır. Yer tabanlı gözlemlerden bulunan γ Dor ve δ Sct değişenlerinin hepsi kendi kararsızlık kuşakları içerisinde bulunurken, *Kepler* verilerinin incelenmesi ile birlikte aslında bu değişenlerin kendi kararsızlık kuşaklarının dışında da bulunabileceği belirlenmiştir. Bu sorunu açıklayabilmek ve kararsızlık kuşaklarının sınırlarının tekrar incelenebilmesine olanak sağlamak için, bu değişenlerin temel atmosfer parametrelerinin yeterince hassas belirlenmesi gerekmektedir. Elde edilecek temel atmosfer parametreleri aynı zamanda zonklayan yıldızların zonklama modellerinin daha güvenilir bir şekilde yapılmasına da olanak sağlayacaktır.

γ Dor ve δ Sct değişenlerinin kararsızlık kuşaklarının kesiştiği bölgede her iki tür değişenin zonklama özelliklerini barındıran hibrit yıldızları bulunmaktadır. Bu hibrit yıldızlarının doğası tam olarak açıklanamamıştır. Hibrit yıldızı olduğu düşünülen bazı sistemlerdeki düşük frekanslı zonklamaların da aslında manyetik etki ve dönme kaynaklı olabileceği öngörülmüştür. Bu nedenle γ Dor ve δ Sct yıldızlarının detaylı tayfsal ve fotometrik çalışmaları ile bu sistemlerin zonklamalarına etki edecek faktörler incelenebilir.

Bu tez kapsamında da γ Dor ve δ Sct yıldızlarının tayfsal ve fotometrik çalışmalarına yer verildi. Tayfsal çalışmalarımızın ilkinde analiz edilen 52 adet γ Dor yıldızının yüksek çözünürlük ve yüksek S/N oranlı tayfları çeşitli tayf çekerlerden derlenmiştir. Yıldızların ilk olarak tayfsal sınıflaması yapılmış ve yapılan tayfsal sınıflama sonucunda, tayf türlerinin A7 ve F9 arasında değiştiği ve yıldızların genellikle cüce ve alt dev oldukları görülmüştür. Bu sınıflandırma sırasında da iki adet ılımlı Am yıldızı ve birkaç metalce fakir yıldız bulunmuştur.

Analiz edilen sistemlerin başlangıç T_{eff} ve $\log g$ değerleri öncelikle fotometrik bazı sistemlerin renkleri yardımıyla ve tayfsal enerji dağılımı kullanılarak elde edilmiştir. Elde edilen bu başlangıç atmosfer parametreleri daha sonra hidrojen çizgilerinin tayfsal

analizleri ile iyileştirilmiş ve son olarak yapılacak tayfsal çalışmaya hazır hale getirilmiştir. Yıldızların sonuç atmosfer parametreleri demir çizgileri kullanılarak tayfsal sentezleme yöntemi ile elde edilmiştir. Elde edilen atmosfer parametrelerine göre bu çalışmada incelenen γ Dor yıldızlarının T_{eff} parametresi 6000 ile 7900 K arasında ve $\log g$ parametresi ise 3,8 ile 4,5 dex arasında değişmektedir. Elde edilen bu $\log g$ değerleri ışınım sınıflamasında bulunan değerlerle uyum içerisindedir. Diğer bir önemli atmosfer parametresi olan ξ parametresinin değerleri ise 1,3 ile 3,2 km/s aralığında elde edilmiştir. Analiz edilen γ Dor yıldızlarının v_{sini} değerlerinin ise 5 ile 240 km/s aralığında değiştiği görülmüştür. v_{sini} parametresinin saf ve aday γ Dor yıldızları için sırasıyla elde edilen ortalama değeri ise 97 ve 63 km/s'dir.

γ Dor yıldızlarının sonuç atmosfer parametreleri elde edildikten sonra bu parametrelerin yıldızların zonklama dönem ve genlikleri ile olan bağlantıları incelenmiştir. Bu inceleme sonucunda γ Dor yıldızlarının v_{sini} parametreleri ve zonklama dönemleri arasında anlamlı bir ilişki olduğu görülmüştür. Bu ilişkiye göre yıldızların zonklama dönemleri v_{sini} parametresinin artan değerleri ile birlikte artmaktadır. v_{sini} parametresinin zonklama genliği ile olan ilişkisi de incelenmiş fakat anlamlı bir sonuç elde edilememiştir. Atmosfer parametreleri ile zonklama nicelikleri arasındaki olası tüm ilişkiler incelendiğinde yıldızların zonklama genlikleri ile metal bollukları ve $\log g$ değerleri arasında negatif bir ilişki olabileceği belirtilmiş ve ξ parametresi ile zonklama dönemi arasındaki olası pozitif ilişki bulunmuştur. Fakat bu ilişkiler kesin değildir. Kesinliğinin onaylanabilmesi için daha çok yıldızın incelenmesine yapılmasına ihtiyaç duyulmaktadır.

γ Dor yıldızlarının temel atmosfer parametreleri elde edildikten sonra bu sistemlerin element bollukları da belirlenmiştir. Her bir sistemin element bolluğu belirlendikten sonra saf γ Dor ve aday γ Dor yıldızlarının element bolluklarının ortalaması alınıp her bir gruba ait tek bir bolluk grafiği elde edilmiştir. Elde edilen bu bolluk grafikleri birbirleri ile ve zonklama göstermeyen F tayf türü yıldızlarla kıyaslanmıştır. Kıyaslamalar sonucunda hiçbir sistemin bolluk grafiklerinde dikkate değer farklılıklar görülmemiştir.

γ Dor yıldızları çalışmasının son aşamasında, yıldızların elde edilen atmosfer parametrelerinden yararlanılarak sistemlerin $\log T_{\text{eff}} - \log g$ diyagramındaki konumları gösterilmiştir. Bu gösterim sonucunda yıldızların bir kısmının γ Dor kararsızlık kuşağı içerisinde bulunduğu görülürken, diğerlerinin δ Sct kararsızlık kuşağı içinde olduğu görülmüştür. Genel olarak yıldızların γ Dor kararsızlık kuşağının mavi kenarında kümelenedikleri görülmüştür. Ayrıca aday γ Dor sistemi olarak tanımlanan HD104860

sisteminin de hem konumu gereği hem de atmosfer parametreleri gereği γ Dor türü bir değişen olamayacağı da vurgulanmıştır.

γ Dor yıldızları ile ilgili olan çalışmanın ardından bu kez de bazı δ Sct yıldızları incelenmiştir. Bu çalışmada sekiz adet tek ve altı adet çift sistem üyesi olan δ Sct yıldızlarının tayfsal analizlerine yer verilmiştir. γ Dor yıldızları çalışmasında olduğu gibi bu sistemlerde de öncelikle girdi atmosfer parametreleri çeşitli fotometrik sistemler yardımıyla elde edilmiştir. Fakat bu yıldızlarda tayf çözünürlüğünün ve S/N oranlarının çok yüksek olmaması nedeniyle sonuç T_{eff} ve $\log g$ atmosfer parametreleri hidrojen çizgisi analizi ile elde edilmiştir. Bu analizler sonucun hem tek hem de çift sistem üyesi olan δ Sct yıldızlarının, her ne kadar tek sistemlerde iki adet sıcak yıldız bulunsa da (9400 K), hemen hemen aynı T_{eff} değerlerinde olduğu ve bu T_{eff} değerlerinde 7100 ile 9400 K aralığında değiştiği görülmüştür. Sistemlerin sadece birkaçı için $\log g$ parametresi elde edilebilmiştir. Bu parametrenin değeri de 3,9 ile 4,1 dex aralığında değişmektedir. Yıldızların v_{sini} değerleri incelendiğinde bu değerlerin tek ve çift sistemler için pek bir farklılık göstermediği ve 9 ile 180 km/s aralığında olduğu bulunmuştur. Tek ve çift sistem üyesi δ Sct yıldızlarının aralarında pek farklılık bulunmamasının nedeni bu çalışmada yer alan örneklerin azlığındandır. Daha sonra yapılan katalog çalışmasında bu farklılık detaylı olarak verilmiştir. Yıldızların metal bollukları incelendiğinde, çift sistemlerin çoğunun güneş bolluğuna yakın değerleri varken, bu sistemler içerisinde olan XX Cep'in metalce zengin bir sistem olduğu görülmüştür. Tek δ Sct yıldızlarının metal bollukları ise daha geniş bir aralıkta bulunmaktadır. Metalce fakir ve zengin yıldızlarda analiz edilen sistemler içerisinde mevcuttur. Bu çalışmanın son aşamasında yıldızların $\log T_{\text{eff}} - \log g$ diyagramı üzerindeki konumları gösterilmiştir ve bu incelemede analiz edilen tüm çift sistem üyesi δ Sct yıldızlarının, δ Sct kararsızlık kuşağı içinde olduğu bulunurken, tek sistemlerden birkaçının kararsızlık kuşağının sınırları dışında olduğu görülmüştür.

Çift sistem üyesi δ Sct yıldızlarının özelliklerini ve tek δ Sct yıldızları ile olan farklılıklarını irdeleyebilmek için tez kapsamında tutulma gösteren çift sistemlerin katalog çalışmasına da yer verilmiştir. Bu katalog çalışmasında 92 adet ayrık ve yarı-ayrık sistemin her iki bileşenine ait temel parametreler, atmosfer parametreleri ve çift sistemin yörünge parametreleri derlenmiştir. Bu kapsamlı katalog sayesinde tutulma gösteren çift sistemlerdeki δ Sct yıldızlarının genel özellikleri incelenmiştir. Bu incelemelere göre bu sistemlerin tayf türü aralığının A0 ile F5 aralığında değiştiği ve bu tayf türü aralığının tek δ Sct yıldızları içinde aynı olduğu görülmüştür.

Liakos ve Niarchos (2017) çalışmalarında tek ve çift sistem üyesi olan δ Sct yıldızları arasında zonklama özelliği olarak bir farklılık olmadığını belirtmiştir fakat yapılan bu çalışmada tek ve çift sistem üyesi δ Sct yıldızlarının zonklama özellikleri arasında farklılıklar olduğu bulunmuştur. Çalışmamız sonucunda tek δ Sct yıldızlarının çift sistemlere göre daha yüksek genlik ve uzun zonklama dönemleri ile zonkladıkları görülmüştür. Tek ve çift sistem üyesi δ Sct yıldızlarındaki zonklama özelliklerindeki bu farklılık bize çift sistemden kaynaklanan etkilerin zonklama üzerinde ne kadar baskın olduğunu göstermektedir. Çift sistemin zonklama üzerine olan etkileri aynı zamanda ayrık ve yarı-ayrık sistemlerin zonklama dönemleri kıyasladığında da görülmüştür. Bu kıyaslamada ayrık sistemlerde bulunan δ Sct yıldızlarının yarı-ayrık sistemlerde bulunan δ Sct yıldızlarına kıyasla daha uzun dönemlerle zonklama gösterdiği bulunmuştur. Ayrık sistemlerde zonklayan ve zonklamayan bileşenler arasındaki uzaklık yarı-ayrıklara göre genel olarak daha çok olduğundan ikinci bileşenin zonklayan bileşen üzerine etkisi daha az olmaktadır ve böylelikle yıldız daha rahat zonklayabilecektir.

Tek ve çift sistem üyesi δ Sct yıldızlarının dönme hızları da kıyaslanmıştır. Bu kıyaslamada tek δ Sct yıldızlarının çift sistemlerde bulunanlara göre daha hızlı döndüğü belirlenmiştir. Bu farklılığın temel olarak ikinci bileşenden kaynaklanan kütle aktarımı ve dönme dolanma kilitlenmesi nedeniyle olduğu düşünülmektedir.

Çift sistemlerde bulunan δ Sct yıldızlarının temel parametreleri ise sırası ile şu aralıkta elde edilmiştir, T_{eff} değeri 6750 ile 9660 K aralığında, $\log g$ değeri 3,40 ile 4,38 dex aralığında, M değeri 1,46 ile 3,30 M_{\odot} aralığında ve R değerleri ise 1,54 ile 4,26 R_{\odot} aralığında bulunmuştur.

Çift sistem üyesi olan δ Sct yıldızlarının zonklamaları üzerine etki eden faktörleri incelemek için bu yıldızların katalogda derlenen parametreleri ile zonklama dönem ve genlikleri arasındaki ilişkiler incelenmiştir. Öncelikle literatürde bilinen zonklama dönemi ve yörünge dönemi arasındaki ilişki kontrol edilmiş ve zonklama döneminin artan yörünge dönemleri ile doğru orantılı olarak arttığı görülmüştür. Bu parametreler için elde edilen korelasyon literatürde en son Liakos ve Niarchos (2017) tarafından verilen korelasyon ile kıyaslanmıştır. Liakos ve Niarchos (2017) yaptıkları çalışmada çift sistem öğelerinin zonklama dönemi üzerindeki etkisinin 13 günden daha büyük yörünge dönemleri için etkin olmadığını belirtmiştir. Fakat bizim çalışmamızda bu sınırın geçerli olmadığı gösterilmiştir. 13 günden daha büyük yörünge dönemine sahip sistemlerinde zonklama - yörünge dönemi korelasyonuna uydukları gösterilmiş, hatta yörünge döneminin 26 güne

kadar uzayan değerlerinde bile korelasyondan sapma olmadığı gösterilmiştir.

Tutulma gösteren çift sistemlerde bulunan δ Sct yıldızları için yapılan diğer incelemelerde de bu yıldızların zonklama döneminin artan T_{eff} ve $\log g$ değerleri ile birlikte azaldığı görülmüştür. Bu sistemler için $\log g$ ile zonklama dönemi arasındaki ilişki daha önceden biliniyorken T_{eff} ile zonklama dönemi arasındaki ilişki ilk kez bu çalışmada verilmiştir. Zonklama dönemi ile $\log g$ parametresi arasında bu çalışmada bulunan ilişki daha önce literatürde tek δ Sct yıldızları için bulunan ve en son çift sistemlerdeki δ Sct yıldızları için bulunan ilişki ile kıyaslanmıştır. Bu incelemede tek δ Sct yıldızları için bulunan $\log g$ – zonklama dönemi ilişkisinin, bizim bulduğumuz ilişki ile uyumlu olduğu fakat çift sistem üyesi olan δ Sct yıldızları için yapılan çalışmada (Liakos ve Niarchos, 2017) bulunan korelasyonda oldukça farklı olduğu görülmüştür. Bunun nedeni ise yapılan çalışmalarda tüm çift sistemlerde bulunan δ Sct yıldızlarını ele alınması ve dolayısıyla sistemlerin temel parametrelerinin duyarlılığının daha düşük olmasıdır.

Çift sistemlerdeki δ Sct yıldızlarının incelenmesinde aynı zamanda R ve M parametreleri ile zonklama dönemi arasında sırasıyla pozitif ve negatif ilişkiler bulunmuştur. Bunu yanı sıra, yarı-ayrık sistemlerde q parametresinin zonklamaya etkisi olmadığı görülürken, ayrık sistemlerde artan q değerleri ile birlikte zonklama dönemlerinin arttığı da görülmüştür. Ayrıca zonklama dönemi ile $v \sin i$ parametresi arasındaki ilişki incelendiğinde de $v \sin i$ parametresinin ayrık sistemlerde zonklama üzerine negatif bir etkisi olduğu bulunmuştur. Son olarak da çift sistemlerdeki δ Sct yıldızlarının zonklamaları üzerine f parametresinin etkisi incelenmiş ve bu parametrenin teoride verilenin tam tersi etki yaptığı, zonklama dönemlerini azalttığı görülmüştür.

Tutulma gösteren çift sistemlerde bulunan δ Sct yıldızlarının $\log T_{\text{eff}} - \log g$ diyagramındaki konumları da incelenmiştir. Bu inceleme sonucunda yıldızların büyük bir çoğunluğunun δ Sct kararsızlık kuşağı içerisinde bulunduğu görülmüştür.

Çalışmanın son aşamasında ise *Kepler* veri tabanından seçilen ve maksimumlarında değişimler gösteren KIC 10486425 yıldızının ışık ve frekans analizlerine yer verilmiştir. Bu çalışma ile bu sistemin ilk kez yörünge parametreleri belirlenmiştir. Işık eğrisi modellenmesinden sonra tutulmadan arındırılan ışık eğrisine frekans analizi yapılmış ve sistemin 116 adet $4\text{-}\sigma$ gürültü sınırı üzerinde frekansı bulunmuştur. Elde edilen frekanslar incelendiğinde ise yıldızın 0,76 gün dönemli γ Dor türü zonklamalar gösteren bir çift sistem olduğu tespit edilmiştir.

Çift sistemlerde bulunan γ Dor yıldızları içinde zonklama dönemi ile yörünge

dönemi arasında ve zonklama dönemi ile $\log g$ parametresi arasında bir bağıntı bulunmuştur (Çakırlı ve ark., 2017). Bu bağıntılara göre, zonklayan bileşenlerin zonklama periyodunun artan yörünge periyodu ile birlikte büyüdüğü ve zonklama döneminin $\log g$ değerleri ile birlikte azaldığı görülmüştür. KIC 10486425 sisteminin Çakırlı ve ark. (2017) tarafından hesaplanan korelasyonla uyumlu olduğu gösterilmiştir.



KAYNAKLAR

- Adelman S. J., Pyper D. M., Shore S. N., White R. E., Warren W. H. Jr., 1989. A catalog of stellar spectrophotometry. *Astronomy and Astrophysics Supplement*, 82 : 22. p.
- Aerts C., Eyer L., Kestens E., 1998. The discovery of new gamma Doradus stars from the HIPPARCOS mission. *Astronomy and Astrophysics*, 337 : 790 p.
- Aerts C., Christensen-Dalsgaard J., Kurtz, Donald W., 2010. *Asteroseismology*, Astronomy and Astrophysics Library, 45-55.
- Alekseeva G. A., Arkharov A. A., Galkin V. D., Hagen-Thorn E. I., Nikanorova I. N., Novikov V. V., Novopashenny V. B., Pakhomov V. P., Ruban E. V., Shchegolev D. E., 1996. The Pulkovo Spectrophotometric Catalog of Bright Stars in the Range from 320 TO 1080 NM. *Baltic Astronomy*, 5 : 603 p.
- Alfonso-Garzon J., Montesinos B., Moya A., Mas-Hesse J. M., Martín-Ruiz S., 2014. OMC/INTEGRAL photometric observations of pulsating components in eclipsing binaries and characterization of DY Aqr. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 443 : 3022 p.
- Ammler-von Eiff M., Reiners A., 2012. New measurements of rotation and differential rotation in A-F stars: are there two populations of differentially rotating stars?. *Astronomy and Astrophysics*, 542 : 116 p.
- Amores E. B., Lepine J. R. D., 2005. Models for Interstellar Extinction in the Galaxy. *The Astronomical Journal*, 130 : 659 p.
- Asplund M., Grevesse N., Sauval A. J., Scott P., 2009. The Chemical Composition of the Sun. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 47 : 481 p.
- Baglin A., Chaintreuil S., 2006. The CoRoT Data Centre: CDC, "Proceedings of "The CoRoT Mission Pre-Launch Status - Stellar Seismology and Planet Finding" (ESA SP-1306), 1306 : 279 p.
- Balona L. A., Böhm T., Foing B. H., Ghosh K. K., Janot-Pacheco E., Krisciunas K., Lagrange A.-M., Lawson W. A., James S. D., Baudrand J., diğer 4 yazar, 1996. Line profile variations in γ Doradus. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 281 : 1315 p.

- Balona L. A., Dziembowski W. A., 2011. Kepler observations of δ Scuti stars. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 417 : 591 p.
- Balona L. A., Guzik J. A., Uytterhoeven K., Smith J. C., Enenbaum P., Twicken J. D., 2011. The Kepler view of γ Doradus stars. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 415 : 3531 p.
- Balona L. A., 2014. Low frequencies in Kepler δ Scuti stars. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 437 : 1476 p.
- Breger M., 1976. Catalog of spectrophotometric scans of stars. *Astrophysical Journal, Suppl. Ser.*, 32 : 7 p.
- Breger M., 1979. Delta Scuti and related stars. *Astronomical Society of the Pacific, Publications*, 91 : 5 p.
- Breger M., 1980. Delta Scuti stars and Dwarf Cepheids - Review and pulsation modes. *International Astronomical Union, Colloquium on Stellar Hydrodynamics*, 27 : 361 p.
- Breger M., 1990. Uncertainties in the calculated pulsation constant Q . *Delta Scuti Star Newsletter*, 2 : 13 p.
- Breger M., Stich J., Garrido R., Martin B., Jiang S. Y., Li Z. P., Hube D. P., Ostermann W., Paparo M., Scheck M., 1993. Nonradial Pulsation of the Delta-Scuti Star Bu-Cancri in the Praesepe Cluster. *Astronomy and Astrophysics*, 271 : 482 p.
- Breger M., 2000. δ Scuti stars. *ASP Conference Series*, 210 : 3 p.
- Borucki W. J., Koch D. G., Dunham E. W., Jenkins J. M., 1997. The Kepler Mission: A Mission To Determine The Frequency Of Inner Planets Near The Habitable Zone For a Wide Range of Stars, Planets Beyond the Solar System and the Next Generation of Space Missions. *Proceedings of a workshop held at Space Telescope Science Institute, Baltimore, MD, October 16-18, 1996. ASP Conference Series*, 119 : 153 p.
- Boksenberg A., Evans R. G., Fowler R. G., Gardner I. S. K., Houziaux L., Humphries C. M., Jamar C., Macau D., Malaise D., Monfils A., diğer 4 yazar, 1973. The ultra-violet sky-survey telescope in the TD-IA satellite. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 163 : 291 p.

- Bouabid M.-P., Dupret M.-A., Salmon S., Montalbán J., Miglio A., Noels A., 2013. Effects of the Coriolis force on high-order g modes in γ Doradus stars. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 429 : 2500 p.
- Bowman Dominic M., Kurtz Donald W., 2014. Pulsational frequency and amplitude modulation in the δ Sct star KIC 7106205. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 444 : 1909 p.
- Brown Timothy M., Latham David W., Everett Mark E., Esquerdo Gilbert A., 2011. Kepler Input Catalog: Photometric Calibration and Stellar Classification. *Astronomical Journal*, 142: 112 p.
- Burnashev V. I., 1985. Catalogue of data on energy distribution in spectra of stars in a uniform spectrophotometric system. *Abastumanskaya Astrofiz. Obs.*, 59 : 83 p.
- Bruntt H., De Cat P., Aerts C., 2008. A spectroscopic study of southern (candidate) γ Doradus stars. II. Detailed abundance analysis and fundamental parameters. *Astronomy and Astrophysics*, 478 : 487 p.
- Casertano S., Riess Adam G., Bucciarelli B., Lattanzi Mario G., 2017. A test of Gaia Data Release 1 parallaxes: implications for the local distance scale. *Astronomy and Astrophysics*, 599 : 67 p.
- Castelli F., 2005. ATLAS12: how to use it. *Memorie della Società Astronomica Italiana Supplement*, 8 : 25 p.
- Catanzaro G., Leone F. ve Dall T. H., 2004. Balmer lines as T_{eff} and $\log g$ indicators for non-solar composition atmospheres. An application to the extremely helium-weak star HR 6000. *Astronomy and Astrophysics*, 425 : 641 p.
- Catanzaro G., Ripepi V., Bernabei S., Marconi M., Balona L., Kurtz D. W., Smalley B., Borucki W. J., Bruntt H., Christensen-Dalsgaard, J., 2011. Atmospheric parameters and pulsational properties for a sample of δ Sct, γ Dor and hybrid Kepler targets. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 411: 116 p.
- Chang S.-W., Protopapas P., Kim D.-W., Byun Y.-I., 2013. Statistical Properties of Galactic δ Scuti Stars: Revisited. *Astronomical Journal*, 145 : 132 p.
- Chapellier E., Mathias P., 2013. The CoRoT star ID100866999: a hybrid γ Doradus- δ

- Scuti star in an eclipsing binary system. *Astronomy and Astrophysics*, 557 : 87 p.
- Chevalier C., 1971. Evolution and Pulsation of δ -Scuti Stars. *Astrophysical Letters*, 8 : 179 p.
- Christensen-Dalsgaard J., 2000. An Introduction to the Theory of δ Scuti Stars. Reference Handbook and Proceedings of the 6th Vienna Workshop in Astrophysics, held in Vienna, Austria, 4-7 August, 187 p.
- Christensen-Dalsgaard J., Arentoft T., Brown T. M., Gilliland R. L., Kjeldsen H., Borucki W. J., Koch D., 2008. Kepler. *Communications in Asteroseismology*, 157 : 266 p.
- Claret A., Rodriguez E., Rolland A., Lopez de Coca P., 1990. Mass Determination for High Amplitude δ SCT Stars Confrontation Between Stellar Pulsation and Evolution. *ASP Conference Series*, 11 : 481 p.
- Cox Arthur N., 2000. *Allen's astrophysical quantities* (4th ed.), New York: AIP Press; Springer, 399 – 400.
- Cox J. P. 1980, *Theory of Stellar Pulsation*, Princeton University Press, Princeton N.J., 200 – 250.
- Cousins A. W. J., Warren, P. R., 1963 Variable Stars Observed During the Cape Bright Star Programme. *Monthly Notes of the Astron. Soc. Southern Africa*, 22: 65 p.
- Cutri R. M., Skrutskie M. F., van Dyk S., Beichman C. A., Carpenter J. M., Chester T., Cambresy L., Evans T., Fowler J., Gizis J., diğer 15 yazar, 2003. 2MASS All Sky Catalog of point sources, *VizieR On-line Data Catalog: II/246*.
- Çakırlı Ö., İbanoglu C., 2016. V2653 Ophiuchii with a pulsating component and Ppuls-Perb, Ppuls-g correlations for γ -Dor type pulsators. *New Astronomy*, 45 : 36 p.
- Çakırlı Ö., İbanoglu C., Sipahi E., Akan M. C., 2017. V850 Cyg: An eclipsing binary with a giant γ Dor pulsator. *New Astronomy*, 52 : 96 p.
- De Cat P., Goossens K., Bouckaert F., Eyer L., Cuypers J., De Ridder J., Flanders, Aerts C., Dupret M.-A., Grigahcène A., Many Observers, 2006. Observational results for northern and southern (candidate) gamma Doradus stars. *Memorie della Società*

- Astronomica Italiana, 77 : 313 p.
- Devor J., Charbonneau D., O'Donovan Francis T., Mandushev G., Torres G., 2008. Identification, Classifications, and Absolute Properties of 773 Eclipsing Binaries Found in the Trans-Atlantic Exoplanet Survey. *The Astronomical Journal*, 135 : 850 p.
- Dubath P., Rimoldini L., Süveges M., Blomme J., López M., Sarro L. M., De Ridder J., Cuypers J., Guy L., Lecoœur I., diğer 7 yazar, 2011. Random forest automated supervised classification of Hipparcos periodic variable stars. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 414 : 2602 p.
- Dupret M.-A., Grigahcène A., Garrido R., Gabriel M., Noels A., 2004. Convection-Oscillations Interaction in F-G Type Main Sequence Stars. "Proceedings of the SOHO 14 / GONG 2004 Workshop (ESA SP-559). "Helio- and Asteroseismology: Towards a Golden Future". 12-16 July, 207 p.
- Dupret M.-A., Grigahcène A., Garrido R., Gabriel M., Scuflaire R., 2005. Convection-pulsation coupling. II. Excitation and stabilization mechanisms in δ Sct and γ Dor stars. *Astronomy and Astrophysics*, 435 : 927 p.
- ESA, 1997. VizieR Online Data Catalog: The Hipparcos and Tycho Catalogues (ESA 1997), VizieR On-line Data Catalog: I/239.
- Eyer L., 1998. Analysis of data of the Hipparcos satellite (European Space Agency) PhD Dissertation (Doktora Tezi), Geneva University, İsviçre.
- Fath E. A., 1935. The Variability of δ Scuti. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 47 : 232.
- Fekel Francis C., Warner Phillip B., Kaye Anthony B., 2003. Spectroscopy of Early F Stars: γ Doradus Candidates and Possible Metallic Shell Stars. *The Astronomical Journal*, 125 : 2196 p.
- Fernie J. D., 1965. The Period-Radius Relation for Pulsating Variable Stars. II a Modification. *Astrophysical Journal*, 142 : 1072 p.
- Fossati L., Kolenberg K., Reegen P., Weiss W., 2008. Abundance analysis of seven δ Scuti stars. *Astronomy and Astrophysics*, 485 : 257 p.

- Gebran M., Monier R., Royer F., Lobel A., Blomme R., 2014. Microturbulence in A/F Am/Fm stars, Putting A Stars into Context: Evolution, Environment, and Related Stars, Proceedings of the international conference held on June 3-7, 2013 at Moscow M.V. Lomonosov State University in Moscow, Russia, 193 p.
- Gies D. R., Matson R. A., Guo Z., Lester K. V., Orosz J. A., Peters G. J., 2015. The Astronomical Journal, 150 : 178 p.
- Glushneva I. N., Kharitonov A. V., Kniazeva L. N., Shenavrin V. I., 1992. Secondary spectrophotometric standards. Astronomy and Astrophysics Supplement Series, 92 : 1 p.
- Gray David F., 2005. The Observation and Analysis of Stellar Photospheres (3rd ed.). Cambridge University Pres, UK. 461 p.
- Gray Richard O., 1999. SPECTRUM: A stellar spectral synthesis program, Astrophysics Source Code Library, 100002.
- Gray R. O., Graham P. W., Hoyt S. R., 2001. The Physical Basis of Luminosity Classification in the Late A-, F-, and Early G-Type Stars. II. Basic Parameters of Program Stars and the Role of Microturbulence. The Astronomical Journal, 121 : 2159 p.
- Gray R. O., Corbally C. J., Garrison R. F., McFadden M. T., Robinson P. E., 2003. Contributions to the Nearby Stars (NStars) Project: Spectroscopy of Stars Earlier than M0 within 40 Parsecs: The Northern Sample. I. The Astronomical Journal, 126 : 2048 p.
- Gray Richard O., Corbally Christopher J., 2009. Stellar Spectral Classification, Princeton University Press, 2009. ISBN: A 978-0-691-12511-4.
- Grigahcene A., Uytterhoeven K., Antoci V., Balona L., Catanzaro G., Daszyńska-Daszkiewicz J., Guzik J. A., Handler G., Houdek G., Kurtz D. W., diğer 32 yazar, 2010. Kepler observations: Light shed on the hybrid γ Doradus - δ Scuti pulsation phenomenon. Astronomische Nachrichten, 331 : 989 p.
- Guzik Joyce A., Kaye Anthony B., Bradley Paul A., Cox Arthur N., Neuforge C., 2000. Driving the Gravity-Mode Pulsations in γ Doradus Variables. The Astrophysical Journal, 542 : 57 p.

- Hambleton K. M., Kurtz D. W., Prša A., Guzik J. A., Pavlovski K., Bloemen S., Southworth J., Conroy K., Littlefair S. P., Fuller J., 2013. KIC 4544587: an eccentric, short-period binary system with δ Sct pulsations and tidally excited modes. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 434 : 925 p.
- Handler G., 1999. The domain of γ Doradus variables in the Hertzsprung-Russell diagram. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 309 : 19 p.
- Handler G., Shobbrook R. R. 2002. On the relationship between the δ Scuti and γ Doradus pulsators. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 333 : 251 p.
- Handler G., Balona L. A., Shobbrook R. R., Koen C., Bruch A., Romero-Colmenero E., Pamyatnykh A. A., Willems B., Eyer L., James D. J., Maas T., 2002. Discovery and analysis of p-mode and g-mode oscillations in the A-type primary of the eccentric binary HD 209295. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 333 : 262 p.
- Handler G., 2012. Hybrid Pulsators among A/F-type Stars, *Progress in Solar/Stellar Physics with Helio- and Asteroseismology. Proceedings of a Fujihara Seminar held at Hakone, Japan, 13-17 March*, 111 p.
- Hareter M., Fossati L., Weiss W., Suárez J. C., Uytterhoeven K., Rainer M., Poretti E., 2011. Looking for a Connection between the Am Phenomenon and Hybrid δ Sct - γ Dor Pulsation: Determination of the Fundamental Parameters and Abundances of HD 114839 and BD +18 4914. *The Astrophysical Journal*, 743 : 153 p.
- Hartman J. D., Gaudi B. S., Holman M. J., McLeod B. A., Stanek K. Z., Barranco J. A., Pinsonneault M. H., Kalirai J. S., 2008. Deep MMT Transit Survey of the Open Cluster M37. II. Variable Stars. *The Astrophysical Journal*, 675 : 1254 p.
- Hearnshaw J. B., Barnes S. I., Frost N., Kershaw G. M., Graham G., Nankivell G. R., 2003. HERCULES: A High-resolution Spectrograph for Small to Medium-sized Telescopes. *Astronomical Society of the Pacific*, 289 : 11 p.
- Henry Gregory W., Fekel Francis C., Kaye Anthony B., Kaul A., 2001. 10 New γ Doradus and δ Scuti Stars. *Astronomical Journal*, 122 : 3383 p.
- Henry Gregory W., Fekel Francis C., 2002. Six New γ Doradus Stars. *The Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 114 : 988 p.

- Henry Gregory W., Fekel Francis C., 2003. A Dozen New γ Doradus Stars. *Astronomical Journal*, 126 : 3058 p.
- Henry Gregory W., Fekel Francis C., Henry Stephen M., 2005. Eleven New γ Doradus Stars. *Astronomical Journal*, 129 : 2815 p.
- Henry Gregory W., Fekel Francis C., 2005. HD 8801: A Unique Single Am Star with γ Doradus and δ Scuti Pulsations. *The Astronomical Journal*, 129 : 2026 p.
- Henry Gregory W., Fekel Francis C., Henry Stephen M., 2007. Photometry and Spectroscopy of 11 γ Doradus Stars. *The Astronomical Journal*, 133 : 1421 p.
- Henry Gregory W., Fekel Francis C., Henry Stephen M., 2011. A Volume-limited Photometric Survey of 114 γ Doradus Candidates. *The Astronomical Journal*, 142 : 39 p.
- Houdek G., Balmforth N. J., Christensen-Dalsgaard J., Gough D. O., 1999. Amplitudes of stochastically excited oscillations in main-sequence stars. *Astronomy and Astrophysics*, 351 : 582 p.
- İbanoğlu C., Taş G., Sipahi E., Evren S., 2007. VZ CVn: a close binary system with γ Doradus-like variations. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 376 : 573 p.
- Kahraman Aliçavuş F., Niemczura E., De Cat P., Soyduğan E., Kolaczowski Z., Ostrowski J., Telting J. H., Uytterhoeven K., Poretti E., Rainer M., Suarez J. C., Mantegazza L., Kilmartin P., Pollard K. R., 2016. Spectroscopic Survey of γ Doradus Stars I. Comprehensive atmospheric parameters and abundance analysis of γ Doradus stars. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 458 : 2307 p.
- Kaye Anthony B., Handler G., Krisciunas K., Poretti E., Zerbi Filippo M., 1999. Gamma Doradus Stars: Defining a New Class of Pulsating Variables. *The Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 111 : 840 p.
- King Jeremy R., Schuler Simon C., 2005. *The Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, High-Resolution Spectroscopy of Ursa Major Moving Group Stars 117 : 911 p.
- Koch David G., Borucki William J., Basri Gibor, Batalha Natalie M., Brown Timothy M.,

- Caldwell D., Christensen-Dalsgaard J., Cochran, William D., DeVore E., Dunham Edward W., diğer 37 yazar, 2010. Kepler Mission Design, Realized Photometric Performance, and Early Science. *The Astrophysical Journal Letters*, 713 : 79 p.
- Koo Jae-Rim, Lee Jae W., Hong K., Kim Seung-Lee, Lee Chung-Uk, 2016. Time-series Spectroscopy of the Pulsating Eclipsing Binary XX Cephei. *The Astronomical Journal*, 151 : 77 p.
- Krisciunas K., Handler, G., 1995. A List of Variable Stars Similar to gamma Dor. *Information Bulletin on Variable Stars*, 4195 : 1p.
- Kurtz Donald W., Saio H., Takata M., Shibahashi H., Murphy Simon J., Sekii T., 2015. Asteroseismic measurement of surface-to-core rotation in a main-sequence star, *The Space Photometry Revolution - CoRoT Symposium 3, Kepler KASC-7 Joint Meeting, Toulouse, France, Volume 101*.
- Kurucz Robert L., Avrett Eugene H., 1981. *Solar Spectrum Synthesis. I. A Sample Atlas from 224 to 300 nm*, SAO Special Report #391.
- Kurucz R., 1993. Kurucz CD-ROM 13, Smithsonian Astrophysical Observatory, Cambridge, USA.
- Kurucz R., Bell B., 1995. *Atomic Line Data, Atomic Line Data (R.L. Kurucz and B. Bell) Kurucz CD-ROM No. 23*. Cambridge, Mass.: Smithsonian Astrophysical Observatory.
- Kurucz Robert L., 2014. *Model Atmosphere Codes: ATLAS12 and ATLAS9, Determination of Atmospheric Parameters of B-, A-, F- and G-Type Stars. Series: GeoPlanet: Earth and Planetary Sciences, ISBN: 978-3-319-06955-5*. Springer International Publishing (Cham), Edited by Ewa Niemczura, Barry Smalley and Wojtek Pych, pp. 39 : 51 p.
- Künzli M., North P., Kurucz R. L., Nicolet B., 1997. A calibration of Geneva photometry for B to G stars in terms of T_{eff} , $\log g$ and $[M/H]$. *Astronomy and Astrophysics Supplement*, 122 : 51 p.
- Landstreet J. D., Kupka F., Ford H. A., Officer T., Sigut T. A. A., Silaj J., Strasser S., Townshend A., 2009. Atmospheric velocity fields in tepid main sequence stars. *Astronomy and Astrophysics*, 503 : 973 p.

- Lenz P., Breger M., 2005. Period04 User Guide. Communications in Asteroseismology, vol. 146, 53 – 136 p.
- Liakos A., Niarchos P., Soyduğan E., Zasche P., 2012. Survey for δ Sct components in eclipsing binaries and new correlations between pulsation frequency and fundamental stellar characteristics. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 422 : 1250 p.
- Liakos A., Niarchos P., 2013. The oEA stars QY Aql, BW Del, TZ Dra, BO Her and RR Lep: photometric analysis, frequency search and evolutionary status. Astrophysics and Space Science, 343 : 123 p.
- Liakos A., Niarchos P., 2017. Catalogue and properties of δ Scuti stars in binaries. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 465 : 1181 p.
- Lucy L. B., 1967. Gravity-Darkening for Stars with Convective Envelopes. Zeitschrift für Astrophysik, 65 : 89 p.
- Martin S., Rodriguez E., 2000. Search for gamma Doradus variable stars in the Pleiades cluster. Astronomy and Astrophysics, 358 : 287 p.
- Maceroni C., Lehmann H., da Silva R., Montalbán J., Lee C.-U., Ak H., Deshpande R., Yakut K., Deboscher J., Guo Z., diğer 3 yazar, 2014. KIC 3858884: a hybrid δ Scuti pulsator in a highly eccentric eclipsing binary. Astronomy and Astrophysics, 563 : 59 p.
- Mashonkina L., 2011. Non-LTE Line Formation for Fe I and Fe II in the Atmospheres of A-F Type Stars, Magnetic Stars. Proceedings of the International Conference, held in the Special Astrophysical Observatory of the Russian AS, 314 p.
- Masana E., Jordi C., Ribas I., 2006. Effective temperature scale and bolometric corrections from 2MASS photometry. Astronomy and Astrophysics, 450 : 735 p.
- Mason Brian D., Hartkopf William I., Gies Douglas R., Henry Todd J., Helsel John W., 2009. The High Angular Resolution Multiplicity of Massive Stars. The Astronomical Journal, 137 : 3358 p.
- Mathias P., Chapellier E., Le Contel J.-M., Jankov S., Sareyan J.-P., Garrido R., Rodriguez E., Poretti E., Alvarez M., Arellano Ferro A., diğer 7 yazar, 2004. γ

- Doradus stars as Eddington targets: a spectroscopic study, In: Second Eddington Workshop: Stellar structure and habitable planet finding, 9 - 11 April 2003, Palermo, Italy, 355-358 p.
- Mayor M., Pepe F., Queloz D., Bouchy F., Rupprecht G., Lo Curto G., Avila G., Benz W., Bertaux J.-L., Bonfils X., diğer 22 yazar, 2003. Setting New Standards with HARPS. *The Messenger* (ISSN0722-6691), 114 : 20 p.
- Mermilliod J.-C., Mermilliod M., Hauck B., 1997. The General Catalogue of Photometric Data (GCPD). II. *Astronomy and Astrophysics Supplement*, 124 : 349 p.
- Moon T. T., Dworetzky M. M., 1985. Grids for the determination of effective temperature and surface gravity of B, A and F stars using uvby-beta photometry. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 217 : 305 p.
- Munari U., Zwitter T., 1997. Equivalent width of NA I and K I lines and reddening. *Astronomy and Astrophysics*, 318 : 269 p.
- Munoz Bermejo J., Asensio Ramos A., Allende Prieto C., 2013. A PCA approach to stellar effective temperatures. *Astronomy & Astrophysics*, 553 : 95 p.
- Neiner C., Lampens P., 2015. First discovery of a magnetic field in a main-sequence δ Scuti star: the Kepler star HD 188774. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 454 : 86 p.
- Niemczura E., Polubek G., 2006. Chemical composition of the pulsating Cephei star Peg, Proceedings of SOHO 18/GONG 2006/HELAS I, Beyond the spherical Sun (ESA SP-624). 7-11 August 2006, Sheffield, UK, 120 p.
- Niemczura E., Murphy S. J., Smalley B., Uytterhoeven K., Pigulski A., Lehmann H., Bowman D. M., Catanzaro G., van Aarle E., Bloemen S., 2015. Spectroscopic survey of Kepler stars. I. HERMES/Mercator observations of A- and F-type stars. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 450 : 2764 p.
- Özdarcan O., Çakırlı Ö., Akan C., 2016. V421 Pegasi: a detached eclipsing binary with a possible γ Doradus component. *New Astronomy*, 46 : 47 p.
- Paxton B., Bildsten L., Dotter A., Herwig F., Lesaffre P., Timmes F., 2011. Modules for Experiments in Stellar Astrophysics (MESA). *The Astrophysical Journal*

Supplement, 192 : 3 p.

Paxton B., Cantiello M., Arras P., Bildsten L., Brown Eward F., Dotter A., Mankovich C., Montgomery M. H., Stello D., Timmes F. X., Townsend R., 2013. Modules for Experiments in Stellar Astrophysics (MESA): Planets, Oscillations, Rotation, and Massive Stars. *The Astrophysical Journal Supplement*, 208 : 4 p.

Paxton B., Marchant P., Schwab J., Bauer Evan B., Bildsten L., Cantiello M., Dessart L., Farmer R., Hu H., Langer N., Townsend R. H. D., Townsley Dean M., Timmes, F. X., 2015. Modules for Experiments in Stellar Astrophysics (MESA): Binaries, Pulsations, and Explosions. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 220 : 15 p.

Piskunov N. E., Kupka F., Ryabchikova T. A., Weiss W. W., Jeffery C. S., 1995. VALD: The Vienna Atomic Line Data Base. *Astronomy and Astrophysics Supplement*, 112 : 525 p.

Poretti E., Garrido R., Amado P. J., Uytterhoeven K., Handler G., Alonso R., Martín S., Aerts C., Catala C., Goupil M. J., diğer 17 yazar, 2003. Preparing the COROT space mission: Incidence and characterisation of pulsation in the lower instability strip. *Astronomy and Astrophysics*, 406 : 203 p.

Pribulla T., Kreiner J. M., Tremko J., 2003. Catalogue of the field contact binary stars. *Contributions of the Astronomical Observatory Skalnaté Pleso*, 33 : 38 p.

Prince A., 1998. American association of variable star observers, Aralık 1998, https://www.aavso.org/vsots_mira, https://www.aavso.org/vsots_betaper.

Prsa A., Batalha N., Slawson Robert W., Doyle Laurance R., Welsh William F., Orosz Jerome A., Seager S., Rucker M., Mjaseth K., Engle Scott G., 5 diğer yazar, 2011. Kepler Eclipsing Binary Stars. I. Catalog and Principal Characterization of 1879 Eclipsing Binaries in the First Data Release. *The Astronomical Journal*, 141 : 83 p.

Raskin G., van Winckel H., Hensberge H., Jorissen A., Lehmann H., Waelkens C., Avila G., de Cuyper J.-P., Degroote P., Dubosson R., diğer 22 yazar, 2011. HERMES: a high-resolution fibre-fed spectrograph for the Mercator telescope. *Astronomy and Astrophysics*, 526 : 69 p.

- Rodriguez E., Lopez-González M. J., López de Coca P., 2000. A revised catalogue of delta Sct stars. *Astronomy and Astrophysics Supplement*, 144 : 469 p.
- Rodríguez E., Breger M., 2001. delta Scuti and related stars: Analysis of the R00 Catalogue. *Astronomy and Astrophysics*, 366 : 178 p.
- Rowe J. F., Matthews J. M., Cameron C., Bohlender D. A., King H., Kuschnig R., Guenther D. B., Moffat A. F. J., Rucinski S. M., Sasselov D., diğer 2 yazar, 2006. Discovery of hybrid γ Dor and δ Sct pulsations in BD+18 4914 through MOST spacebased photometry. *Communications in Asteroseismology*, 148 : 34 p.
- Rucinski S. M., 1969. The Proximity Effects in Close Binary Systems. II. The Bolometric Reflection Effect for Stars with Deep Convective Envelopes. *Acta Astronomica*, 19 : 2459 p.
- Rucinski Slavek M., 2002. The 7.5 Magnitude Limit Sample of Bright Short-Period Binary Stars. I. How Many Contact Binaries Are There?. *The Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 114 : 1124 p.
- Sana H., Evans Christopher J., 2011. The multiplicity of massive stars, Active OB stars: structure, evolution, mass loss, and critical limits. *Proceedings of the International Astronomical Union, IAU Symposium*, 272 : 474 p.
- Sekiguchi M., Fukugita M., 2000. A Study of the B-V Color-Temperature Relation. *The Astrophysical Journal*, 120 : 1072 p.
- Slawson Robert W., Prša Andrej, Welsh William F., Orosz Jerome A., Rucker Michael, Batalha Natalie, Doyle Laurance R., Engle Scott G., Conroy Kyle, Coughlin Jared, diğer 14 yazar, 2011. Kepler Eclipsing Binary Stars. II. 2165 Eclipsing Binaries in the Second Data Release. *The Astronomical Journal*, 142 : 160 p.
- Slechtsa M., Skoda P., 2002. Data acquisition at the 700mm CCD camera of the Ondşejov telescope coude spectrograph. *Publications of the Astronomical Institute of the Academy of Sciences of the Czech Republic (ISSN 1211-9105)*, 90 : 9 p.
- Smalley B., 2005. T_{eff} and $\log g$ determinations. *Memorie della Società Astronomica Italiana Supplement*, 8 : 130 p.
- Smith H. J., 1955. Low-luminosity intrinsic variables with periods less than 0.2 day.

- Astronomical Journal, 60 : 179.
- Soydugan E., Soydugan F., Demircan O. ve İbanoğlu C., 2006a. A catalogue of close binaries located in the δ Scuti region of the Cepheid instability strip. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 370 : 2013 p.
- Soydugan E., İbanoğlu C., Soydugan F., Akan M. C., Demircan O., 2006b. The connection between the pulsational and orbital periods for eclipsing binary systems. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 366 : 1289 p.
- Soydugan E., Soydugan F., Aliçavuş F., Erdem A., 2016. Oscillating classical Algol-type binary XZ Aql. New Astronomy, 46 : 40 p.
- Szatmary K., 1990. Pulsating Variable Stars in Binary Systems. The Journal of the American Association of Variable Star Observers, 19 : 52 p.
- Telting J. H., Avila G., Buchhave L., Frandsen S., Gandolfi D., Lindberg B., Stempels H. C., Prins S., NOT staff, 2014. Astronomische Nachrichten, 335 : 41 p.
- Thompson G. I., Nandy K., Jamar C., Monfils A., Houziaux L., Carnochan D. J., Wilson R., 1978. Catalogue of stellar ultraviolet fluxes. A compilation of absolute stellar fluxes measured by the Sky Survey Telescope (S2/68) aboard the ESRO satellite TD-1, AA (Liege University).
- Tkachenko A., Lehmann H., Smalley B., Debosscher J., Aerts C., 2012. Spectrum analysis of bright Kepler γ Doradus candidate stars. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 422 : 2960 p.
- Tkachenko A., Lehmann H., Smalley B., Uytterhoeven K., 2013a. Spectrum analysis of bright Kepler late B- to early F-stars. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 431 : 3685 p.
- Tkachenko A., Aerts C., Yakushechkin A., Debosscher J., Degroote P., Bloemen S., Pápics P. I., de Vries B. L., Lombaert R., Hrudkova M., diğer 3 yazar, 2013b. Detection of a large sample of γ Doradus stars from Kepler space photometry and high-resolution ground-based spectroscopy. Astronomy & Astrophysics, 556: 52 p.
- Turner G. H., 2011. The Connection Between Delta Scuti Stars and Close Binary Parameters, Msc Dissertation (Yüksek Lisans Tezi), Ball State University, Muncie,

Indiana, USA.

- Uytterhoeven K., Mathias P., Poretti E., Rainer M., Martín-Ruiz S., Rodríguez E., Amado P. J., Le Contel D., Jankov S., Niemczura E., 15 diğer yazar, 2008. The γ Doradus CoRoT target HD 49434. I. Results from the ground-based campaign. *Astronomy and Astrophysics*, 489 : 1213 p.
- Uytterhoeven K., Moya A., Grigahcene A., Guzik J. A., Gutierrez-Soto J., Smalley B., Handler G., Balona L. A., Niemczura E., Fox Machado L., diğer 31 yazar, 2011a. The Kepler characterization of the variability among A- and F-type stars. I. General overview. *Astronomy and Astrophysics*, 534, 125 p.
- Uytterhoeven K., Mathias P., Baglin A., Rainer M., Poretti E., Amado P., Chapellier E., Mantegazza L., Pollard K., Suarez J. C., diğer 8 yazar, 2011b. The variability of the CoRoT target HD171834: gamma Dor pulsations and/or activity?, eprint arXiv:1111.1840
- Valenti J. A., Piskunov N. E., 1996. Spectroscopy Made Easy, M.A.S.S.; Model Atmospheres and Spectrum Synthesis ASP Conference Series; Vol. 108, 175 p.
- van Hamme W., Wilson R. E., 2003. Stellar atmospheres in eclipsing binary models, GAIA Spectroscopy: Science and Technology, ASP Conference Proceedings, Vol. 298, held 9-12 September 2002 at La Residenza del Sole Congress Center, Gressoney St. Jean, Aosta, Italy. Edited by Ulisse Munari. ISBN: 1-58381-145-1, 323 p.
- van Leeuwen F., 2007. Validation of the new Hipparcos reduction. *Astronomy and Astrophysics*, 474 : 653 p.
- Van Reeth T., Tkachenko A., Aerts C., Pápics P. I., Degroote P., Debosscher J., Zwintz K., Bloemen S., De Smedt K., Hrudkova M., diğer 2 yazar, 2015. Detecting non-uniform period spacings in the Kepler photometry of γ Doradus stars: methodology and case studies. *Astronomy and Astrophysics*, 574 : 17 p.
- Varenne O., Monier R., 1999. Chemical abundances of A and F-type stars: the Hyades open cluster. *Astronomy and Astrophysics*, 351 : 247 p.
- Walker G., Matthews J., Kuschnig R., Johnson R., Rucinski S., Pazder J., Burley G., Walker A., Skaret K., Zee R., diğer 6 yazar, 2003. The MOST Asteroseismology Mission: Ultraprecise Photometry from Space. *The Publications of the Astronomical*

- Society of the Pacific, 115 : 1023 p.
- Wamsteker W., Skillen I., Ponz J. D., de la Fuente A., Barylak M., Yurrita I., 2000, INES: Astronomy Data Distribution for the Future. *Astrophysics and Space Science*, 273 : 155.
- Warner Phillip B., Kaye Anthony B., Guzik Joyce A., 2003. A Theoretical γ Doradus Instability Strip. *The Astrophysical Journal*, 593 : 1049 p.
- Wenger M., Ochsenbein F., Egret D., Dubois P., Bonnarel F., Borde S., Genova F., Jasniewicz G., Laloë S., Lesteven S., Monier R., 2000. The SIMBAD astronomical database. The CDS reference database for astronomical objects. *Astronomy and Astrophysics Supplement*, 143 : 9 p.
- Woodgate B. E., Kimble R. A., Bowers C. W., Kraemer S., Kaiser M. E., Danks A. C., Grady J. F., Loiacono J. J., Brumfield M., Feinberg L., diğer 34 yazar, 1998. The Space Telescope Imaging Spectrograph Design. The Publications of the Astronomical Society of the Pacific, 110 : 1183 p.
- Zhang X. B., Luo C. Q., Fu J. N., 2013. On the Pulsational-Orbital-period Relation of Eclipsing Binaries with δ -Sct Components. *The Astrophysical Journal*, 777 : 77 p.
- Zwitter T., Munari U., Marrese P. M., Prša A., Milone E. F., Boschi F., Tomov T., Siviero A., 2003. Evaluating GAIA performances on eclipsing binaries . II. Orbits and stellar parameters for V781 Tau, UV Leo and GK Dra. *Astronomy and Astrophysics*, 404 : 333 p.



EK 1. Tutulma Gösteren Çift Sistemlerdeki δ Sct Yıldızları Katalogu 1. Kısım; Yıldızların Genel Özellikleri.

HD	HIP	İsim	V (kadir)	Tayf türü	Paralaks Hiparcos (mas)	Hata	Paralaks Gaia (mas)	Hata	Tür
		CZ Aqr	11,1	A5					SD
211705		DY Aqr	10,49	A1/2 III			1,83	0,75	SD
354963	99309	QY Aql	11,89	F0			1,74	0,87	SD
	73612	EW Boo	10,26	A0	1,87	1,38	2,23	0,26	SD
		YY Boo	11,58	A4+K4IV			1,17	0,23	SD
57167	35487	R Cma	5,7	F2 III/IV	23,38	0,54	23,3	0,59	SD
	37440	Y Cam	10,6	A9IV+K1IV	2,97	1,53	0,82	0,3	SD
194168		TY Cap	10,36	A5 III			1,95	0,55	SD
	12235	AB Cas	10,32	A3 V	3,67	1,31	2,91	0,22	SD
		IV Cas	11,34	A2			1,06	0,4	SD
17138	13133	RZ Cas	6,26	A3 V	15,44	0,38	14,99	0,34	SD
222217	116648	XX Cep	9,18	A7V	4,08	0,82	3,17	0,23	SD
	7417	WY Cet	9,28	F0V	2,19	1,56	4,64	0,73	SD
75747	42794	RS Cha	6,07	A7V	10,77	0,24			D
		UW Cyg	10,86	A7/A6 IV			1,6	0,3	SD
	100198	V346 Cyg	12,22	A5	2,57	2,41	1,11	0,22	SD
		V469 Cyg	12,33	B8+F0					SD
		BW Del	11,28	F					SD
152028	82056	GK Dra	8,77	G0	2,66	0,59	3,03	0,22	D
172022	91052	HL Dra	7,36	A6IV	6,83	0,42	6,24	0,24	SD
173977	919893	HN Dra	8,07	F2	5,33	0,53	3,88	0,23	D
187708	97263	HZ Dra	8,14	A8/A7 V	6,59	0,56	4,89	0,29	D
238811		SX Dra	10,4	A7V+ K7IV			1,16	0,27	SD
139319	76196	TW Dra	7,46	A5+K0III	7,21	2,03	5,9	0,24	SD
		TZ Dra	9,32	A7V			3,96	0,25	SD
21985	164496	AS Eri	8,3	A1V	5,63	0,83	5,06	0,51	SD
		TZ Eri	9,61	A5			3,27	0,34	SD
		GSC 3889-202	10,39	A7 V-IV			1,27	0,24	SD
		GSC 4293-432	10,56	A7+K3					SD
		OO Dra	11,39				1,54	0,29	D
		GSC 4588-883	11,31	A9 IV + K4 III			0,94	0,48	SD
62571		GSC 4843-2140	8,83	F0-F2					SD
99612		AK Crt	11,28	A5/9 II/III			1,81	0,48	D
172189		GSC 455-1084	8,73	A6V-A7V					D
220687		GSC 5825-1038	9,6	A2 III			2,31	0,42	D
336759		BO Her	11,14	A7			1,51	0,3	SD
		CT Her	11,32	A3V			0,83	0,46	SD
		EF Her	11,53	A0			1,14	0,26	SD
		TU Her	11,14	A5			1,84	0,22	SD
	85057	V948 Her	8,91	F2			6,15	0,26	D
232486	7666	GSC 3671-1094	9,64	A5	3,27	1,38	3,07	0,25	D

EK 1.'in devamı.

		AI Hya	9,35	F2m+F0V			1,88	0,35	D
78014	44632	RX Hya	9,56	A5 III	2,01	3,08	3,8	0,33	SD
		KIC 10661783	9,53	A2			1,94	0,26	SD
		AU Lac	11,81	A5			1,6	0,28	SD
		WY Leo	10,89	A2			1,51	0,49	SD
	47178	Y Leo	10,07	A3V	3,33	1,53	2,5	0,26	SD
33789		RR Lep	10,14	A4 III			2,2	0,35	SD
		CL Lyn	9,77	A8 IV	3,59	1,39	2,82	0,25	SD
198103		VY Mic	9,54	A4 III/IV			1,66	0,36	SD
	89579	V577 Oph	11,19	A			1,29	0,26	D
155002	83891	V2365 Oph	8,86	A2	5,53	1,02	3,54	0,29	SD
293808		FL Ori	11,42	A2			2,05	0,4	0D
		MX Pav	11,35	A5+K3IV			1,56	0,38	SD
		BG Peg	11,35	A2					SD
275604	16920	AB Per	9,72	F0	4,96	1,44			SD
		IU Per	10,56	A4			1,62	0,45	SD
		AO Ser	11,04	A2			2,19	0,41	SD
		AC Tau	11,09	A8			1,65	0,43	SD
		IZ Tel	12,2	A8+G8 IV			0,52	0,26	SD
		V1264 Cen	11,95	A7V			0,97	0,39	SD
115268	64636	IO UMa	8,21	A3	3,28	0,67	1,05	0,43	SD
	47279	VV UMa	10,28	A2V	2,56	1,67	2,45	0,38	SD
		BF Vel	10,62	A3			1,92	0,3	SD
248406		FR Ori	10,64	A7			2,53	0,86	SD
		KIC 4544587	10,83				1,36	0,41	D
		KIC 4739791	14,63	A7V					D
193740		XZ Aql	10,18	A2/3 II/III			2,03	0,44	SD
		V389 Cas	11,09						D
252973		V392 Ori	10,49	A5V			2,56	0,25	SD
	97600	V1464 Aql	8,68	A2V	5,24	1,13	4,12	0,48	SD
		V551 Aur	14,27	F					D
		CoRot 105906206	12,21				0,96	0,25	D
		V729 Aql	13,76						SD
		USNO-A2,0 1200-03937339	14,53						SD
		TYC 7053-566-1	11,51				1,09	0,23	SD
		AW Vel	10,7	A7			1,69	0,41	SD
		KIC 3858884	9,28	F5	2,49	1,06	1,78	0,22	D
		UZ Sge	11,4	A0					SD
12211	9383	X Tri	9	A7V	7,12	1,97	4,85	0,22	SD
		KIC 9851944	11,42						D
		KIC 6220497							SD
203069		RY Aqr	9,25	A7V			6,48	0,28	SD
151973		LT Her	10,55	A1			1,71	0,81	SD
		KIC 11401845					0	0	D
181469	94924	KIC 4150611	8	A2	7,87	0,59	7,73	0,46	D

EK 1.'in devamı.

		KIC 8569819							D
		KIC 10619109	11,9						SD
		KIC 11175495							SD
		GQ Dra							SD
		KIC 10686876	11,54	F0V					D
		KIC 06629588							D



EK 2. Tutulma Gösteren Çift Sistemlerdeki δ Sct Yıldızları Katalogu 2. Kısım. Yıldızların Zonklama ve Yörünge Parametrelerinden Bazıları.

İsim	Yörünge dönemi (gün)	Zonklama dönemi (gün)	Genlik _v (mkadir)	Hata	Genlik _B (mkadir)	Hata	i (°)	Hata	q	Hata	f
CZ Aqr	0,8628	0,0282			3,70	0,50	89,70	0,10	0,49	0,10	0,78
DY Aqr	2,1597	0,0428	9,40				75,40	0,50	0,31	0,20	0,49
QY Aql	7,2295	0,0938	9,40	0,20	11,80	0,20	88,60	0,50	0,25	0,20	0,40
EW boo	0,9063	0,0191	12,40	0,20	14,40	0,20	76,50	0,13	0,13	0,02	0,71
YY Boo	3,9331	0,0613	79,20	0,20	116,80	0,20	81,70	0,10	0,29	0,01	0,30
R Cma	1,1359	0,0471					81,70	0,20	0,14		0,54
Y Cam	3,3057	0,0665	12,20				85,60	0,10	0,24		0,53
TY Cap	1,4235	0,0413	15,60	0,70	18,50	0,70	80,40	0,20	0,52	0,10	0,71
AB Cas	1,3669	0,0583	19,60	0,90	22,20	0,10	88,26	0,14	0,19		0,54
IV Cas	0,9985	0,0306			3,40	0,20	87,47	0,05	0,41	0,01	0,78
RZ Cas	1,1953	0,0156	5,40	0,30	2,70	0,30	82,00	0,30	0,34	0,01	0,49
XX Cep	2,3373	0,0310	2,60	0,20	2,90	0,20	81,60	0,10	0,17	0,05	0,39
WY Cet	1,9397	0,0757		0,40	7,70	0,30	81,80	0,10	0,26	0,01	0,51
RS Cha	1,6699	0,0473					83,40	0,30			0,71
UW Cyg	3,4508	0,0359			1,90	0,20	87,10	0,10	0,14	0,10	0,32
V346 Cyg	2,7433	0,0502			30,00						
V469 Cyg	1,3125	0,0278	20,00				81,00	0,00	0,43	0,01	
BW Del	2,4231	0,0398	1,80	2,00	2,90	2,00	78,60	0,40	0,16	0,02	0,42
GK Dra	16,9600	0,1138					86,07	0,18	1,24	0,02	0,36
HL Dra	0,9443	0,0372	2,80	0,30	3,00	0,20	66,50	0,10	0,37	0,10	0,86
HN Dra	1,8008	0,1169	7,60				67,00				0,93
HZ Dra	0,7729	0,0196			4,00	0,40	72,00	0,30	0,12	0,04	0,77
SX Dra	5,1696	0,0440	23,60	0,30	34,60	0,40	85,30	0,14	0,37	0,02	0,32
TW Dra	2,8069	0,0530			10,00	0,00	86,80	0,30	0,41	0,01	0,58
TZ Dra	0,8660	0,0196	2,80	0,20	3,70	0,20	77,60	0,10	0,31	0,03	0,67
AS Eri	2,6641	0,0169									0,28
TZ Eri	2,6061	0,0534	7,30		8,30	0,01	87,69	0,07	0,18	0,01	0,31
GSC 3889-202	2,7107	0,0441	50,00		70,00						
GSC 4293-432	4,3844	0,1250	35,00		40,00						
OO Dra	1,2384	0,0239	4,20	0,20	4,90	0,30	85,66	0,14	0,10	0,00	0,56
GSC 4588-883	3,2586	0,0493					78,50	0,16			
GSC 4843-2140	3,2087	0,1141	41,70				73,04	0,00	0,66	0,02	
AK Crt	2,7788	0,0680	8-35								
GSC 455-1084	5,7017	0,0510					73,20	0,60	0,96	0,00	0,62
GSC 5825-1038	1,5943	0,0382	12,80	0,14							
BO Her	4,2728	0,0745	50,80	0,30	68,00	0,30	85,40	0,40	0,22	0,20	0,32
CT Her	1,7864	0,0189			3,30	0,10	81,95	0,01	0,14		0,43
EF Her	4,7292	0,0310	51,00		69,00	0,01	77,83		0,21		0,42

EK 2.'nin devamı.

TU Her	2,2669	0,0556	9-10								
V948 Her	2,0831	0,0947	31,00				84,40	0,60	0,27	0,03	0,57
GSC 3671-1094	2,3723	0,0409	20,00								
AI Hya	8,2897	0,1380	20,00				89,90	0,10			
RX Hya	2,2817	0,0516	07,00								
KIC 10661783	1,2314	0,0355					82,39	0,23	0,09	0,00	0,74
AU Lac	1,3926	0,0172			5,00	0,30	83,00	0,10	0,30	0,01	0,49
WY Leo	4,9858	0,0656	11,00	1,00							
Y Leo	1,6861	0,0290	8,18	0,15			86,12	0,15	0,32	0,00	0,00
RR Lep	0,9154	0,0300	7,60	0,40	9,60	0,40	80,50	0,60	0,29	0,02	0,80
CL Lyn	1,5861	0,0434	5,70	0,40	7,30	0,30	78,70	0,10	0,19	0,02	0,61
VY Mic	4,4364	0,0817	19,40	0,20							
V577 Oph	6,0791	0,0695	57,80						0,93		
V2365 Oph	4,8656	0,0700	50,00				87,35	0,10	0,54	0,01	0,35
FL Ori	1,5510	0,0550					84,51	0,01	0,90		0,55
MX Pav	5,7308	0,0756	76,90	0,28			77,00	0,01	0,15		
BG Peg	1,9527	0,0391	30,60	0,50	36,00	0,60	83,20	0,10	0,23	0,01	0,58
AB Per	7,1603	0,1954									
IU Per	0,8570	0,0232	3,08	0,07			78,80	0,40	0,27	0,05	0,76
AO Ser	0,8793	0,0465			20,00	0,00	87,00	0,13	0,40	0,08	0,85
AC Tau	2,0434	0,0570									
IZ Tel	4,8802	0,0738	45,90	0,38							
V1264 Cen	5,3505	0,0734	350,00				86,50	1,00	0,22	0,02	0,30
IO UMa	5,5202	0,0454	10,00	0,20	13,00	0,20	78,32	0,09	0,13	0,01	0,34
VV UMa	0,6874	0,0205	28,00	0,10			80,94	0,03	0,34	0,01	0,72
BF Vel	0,7040	0,0223			26,00	0,20	86,24	0,10	0,42	0,02	0,81
FR Ori	0,8832	0,0259	5,84				83,19	0,08	0,32	0,01	0,73
KIC 4544587	2,1891	0,0208					87,90	0,03	0,81	0,01	0,69
KIC 4739791	0,8989	0,0482					72,56	0,02	0,07	0,00	0,74
XZ Aql	2,1392	0,0326	6,80	0,20	8,60	0,20	84,85	0,10	0,20	0,01	0,50
V389 Cas	2,4948	0,0370	9,24	0,35			81,83	0,20			
V392 ori	0,6593	0,0246					79,85	0,03	0,25	0,01	0,95
V1464 Aql	0,6978	0,0171	24,00	3,00	30,00	2,00	38,45	0,22	0,71	0,02	1,00
V551 Aur	1,1732	0,1294	19,15	0,26	15,67	0,27	74,30	0,12	0,72	0,01	0,54
CoRot 105906206	3,6946	0,1062					81,42	0,13	0,57	0,01	0,72
V729 Aql	1,2819	0,0357	4,20	0,40			77,30	0,20	0,44	0,01	0,72
USNO-A2,0 1200-03937339	1,1796	0,0326	5,10	0,40			84,60	0,20	0,19	0,02	0,76
TYC 7053-566-1	5,1042	0,0743					71,13	0,05	0,24	0,01	0,34
AW Vel	1,9925	0,0658	58,00	1,00							
KIC 3858884	25,9520	0,1383							0,999	0,005	0,21
UZ Sge	2,2157	0,0214					88,80	0,10	0,140	0,100	0,40

EK 2.'nin devamı.

X Tri	0,9715	0,0220	20,00				87,90	0,10	0,599	0,20	0,72
KIC 9851944	2,1639	0,0962					74,52	0,02	1,010	0,03	0,43
KIC 6220497	1,3232	0,1174					77,30	0,30	0,243	0,01	0,87
RY Aqr							83,20	0,45	0,204	0,01	
LT Her							75,56	0,16	0,200	0,01	0,84
KIC 11401845	2,2000										
KIC 4150611	94,0900										
KIC 8569819	20,8490						89,91	0,06	0,588		
KIC 10619109	2,04518	0,0234									
KIC 11175495	2,1911	0,0155									
GQ Dra	0,7659	0,0335									
KIC 10686876	2,61843	0,0476									
KIC 06629588	2,26447	0,0746									

EK 3. Tutulma Gösteren Çift Sistemlerdeki δ Sct Yıldızları Katalogu 3. Kısım. Yıldızların Atmosfer ve Diğer Parametreleri.

İsim	$T_{\text{eff}1}$ (K)	Hata	$T_{\text{eff}2}$ (K)	Hata	$\log g$	Hata	Vsini (km/s)	Hata	$M_{\text{bol}1}$ (kadir)	Hata	$M_{\text{bol}2}$ (kadir)	Hata
CZ Aqr	8200		5650	12	4,21				1,80	0,60	3,60	0,60
DY Aqr	7625	125	3800	200	4,25	0,25	50	10				
QY Aql	7300		4244	122	3,40	0,10						
EW Boo	7840		4515	35	4,10	0,10						
YY Boo			4650	10								
R Cma	7300		4350		4,19	0,01	82	3				
Y Cam	8000	250	4629	150	3,79		51	4	1,28	0,15	3,60	0,15
TY Cap	8200		4194	30	3,98				1,30	0,10	4,10	0,10
AB Cas	8000		4729	24								
IV Cas	8500	250	5193	7	4,00	0,50	115	5	1,43	0,13	3,94	0,13
RZ Cas	8907	015	4797	20	4,35		66	1				
XX Cep	8000	250	4280	36	4,09		50		1,49	0,15	3,93	0,40
WY Cet	7500		4347	7	4,02				1,90	0,80	4,20	0,80
RS Cha	7640	076	7230	72	4,05		64	6				
UW Cyg	7800	250	4347	4	4,06		45		1,60	0,40	3,70	0,60
V346 Cyg	8353		6620		3,68							
V469 Cyg					4,13							
BW Del	7000		4061	30	4,00				1,30	0,10	8,00	0,40
GK Dra	7100	070	6878	57	3,83	0,03			1,96	0,08	1,77	0,07
HL Dra	7800	250	5074	8	3,80		88		1,30	0,20	4,10	0,20
HN Dra	6918		6309		3,83		73					
HZ Dra	7600	250	5015	68	4,22		120		0,60	0,40	5,90	0,40
SX Dra	7762		4638	200	3,99							
TW Dra	8160	015	4538	11	3,88	0,02	47	1	1,33	0,06	3,16	0,05
TZ Dra	7600	250	5088	55	4,20	0,10	80					
AS Eri	8500		4790		4,35		40					
TZ Eri	9307	020	4562									
GSC 3889-202	7750		4500		3,90		60					
GSC 4293-432	7750		4300				40					
OO Dra	8500		6452	8	4,15							
GSC 4588-883	7650		4100		3,90		60					
GSC 4843-2140	7762		5719	150								
AK Crt												
GSC 455-1084	7600	150	8100	150	3,48		78	3				
GSC 5825-1038												
BO Her	7800		4344	68	3,90	0,10						
CT Her	8700		4651	7	4,17	0,02	50		1,65	0,15	4,50	0,21
EF Her	9327		4767									
TU Her												
V948 Her	7000		4310	63	4,20	0,10			2,90	0,20	7,00	1,00
GSC 3671-1094												

EK 3.'ün devamı.

AI Hya	7100		6750		4,10				1,50		1,20	
RX Hya												
KIC 10661783	7764	054	5980	72	3,90		79	4	1,41	0,03	4,35	0,06
AU Lac	8200		3784	15	4,26				2,00	0,60	5,00	0,70
WY Leo					3,79							
Y Leo	8855		4276	23	4,27							
RR Lep	9300		4904	106	4,00	0,10			0,79	0,38	4,57	0,83
CL Lyn	7200	250	4948	14	3,98		75		1,20	0,90	4,00	0,80
VY Mic	8705		5301		4,15							
V577 Oph												
V2365 Oph	9500		6400	27	4,05				0,88	0,11	4,44	0,02
FL Ori	8232		5243		4,28							
MX Pav												
BG Peg	8770		5155	200	4,20							
AB Per							90					
IU Per	8450		4900	250	4,29							
AO Ser	8860		4547	512	4,30				1,63		4,95	
AC Tau												
IZ Tel												
V1264 Cen	7500		4200		4,00				1,80	0,02	3,53	0,02
IO UMa	7800	150	4260	30	3,84	0,05	35	2	1,05	0,11	3,09	0,18
VV UMa	9660	030	5579	20	4,38							
BF Vel	8550		4955	4	4,27				1,80		4,09	
FR Ori	7830		4583	10	4,21							
KIC 4544587	8600	100	7750	180	4,12	0,02	87	13				
KIC 4739791	7778	028	5447	17	4,20	0,02			2,30	0,10	5,20	0,20
XZ Aql	8770	150	4720	150	4,10	0,03			1,08	0,10	3,60	0,17
V389 Cas	7673	031	4438	22	3,87				1,61	0,02	3,87	0,05
V392 Ori	8300	000	5065	11	4,15							
V1464 Aql	7420	192	6232	161								
V551 Aur	7000		6085	34								
CoRot 105906206	6750	150	6152	162	3,57		48	1				
V729 Aql	6900		4300	175	4,00	0,10						
USNO-A2,0 1200-03937339	7250		4320	108	3,90	0,10						
TYC 7053- 566-1	7000	200	4304	9	3,91	0,02						
AW Vel												
KIC 3858884	6810	070	6890	80	3,60	0,00	32	2				
UZ Sge	8700		4586	60	4,20	0,10			1,60	0,20	4,00	0,10
X Tri	8600		5188	4								
KIC 9851944	7026	050	6950	50	3,96		53	7				
KIC 6220497	7279	054	3907	22	3,78	0,30			1,60	0,10	5,30	0,20
RY Aqr	7650		4520	122	4,25	0,60			4,41	0,24	2,80	0,16
LT Her	9400		5063	25								
KIC 11401845	7590											

EK 3.'ün devamı.

KIC 4150611	7400	100			3,80	0,20	128	05				
KIC 8569819	7100	250	6047	253								
KIC 10619109	7138	284	3824	571								
KIC 11175495	8293	290	6999	790								
GQ Dra												
KIC 10686876	8167	285	6475	817								
KIC 06629588	6787	247	4405	621								



EK 4. Tutulma Gösteren Çift Sistemlerdeki δ Sct Yıldızları Katalogu 4. Kısım. Yıldızların Temel Parametreleri.

İsim	M1 (M \odot)	Hata	M2 (M \odot)	Hata	R1 (R \odot)	Hata	R2 (R \odot)	Hata	L1	Hata	L2	Hata
CZ Aqr	2,00		0,98	0,10	1,90	0,10	1,80	0,10	15,3	0,9	2,9	0,2
DY Aqr	1,80	0,20	0,55	0,40	2,10	0,10	2,70	0,10				
QY Aql	1,60	0,20	0,40	0,10	4,10	0,20	5,40	0,20	43,0	3,0	8,0	0,1
EW Boo	1,80	0,18	0,23	0,02	1,84	0,06	1,11	0,04	10,9	0,5	0,4	0,1
YY Boo												
R Cma	1,67	0,08	0,22	0,07	1,78	0,03	1,22	0,07	8,2	0,2	0,5	0,1
Y Cam	2,08	0,09	0,48	0,03	3,14	0,05	3,33	0,05	1,4	0,1	0,5	0,1
TY Cap	2,00		1,05		2,50	0,10	2,50	0,10	24,3	0,8	1,8	0,2
AB Cas												
IV Cas	1,98	0,10	0,81	0,04	2,13	0,04	1,80	0,03	1,3	0,1	0,3	0,1
RZ Cas	2,01	2,00	0,69	0,10	1,61	0,10	1,93					
XX Cep	2,49	0,06	0,38	0,01	2,27	0,02	2,43	0,02	20,0	3,0	2,1	0,4
WY Cet	1,70		0,44	0,01	2,20	0,10	2,30	0,10	14,0	0,9	1,7	0,1
RS Cha	1,89	0,01	1,87	0,01	2,15	0,06	2,36	0,06				
UW Cyg	1,90		0,26	0,10	2,20	0,10	2,90	0,10	18,0	0,9	2,6	0,1
V346 Cyg	2,30		1,83		3,75		4,74		61,8		39,9	
V469 Cyg	3,30				2,70							
BW Del	1,50	0,20	0,30	0,10	2,10	0,10	2,20	0,10	10,0	0,1	1,2	0,1
GK Dra	1,46	0,07	1,81	0,11	2,43	0,04	2,83	0,05				
HL Dra	2,50	0,20	0,90	0,10	2,50	0,40	1,80	0,30	24,3	0,7	1,9	0,1
HN Dra	1,87		1,30		2,87		1,42					
HZ Dra	3,00	0,30	0,40	0,10	2,30	0,10	0,80	0,10	45,0	3,0	0,4	0,2
SX Dra	1,75		0,47		2,30		4,30		16,4			
TW Dra	2,20	0,10	0,90	0,05	2,58	0,02						
TZ Dra	1,80	0,20	0,60	0,10	1,70	0,10	1,50	0,10	9,0	1,0	1,3	0,1
AS Eri	1,93				1,57							
TZ Eri												
GSC 3889-202												
GSC 4293-432												
OO Dra	1,97	0,25	0,19	0,03	2,04	0,09	1,17	0,05				
GSC 4588-883												
GSC 4843-2140												
AK Crt												
GSC 455-1084	1,78	0,24	1,70	0,22	4,03	0,11	2,37	0,07	52,4	2,8	22,2	1,3
GSC 5825-1038												
BO Her	1,80	0,20	0,40	0,10	2,50	0,10	3,80	0,10	20,0	1,0	4,6	0,4
CT Her	2,28	0,01	0,29	0,04	2,06	0,06	1,87	0,08	17,4	2,4	1,2	0,2
EF Her												
TU Her												
V948 Her	1,50	0,20	0,40	0,07	1,60	0,10	0,73	0,30	6,0	1,0	0,2	0,1
GSC 3671-1094												
AI Hya	1,90	0,00	2,10	0,00	2,10	0,00	3,80					
RX Hya												

EK 4.'ün devamı.

KIC 10661783	2,10	0,03	0,19		2,58	0,02	1,12	0,02				
AU Lac	2,00		0,60	0,10	1,80	0,10	2,10	0,10	12,6	0,7	0,8	0,1
WY Leo	2,30				3,30							
Y Leo	2,29		0,74		1,90		2,47					
RR Lep	2,53	0,25	0,73	0,12	2,39	0,13	1,51	0,16	15,6	0,4	1,0	0,1
CL Lyn	2,00		0,38		2,50	0,10	1,90	0,10	25,2	0,9	2,0	0,7
VY Mic	2,39		1,96		2,24		4,43		25,9		13,9	0,0
V577 Oph			1,60									
V2365 Oph	1,97	0,02	1,06	0,01	2,19	0,01	0,93		35,0	4,0	1,3	0,03
FL Ori	2,88		1,93		2,12		2,17		18,6		3,2	
MX Pav												
BG Peg	2,15		0,54		2,00		2,35					
AB Per												
IU Per	2,20		0,60		2,04		1,46		19,0		1,1	
AO Ser	2,40		0,95		1,78		1,47		17,5		0,8	
AC Tau												
IZ Tel												
V1264 Cen	1,49	0,02	0,33	0,02	2,35	0,02	4,04	0,01	06,7	0,1	3,9	0,1
IO UMa	2,11	0,07	0,29	0,02	3,00	0,04	3,92	0,05	01,5	0,1	0,7	0,1
VV UMa					1,74		1,41					
BF Vel	1,98	0,15	0,84	0,08	1,77	0,01	1,48	0,01	15,1	0,4	1,8	0,1
FR Ori	1,84		0,60		1,83		1,62					
KIC 4544587	1,98	0,07	1,61	0,06	1,82	0,03	1,58	0,03				
KIC 4739791	1,75	0,08	0,12	0,06	1,73	0,03	0,89	0,02	10,0	1,0	0,6	0,1
XZ Aql	2,50	0,10	0,51	0,03	2,34	0,04	2,53	0,04	06,0	0,1	0,5	0,1
V389 Cas	1,50	0,01	1,50	0,01	2,45	0,02	2,59	0,05				
V392 Ori	2,00	0,20	0,49	0,05	2,04	0,07	1,15	0,04	16,9	0,8	0,5	0,1
V1464 Aql					2,10	0,05	1,80	0,01	11,9	0,3	4,4	0,1
V551 Aur												
CoRot 105906206	2,25	0,04	1,29	0,03	4,24	0,02	1,34	0,01				
V729 Aql	1,50	0,20	0,70	0,10	1,96	0,01	2,03	0,01	07,8	0,1	1,3	0,2
USNO-A2,0 1200-03937339	1,60	0,20	0,30	0,10	2,24	0,04	1,44	0,03	12,4	0,5	0,7	0,1
TYC 7053-566-1	1,73	0,11	0,41	0,03	2,40	0,07	4,21	0,11				
AW Vel												
KIC 3858884	1,88	0,03	1,86	0,04	3,45	0,01	3,05	0,01				
UZ Sge	2,10	0,20	0,29	0,20	1,90	0,20	2,20	0,20	19,0	4,0	1,9	4,0
X Tri	2,10		1,26									
KIC 9851944	1,76	0,07	1,79	0,07	2,27	0,03	3,19	0,04				
KIC 6220497	1,60	0,80	0,39	0,20	2,69	0,60	1,69	0,40	18,0	2,0	0,6	1,0
RY Aqr	1,27	0,07	0,26	0,02	1,39	0,07	1,91	0,11	05,9	0,9	1,4	0,3
LT Her	2,50		0,50		2,66		1,59		49,5		1,7	
KIC 11401845												
KIC 4150611												
KIC 8569819	1,70		1,00									
KIC 10619109	1,50	0,30			2,10	0,80						

EK 4.'ün devamı.

KIC 11175495	2,00	0,30			3,10	0,50						
GQ Dra												
KIC 10686876	1,90	0,20			2,40	0,80						
KIC 06629588	1,20	0,30			1,80	0,70						



EK 5. Tutulma Gösteren Çift Sistemlerdeki δ Sct Yıldızları Katalogu 5. Kısım. Yıldızların Yörünge Ayıklığı ve Kullanılan Kaynakların Numaraları.

İsim	a_1 (R \odot)	Hata	a_2 (R \odot)	Hata	Kaynak numaraları
CZ Aqr	1,90	0,20	3,80	0,10	42
DY Aqr	9,40	0,50	9,40	0,50	2, 6
QY Aql	4,00	0,20	16,30	0,70	6, 43
EW Boo	4,99	0,16			6, 80, 85
YY Boo					6, 25
R Cma	5,66	0,02	5,66	0,02	4, 6, 57, 85
Y Cam					6, 26, 35, 42,62, 85
TY Cap	2,70	0,30	5,20	0,10	6, 42
AB Cas					6, 68, 85
IV Cas					6, 31, 32
RZ Cas	6,59	0,30			6, 70,75, 85
XX Cep					6, 27, 37, 85
WY Cet	1,80	0,30	6,90	0,10	6, 42, 85
RS Cha					1, 3, 85
UW Cyg	1,50	0,20	11,20	0,10	6, 42
V346 Cyg					6, 69, 85
V469 Cyg					5,42, 69
BW Del					43
GK Dra					6, 20, 85, 89
HL Dra	1,70	0,30	4,40	0,10	6, 42, 85
HN Dra					6, 7, 85
HZ Dra	0,60	0,10	4,70	0,20	6, 42, 85
SX Dra					6, 73
TW Dra	12,20	0,20			6, 34, 76, 85
TZ Dra	1,20	0,10	4,00	0,20	6, 43
AS Eri					6, 42, 59, 85
TZ Eri					6, 40
GSC 3889-202					6, 13
GSC 4293-432					15
OO Dra					6, 87
GSC 4588-883					6, 14
GSC 4843-2140					29, 42
AK Crt					6, 61
GSC 455-1084	20,32	0,06			10, 42
GSC 5825-1038					6, 61
BO Her	2,70	0,10	12,10	0,50	6, 43
CT Her					1,6, 45
EF Her					6, 65
TU Her					6, 46
V948 Her	1,30	0,70	4,90	0,20	6, 41, 42
GSC 3671-1094					6, 18, 42, 85
AI Hya					6,30, 62, 69
RX Hya					6, 34,85

EK 5. 'in devamı.

KIC 10661783					6, 50, 67
AU Lac	1,70	0,20	5,70	0,10	6, 42, 59
WY Leo					5, 6, 16
Y Leo	8,63				6, 76, 77, 85
RR Lep	5,87	0,12	5,87	0,12	6, 17, 43
CL Lyn	1,30	0,30	6,60	0,10	6, 42, 85
VY Mic					6, 61, 69
V577 Oph					6, 9, 88
V2365 Oph	17,46	0,01	17,46	0,01	6, 28, 42, 85
FL Ori					6, 42, 69, 84
MX Pav					5,6, 61
BG Peg	9,15				71
AB Per					32, 33,85
IU Per	5,35		5,35		6, 36, 84
AO Ser	5,78				6, 23
AC Tau					6, 16, 42
IZ Tel					6, 61, 82
V1264 Cen					6, 8
IO UMa	17,58	0,11			6, 72, 85
VV UMa	4,90				6, 21, 47,85
BF Vel	4,70	0,01			6, 55
FR Ori	5,21				6, 84
KIC 4544587	1,58	0,03			6, 24
KIC 4739791					49
XZ Aql	10,08	0,11			6, 74
V389 Cas					6, 38
V392 Ori	3,61	0,08			6, 86
V1464 Aql	4,76	0,03			6,12, 85
V551 Aur					53
CoRot 105906206	15,32	0,08			6, 11
V729 Aql	2,00	0,10	4,60	0,10	44
USNO-A2,0 1200-03937339	1,00	0,10	5,00	0,10	44
TYC 7053-566-1					6, 60
AW Vel					6, 58
KIC 3858884	57,22	0,22			6, 54, 85
UZ Sge	1,20	0,80	8,60	0,60	41
X Tri					6, 52, 85
KIC 9851944	10,74	0,14	10,74	0,14	22
KIC 6220497					48
RY Aqr	7,60				6, 56
LT Her					6, 63
KIC 11401845					19
KIC 4150611					6, 66, 85
KIC 8569819	44,60				39
KIC 10619109				3,90	51, 79
KIC 11175495				3,80	51, 79

EK 5.'in devamı.

GQ Dra					51
KIC 10686876				3,90	51, 79
KIC 06629588				4,00	51, 79



EK 6. Tutulma Gösteren Çift Sistem Üyesi δ Sct Yıldızları Katalogu Kaynakları.

1. Alecian E., Catala C., van't Veer-Menneret C., Goupil M.-J., Balona L., 2005.
Pulsations and metallicity of the pre-main sequence eclipsing spectroscopic binary RS Cha. *Astronomy and Astrophysics*, 442 : 993 p.
2. Alfonso-Garzon J., Montesinos B., Moya A., Mas-Hesse J. M., Martin-Ruiz S., 2014.
OMC/INTEGRAL photometric observations of pulsating components in eclipsing binaries and characterization of DY Aqr. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 433 : 3022 p.
3. Bohm T., Zima W., Catala C., Alecian E., Pollard K., Wright D., 2008. Discovery of non-radial pulsations in the spectroscopic binary Herbig Ae star RS Cha. *Communications in Asteroseismology*, 157 : 47 p.
4. Budding E., Butland R., 2011. Observations and analysis of the system R Canis Majoris. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 418 : 1764 p.
5. Budding E., Erdem A., Çiçek C., Bulut I., Soyduğan F., Soyduğan E., Bakiş V., Demircan O., 2004. Catalogue of Algol type binary stars. *Astronomy and Astrophysics*, 417 : 263 p.
6. Casertano S., Riess Adam G., Bucciarelli B., Lattanzi Mario G., 2016.
A test of Gaia Data Release 1 parallaxes: implications for the local distance scale. eprint arXiv:1609.05175.
7. Chapellier E., Mathias P., Garrido R., Le Contel J.-M., Sareyan J.-P., Ribas I., Parrao L., Moya A., Pena J. H., Alvarez M., 2004. HD 173977: An ellipsoidal δ Scuti star variable. *Astronomy and Astrophysics*, 426 : 247 p.
8. Christiansen J. L., Derekas A., Ashley M. C. B., Webb J. K., Hidas M. G., Hamacher D. W., Kiss L. L., 2007. The first high-amplitude δ Scuti star in an eclipsing binary system. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 382 : 239 p.
9. Creevey O. L., Telting J., Belmonte J. A., Brown T. M., Handler G., Metcalfe T. S., Pinheiro F., Sousa S., Terrell D., Zhou A., 2010. Constraints of a pulsation frequency on stellar parameters in the eclipsing spectroscopic binary system V577 Oph. *Astronomische Nachrichten*, 331 : 952 p.

10. Creevey O. L., Uytterhoeven K., Martín-Ruiz S., Amado P. J., Niemczura E., van Winckel H., Suarez J. C., Rolland A., Rodler F., Rodriguez-Lopez C., diğer 18 yazar, 2009. HD 172189: another step in furnishing one of the best laboratories known for asteroseismic studies. *Astronomy and Astrophysics*, 507 : 901 p.
11. da Silva R., Maceroni C., Gandolfi D., Lehmann H., Hatzes A. P., 2014. CoRoT 105906206: a short-period and totally eclipsing binary with a δ Scuti type pulsator. *Astronomy and Astrophysics*, 565 : 55 p.
12. Dal H. A., Sipahi E., 2013. The Nature of V1464 Aql: A New Ellipsoidal Variable with a δ Scuti Component. *Publications of the Astronomical Society of Australia*, 30 : 16 p.
13. Dimitrov D., Kraicheva Z., Popov V., 2008. Short-period oscillations in the Algol-type systems II: Newly discovered variable GSC 3889-0202. *Information Bulletin on Variable Stars*, 5856 : 1 p.
14. Dimitrov D., Kraicheva Z., Popov V., 2009. Short-Period Oscillations in the Algol-type Systems III: Newly Discovered Variable GSC 4588-0883. *Information Bulletin on Variable Stars*, 5883 : 1 p.
15. Dimitrov D., Kraicheva Z., Popov V., 2009. Short-Period Oscillations in the Algol-Type Systems IV: Newly Discovered Variable GSC 4293-0432. *Information Bulletin on Variable Stars*, 5892 : 1 p.
16. Dvorak S., 2009. Survey of Candidate Pulsating Eclipsing Binaries – I. *Communications in Asteroseismology*, 160 : 64 p.
17. Erdem A., Öztürk O., 2016. Photometric study of two β Lyr-type binaries: DD Aqr and RR Lep. *New Astronomy*, 48 : 33 p.
18. Escola-Sirisi E., Juan-Samso J., Vidal-Sainz J., Lampens P., Garcia-Melendo E., Gomez-Forrellad J. M., Wils P., 2005. Detection of a classical δ Scuti star in the new eclipsing binary system HIP 7666. *Astronomy and Astrophysics*, 434 : 1063 p.
19. Gaulme P., Guzik Joyce A., 2014. Searching for pulsations in Kepler eclipsing binary stars. *Precision Asteroseismology, Proceedings of the International Astronomical Union, IAU Symposium*, 301 : 413 p.

20. Griffin R. F., Boffin H. M. J., 2003. The Observatory, Spectroscopic binary orbits from photoelectric radial velocities. Paper 171: HD 152028 and HDE 284195 (GK Dra and V1094 Tau). The Observatory, 123 : 203 p.
21. Gunsriwivat K., Mkrtichian D. E., 2015. Study of Pulsation Spectrum of Mass-accreting Component of Algol-type system VV Uma. Information Bulletin on Variable Stars, 6148 : 1 p.
22. Guo Z., Gies Douglas R., Matson Rachel A., Garcia Hernandez A., 2016. Kepler Eclipsing Binaries with Delta Scuti/Gamma Doradus Pulsating Components I: KIC 9851944. The Astrophysical Journal, 826 : 69 p.
23. Hambalek L., 2015. U B V R_C I_C photometry and modelling of AO Ser. Contributions of the Astronomical Observatory Skalnaté Pleso, 45 : 106 p.
24. Hambleton K. M., Kurtz D. W., Prša A., Guzik J. A., Pavlovski K., Bloemen S., Southworth J., Conroy K., Littlefair S. P., Fuller J. Hambusch Franz-Josef, Lampens P., van Cauteren P., Kleidis S., Robertson C. W., Krajci T., Wils P., 2010. Detection of a Rapidly Pulsating Component in the Algol-Type Eclipsing Binary YY Boo. Information Bulletin on Variable Stars, 5949 : 1 p.
25. Hong K., Lee, Jae Woo K., Seung-Lee K., Jae-Rim L., Chung-Uk Y., Alexander V., Kang Young-Woon, 2015. Time-series Spectroscopy of the Eclipsing Binary Y Cam with a Pulsating Component. Astronomical Journal, 150 : 131 p.
26. Hosseinzadeh B., Pazhouhesh R., Yakut K., 2014. Observations, light curves analysis and pulsation behavior of the Algol-type eclipsing binary system XX Cep. New Astronomy, 27 : 95 p.
27. İbanoğlu C., Evren S., Taş G., Çakırlı Ö., Bozkurt Z., Afşar M., Frasca A., Sipahi E., Dal H. A., Özdarcan O., diğer 2 yazar, 2008. Spectroscopic and photometric observations of the selected Algol-type binaries - II. V2080 Cygni and V2365 Ophiuchi. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 384 : 331 p.
28. Kaçar Y. 2012. Bazı tek ve çift δ Scuti türü yıldızların fotometrik özellikleri, Doktora tezi, Çanakkale Onsekiz Mart üniversitesi, Türkiye.
29. Khaliullin Kh. F., Kozyreva V. S., 1989. Photometric light curves and physical

- parameters of the eclipsing binary systems IT Cas, CO Cep, AI Hya with possible apsidal motions. *Astrophysics and Space Science*, 155 : 53 p.
30. Kim Seung-Lee, Lee Jae W., Lee Chung-Uk, Youn Jae-Hyuk, 2010. Algol-Type Eclipsing Binaries with δ Scuti-Type Pulsating Components: IV Cas. *Publications of the Astronomical Society of Pacific*, 122 : 1311 p.
31. Kim S.-L., Lee C.-U., Lee J. W., 2006. Spectroscopic observations of the oEA-type variable AB Per. *Memorie della Società Astronomica Italiana*, 77 : 184 p.
32. Kim S.-L., Kwon S.-G., Lee D. J., Lee C.-U., Jin H., Lee J. W., 2004. Preliminary photometric study of a pulsating component in the eclipsing binary AB Per. *Variable Stars in the Local Group, IAU Colloquium*, 310 : 399 p.
33. Kim S.-L., Lee J. W., Kwon S.-G., Youn J.-H., Mkrtichian D. E., Kim C., 2003. Search for A-F Spectral type pulsating components in Algol-type eclipsing binary systems. *Astronomy and Astrophysics*, 405 : 231 p.
34. Kim S.-L., Lee J. W., Youn J.-H., Kwon S.-G., Kim C., 2002. Photometric study of a pulsating component in the eclipsing binary Y Cam. *Astronomy and Astrophysics*, 391 : 213 p.
35. Kundra E., Hric L., Galis R., 2013. Pulsation of IU Per from the Ground-based and 'Integral' Photometry. *Baltic Astronomy*, 22 : 111 p.
36. Koo Jae-Rim, Lee Jae W., Hong, K., Kim Seung-Lee, Lee Chung-Uk, 2016. Time-series Spectroscopy of the Pulsating Eclipsing Binary XX Cephei. *The Astrophysical Journal*, 151 : 77 p.
37. Korda D., Zasche P., Kucakova H., 2015. The system V389 Cas: Algol-type binary with δ -Scuti pulsations. *New Astronomy*, 40 : 64 p.
38. Kurtz Donald W., Hambleton Kelly M., Shibahashi H., Murphy, Simon J., Prsa A., 2015. Validation of the frequency modulation technique applied to the pulsating δ Sct- γ Dor eclipsing binary star KIC 8569819. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 446 : 1223 p.
39. Liakos A., Ulas B., Gazeas K., Niarchos P., 2008. The Algol-type eclipsing binary TZ Eridani: BV photometry and search for pulsations and tertiary component.

- Communications in Asteroseismology, 157 : 336 p.
40. Liakos A., Niarchos P., 2012. A photometric study of the neglected eclipsing binaries: V405 Cep, V948 Her, KR Mon and UZ Sge. *New Astronomy*, 17 : 634 p.
 41. Liakos A., Niarchos P., Soyduğan E, Zasche P., 2012. Survey for δ Sct components in eclipsing binaries and new correlations between pulsation frequency and fundamental stellar characteristics. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 422 : 1250 p.
 42. Liakos A., Niarchos P., 2013. The oEA stars QY Aql, BW Del, TZ Dra, BO Her and RR Lep: photometric analysis, frequency search and evolutionary status. *Astrophysics and Space Science*, 343 : 123 p.
 43. Liakos A., Cagas P., 2014. First frequency analysis for three new members of the group of eclipsing binaries with a pulsating component. *Astrophysics and Space Science*, 353 : 559 p.
 44. Lampens P., Strigachev A., Kim S.-L., Rodriguez E., Lopez-Gonzalez M. J., Vidal-Sainz J., Mkrtichian D., Koo J.-R., Kang Y. B., van Cauteren P., diğer 6 yazar, 2011. Multi-site, multi-year monitoring of the oscillating Algol-type eclipsing binary CT Herculis. *Astronomy and Astrophysics*, 534 : 111 p.
 45. Lampens P., van Cauteren P., Strigachev A., Kim S.-L., Kang Y. B., Koo J.-R., Mkrtichian D. E., 2004. Discovery of a short-periodic pulsating component in the Algol-type eclipsing binary system TU Her. *Information Bulletin on Variable Stars*, 5572 : 1 p.
 46. Lazaro C., Arevalo M. J., Claret A., Rodriguez E., Olivares I., 2001. uvby β photometry of the short-period binary VV Ursae Majoris. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 325 : 617 p.
 47. Lee Jae W., Hong K., Kim Seung-Lee, Koo ve Jae-Rim, 2016. KIC 6220497: a new Algol-type eclipsing binary with multiperiodic pulsations. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 460 : 4220 p.
 48. Lee Jae W., Kim Seung-Lee, Hong K., Koo Jae-Rim, Lee Chung-Uk, Youn ve Jae-Hyuck, 2016. KIC 4739791: A New R CMa-type Eclipsing Binary with a Pulsating Component. *The Astronomical Journal*, 151 : 25 p.

49. Lehmann H., Southworth J., Tkachenko A., Pavlovski K., 2013. Physical properties of the eclipsing δ Scuti star KIC 10661783. *Astronomy and Astrophysics*, 557 : 79 p.
50. Liakos A., Zasche P., Niarchos P., 2010. The Algol-Type Eclipsing Binary X Tri: BVRI modeling and O-C Diagram Analysis. *Binaries - Key to Comprehension of the Universe. Proceedings of a conference*, 435 : 101 p.
51. Liu N., Zhang Xiao-Bin, Ren An-Bin, Deng Li-Cai, Luo Zhi-Quan, 2012. V551 Aur, an oEA binary with g-mode pulsations. *Research in Astronomy and Astrophysics*, 12 : 671 p.
52. Maceroni C., Lehmann H., da Silva R., Montalban J., Lee C.-U., Ak H., Deshpande R., Yakut K., Deboscher J., Guo Z, diğer 3 yazar, 2014. KIC 3858884: a hybrid δ Scuti pulsator in a highly eccentric eclipsing binary. *Astronomy and Astrophysics*, 563 : 59 p.
53. Manimanis Vassilios N., Vamvatira-Nakou C., Niarchos Panagiotis G., 2009. Near-contact binaries among short-period Algols: the case of BF Velorum with a pulsating component. *Astrophysics and Space Science*, 323 : 115 p.
54. Manzoori D., Salar A., 2016. RY Aquarius a Binary System with Pulsating delta-scuti Primary Component. *The Astronomical Journal*, 152 : 26 p.
55. Mkrtichian D. E., Gamarova A. Yu., 2000. R CMa - a New Pulsating Eclipsing Binary Star. *Information Bulletin on Variable Stars*, 4836 : 1 p.
56. Moriarty D. J. W., Bohlsen T., Heathcote B., Richards T., Streamer M., 2013. Discovery of Pulsating Components in the Southern Eclipsing Binary Systems AW Velorum, HM Puppis, and TT Horologii. *The Journal of the American Association of Variable Star Observers*, 41 : 182 p.
57. Narusawa Shin-ya, 2013. Abundance Analysis of the Pulsating Primary Component of the Algol-Type System AS Eridani. *The Journal of the American Association of Variable Star Observers*, 65 : 105 p.
58. Norton A. J., Lohr M. E., Smalley B., Wheatley P. J., West R. G., 2016. SuperWASP discovery and SALT confirmation of a semi-detached eclipsing binary that contains a δ Scuti star. *Astronomy and Astrophysics*, 587 : 54 p.

59. Pigulski A., Michalska G., 2007. Pulsating Components of Eclipsing Binaries in the ASAS-3 Catalog. *Acta Astronomica*, 57 : 61 p.
60. Popper Daniel M., 1988. VZ Canum Venaticorum and AI Hydrae, detached F type binaries with variable components. *The Astronomical Journal*, 95 : 190 p.
61. Rodriguez E., Garcia J. M., Costa V., Lampens P., van Cauteren P., Mkrtichian D. E., Olson E. C., Amado P. J., Daszyska-Daszkiewicz J., Turcu V., diğer 14 yazar, 2010. δ Sct-type pulsations in eclipsing binary systems: Y Cam. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 408 : 2149 p.
62. Russo G., Milano L., 1983. Lightcurve synthesis of the semi-detached binaries LT Her, WX Eri, AW Cam. *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 52 : 311 p.
63. Senyüz T., Soyduğan E., 2008. A binary star with a δ Scuti component: EF Herculis. *Communications in Asteroseismology*, 157 : 365 p.
64. Shibahashi H., Kurtz Donald W., 2012. FM stars: a Fourier view of pulsating binary stars, a new technique for measuring radial velocities photometrically. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 422 : 738 p.
65. Southworth J., Zima W., Aerts C., Bruntt H., Lehmann H., Kim S.-L., Kurtz D. W., Pavlovski K., Prsa A., Smalley B., diğer 7 yazar, 2011. Kepler photometry of KIC 10661783: a binary star with total eclipses and δ Scuti pulsations. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 414 : 2413 p.
66. Soyduğan E., Demircan O., Akan M. C., Soyduğan F., 2003. A Binary Star with a δ Scuti Component: AB Cassiopeiae. *The Astronomical Journal*, 126 : 1933 p.
67. Soyduğan E., Soyduğan F., Demircan O., İbanoğlu C., 2006. A catalogue of close binaries located in the δ Scuti region of the Cepheid instability strip. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 370 : 2013 p.
68. Soyduğan E., Soyduğan F., 2007. A Binary Star with a δ Scuti Component: RZ Cas. *Solar and Stellar Physics Through Eclipses ASP Conference Series*, 370 : 344 p.
69. Soyduğan E., Soyduğan F., Şenyüz T., Püsküllü Ç., Demircan O., 2011. A comprehensive photometric study of the Algol-type eclipsing binary: BG Pegasi. *New Astronomy*, 16 : 72 p.

70. Soydugan F., Soydugan E., Kanvermez Ç., Liakos A., 2013. Nature of the oscillating semi-detached eclipsing binary system IO Ursae Majoris. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 432 : 3278 p.
71. Soydugan E., Kaçar Y., 2013. Binarity and Pulsation in Algol-type Binary System SX Draconis. *The Astronomical Journal*, 145 : 87 p.
72. Soydugan E., Soydugan F., Aliçavuş F., Erdem A., 2016. Oscillating classical Algol-type binary XZ Aql. *New Astronomy*, 46 : 40 p.
73. Tkachenko A., Lehmann ., Mkrichian D. E., 2009. Spectroscopic modeling of oscillating Algol-type stars. I. RZ Cassiopeia. *Astronomy and Astrophysics*, 504 : 991 p.
74. Tkachenko A., Lehmann H., Mkrichian D., 2010. Spectroscopic Modeling of the Algol-type Star TW Draconis. *The Astronomical Journal*, 139 : 1327 p.
75. Turcu V., Pop A., Moldovan D., 2008. Discovery of Short-periodic Pulsating Component in the Eclipsing Binary Y Leonis. *Information Bulletin on Variable Stars*, 5826 : 1 p.
76. Turcu V., Pop A., Marcu A., Moldovan D., 2011. Y Leonis: light curve solution revised and search for photometric variations of the primary minima. *Astrophysics and Space Science*, 331 : 105 p.
77. Van Leeuwen F., 2007. Validation of the new Hipparcos reduction. *Astronomy and Astrophysics*, 474 : 653 p.
78. Yang Y.-G., Wei J.-Y., Li H.-L., 2014. Photometric Properties for Selected Algol-type Binaries. VI. The Newly Discovered oEA Star FR Orionis. *The Astronomical Journal*, 147 : 35 p.
79. Zasche P., 2011. The data mining III: An analysis of 21 eclipsing binary light-curves observed by the INTEGRAL/OMC. *New Astronomy*, 16 : 157 p.
80. Zhang X. B., 2008. IAUS, The eclipsing binary IU Per and its intrinsic oscillations. *The Art of Modeling Stars in the 21st Century, Proceedings of the International Astronomical Union*, 252 : 429 p.
81. Zhang X. B., Luo C. Q., Fu J. N., 2013. On the Pulsational-Orbital-period Relation of

- Eclipsing Binaries with δ -Sct Components. *The Astrophysical journal*, 777 : 77 p.
82. Zhang X. B., Luo Y. P., Wang K., 2015. Photometric Solution and Frequency Analysis of the oEA System EW Boo. *The Astronomical Journal*, 149 : 96 p.
83. Zhang X. B., Luo Y. P., Wang K., Luo C. Q., 2015. The Nature of V392 Ori: A Near-contact Binary with a δ Scuti-type Component. *The Astronomical Journal*, 150 : 37 p.
84. Zhang X. B., Deng L. C., Tian J. F., Wang K., Sun J. J., Liu Q. L., Xin H. Q., Zhou Q., Yan Z. Z., Luo Z. Q., Luo C. Q., 2014. Photometric Study of the Pulsating, Eclipsing Binary OO Dra. *The Astronomical Journal*, 148 : 106 p.
85. Zhou Ai-Y., 2001. Stability of Pulsation of V577 Ophiuchi. *Information Bulletin on Variable Stars*, 5087 : 1 p.
86. Zwitter T., Munari U., Marrese P. M., Prsa A., Milone E. F., Boschi F., Tomov T., Siviero A., 2003. Evaluating GAIA performances on eclipsing binaries . II. Orbits and stellar parameters for V781 Tau, UV Leo and GK Dra. *Astronomy and Astrophysics*, 404 : 333

KIC 10486425: A *Kepler* eclipsing binary system with a pulsating component

Filiz Kahraman Aliçavuş^{1,2} and Esin Soyduğan^{1,2}

¹Department of Physics, Faculty of Arts and Sciences, Çanakkale Onsekiz Mart University
TR-17020 Çanakkale, Turkey

²Astrophysics Research Centre and Observatory, Çanakkale Onsekiz Mart University,
TR-17020 Çanakkale, Turkey
email: filizkahraman01@gmail.com

Abstract. We present frequency analysis of the *Kepler* light curve of KIC 10486425, an eclipsing binary system with a pulsating component. The parameters of the binary were obtained by modelling the light curve with the Wilson-Devinney program. The residuals from this modelling were subject to Fourier analysis which allowed us to detect 120 periodic terms characteristic for γ Dor-type pulsations. The dominant frequency of these changes amounts to 1.3189 d^{-1} .

Keywords. stars: binaries: eclipsing, stars: variables: γ Dor, stars: individual: KIC 10486425

1. Introduction

The *Kepler* satellite was launched in 2009 in order to discover Earth-like planets around solar-like stars by using transit method (Koch *et al.* 2010). The mission provided high-precision data for over 200 000 stars, contributing remarkably to many branches of astronomy, including asteroseismology. The detached eclipsing binary system KIC 10486425 observed by *Kepler* was discovered by the TrES project (Devor *et al.* 2009). In this study, we present light curves and frequency analysis of this star using high-precision *Kepler* data.

2. Light curve modelling and frequency analysis

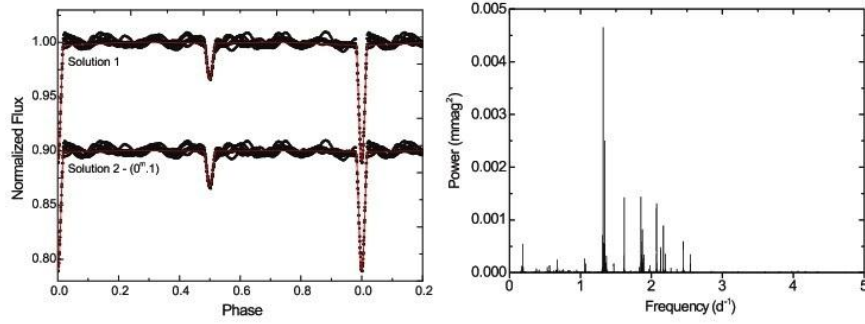
The parameters of KIC 10486425 were derived by fitting the *Kepler* light curve by means of the Wilson-Devinney (WD) program (Wilson & Devinney 1971). For this purpose, we used *Kepler* Q1 and Q2 data. We adopted Mode 2 which corresponds to the detached configuration. In the analysis, some input parameters were assumed following the Catalog of Eclipsing Binary Stars (Prša *et al.* 2011). The other parameters were fixed. In particular, bolometric albedos were assumed to be equal to 0.5 (Rucinski 1969) and bolometric gravity-darkening coefficients were set to 0.32 (Lucy 1967). It was also assumed that both components have convective envelopes, that the effective temperature of the primary $T_1 = 7018 \text{ K}$, and that the components of the system rotate synchronously. The other parameters ($e, i, T_2, \Omega_1, \Omega_2, q, L_2, L_3$) were adjusted. We derived two different solutions. In the first solution, a circular orbit was assumed. In the other one, eccentricity and the third-light contribution were chosen as free parameters, starting from 0.08 and 0.013 (Slawson *et al.* 2011), respectively. The parameters obtained from the light curve analysis are listed Table 1.

Having subtracted the theoretical light curve, we used *Kepler* Q1 to Q10 data and carried out frequency analysis of residuals with the PERIOD04 program (Lenz & Breger 2005). We obtained 120 frequencies above the significance limit ($S/N \geq 4$) (Breger

Table 1. Photometric solutions for KIC 10486425.

Parameter	Solution 1	Solution 2
T_0	54969.708432*	54969.708432*
P (day)	5.274816*	5.274816*
i ($^\circ$)	82.314 ± 0.030	82.549 ± 0.050
T_1 (K)	7018*	7018*
T_2 (K)	5210 ± 220	5727 ± 230
Ω_1	10.576 ± 0.006	12.129 ± 0.027
Ω_2	8.096 ± 0.053	8.055 ± 0.012
Φ	0.0000 ± 0.00002	0.0000 ± 0.00003
q	0.4039 ± 0.0310	0.5907 ± 0.0120
e	0.0*	0.0350 ± 0.0008
L_3	0.0*	0.0000 ± 0.0009
$L_1/(L_1 + L_2)$	0.90	0.70

*Fixed parameters.

**Figure 1.** *Left:* Observed and theoretical (continuous line) light curves. *Right:* Power spectrum of the residuals from the WD fit.

et al. 1993). Some of these frequencies were harmonics of the system's orbital frequency or combination frequencies. The dominating frequency is equal to 1.3189 d^{-1} ; its amplitude amounts to 4.152 mmag. The comparison of theoretical curves with the observational points, and the power spectrum of the residuals from the WD fit are shown in Fig. 1.

3. Summary and conclusion

We present the light curve and frequency analysis of KIC 10486425. As a result of this analysis, the parameters of the system were derived and 120 significant periodic terms were found in the residuals. Their frequencies indicate that the primary component of KIC 10486425 is a γ Dor-type star with the main pulsation period of about 0.76 d.

References

- Breger, M., Stich, J., Garrido, R., *et al.* 1993, *A&A*, 271, 482
 Devor, J., Charbonneau, D., O'Donovan, *et al.* 2009, *AJ*, 135, 850
 Koch, D. G., Borucki, W. J., Basri, G., *et al.* 2010, *ApJ*, 713, L79
 Lenz, P. & Breger, M. 2005, *CoAst*, 146, 53
 Lucy, L. B. 1967, *ZfA*, 65, 89
 Prša, A., Batalha, N., Slawson, R. W., *et al.* 2011, *AJ*, 141, 83
 Rucinski, S. M. 1969, *AcA*, 19, 245
 Slawson, R. W., Prša, A., Welsh, W. F., *et al.* 2011, *AJ*, 142, 160
 Wilson, R. E. & Devinney, R. J. 1971, *ApJ*, 166, 605



Spectroscopic survey of γ Doradus stars – I. Comprehensive atmospheric parameters and abundance analysis of γ Doradus stars

F. Kahraman Aliçavuş,^{1,2*} E. Niemczura,² P. De Cat,³ E. Soyduğan,¹
Z. Kołaczkowski,² J. Ostrowski,² J. H. Telting,⁴ K. Uytterhoeven,^{5,6} E. Poretti,⁷
M. Rainer,⁷ J. C. Suárez,⁸ L. Mantegazza,⁷ P. Kilmartin⁹ and K. R. Pollard⁹

¹Faculty of Sciences and Arts, Physics Department, Canakkale Onsekiz Mart University, 17100 Canakkale, Turkey

²Instytut Astronomiczny, Uniwersytet Wrocławski, Kopernika 11, PL-51-622 Wrocław, Poland

³Royal observatory of Belgium, Ringlaan 3, B-1180 Brussel, Belgium

⁴Nordic Optical Telescope, Rambla José Ana Fernández Pérez 7, E-38711 Breña Baja, Spain

⁵Instituto de Astrofísica de Canarias, E-38205 La Laguna, Tenerife, Spain

⁶Universidad de La Laguna, Departamento de Astrofísica, E-38206 La Laguna, Tenerife, Spain

⁷INAF-Osservatorio Astronomico di Brera, Via Bianchi 46, I-23807 Merate, Italy

⁸Department Física Teórica y del Cosmos, Universidad de Granada, Campus de Fuentenueva, E-18071 Granada, Spain

⁹Department of Physics and Astronomy, University of Canterbury, Private Bag 4800, Christchurch, New Zealand

Accepted 2016 February 17. Received 2016 February 15; in original form 2015 October 13

ABSTRACT

We present a spectroscopic survey of known and candidate γ Doradus stars. The high-resolution, high signal-to-noise spectra of 52 objects were collected by five different spectrographs. The spectral classification, atmospheric parameters (T_{eff} , $\log g$, ξ), $v \sin i$ and chemical composition of the stars were derived. The stellar spectral and luminosity classes were found between G0–A7 and IV–V, respectively. The initial values for T_{eff} and $\log g$ were determined from the photometric indices and spectral energy distribution. Those parameters were improved by the analysis of hydrogen lines. The final values of T_{eff} , $\log g$ and ξ were derived from the iron lines analysis. The T_{eff} values were found between 6000 K and 7900 K, while $\log g$ values range from 3.8 to 4.5 dex. Chemical abundances and $v \sin i$ values were derived by the spectrum synthesis method. The $v \sin i$ values were found between 5 and 240 km s^{−1}. The chemical abundance pattern of γ Doradus stars were compared with the pattern of non-pulsating stars. It turned out that there is no significant difference in abundance patterns between these two groups. Additionally, the relations between the atmospheric parameters and the pulsation quantities were checked. A strong correlation between the $v \sin i$ and the pulsation periods of γ Doradus variables was obtained. The accurate positions of the analysed stars in the Hertzsprung–Russell diagram have been shown. Most of our objects are located inside or close to the blue edge of the theoretical instability strip of γ Doradus.

Key words: stars: abundances – stars: chemically peculiar – stars: general – stars: rotation.

1 INTRODUCTION

The class of γ Doradus (γ Dor) variables was defined by Balona, Krisciunas & Cousins (1994) after discovery of the variability of the prototype of these pulsators (Cousins 1992; Krisciunas et al. 1993). The γ Dor variables exhibit pulsations in the non-radial, high-order (n), low-degree (l) gravity modes with amplitudes at the level of 0.1 mag (V) and pulsation periods between 0.3 and 3 d (Kaye et al. 1999). The pulsations of γ Dor stars are driven by the mechanism of convective flux blocking (Guzik et al. 2000;

Dupret et al. 2005). In the Hertzsprung–Russell (H-R) diagram, the theoretical instability strip of γ Dor variables is located partially inside the instability strip of δ Scuti (δ Sct) stars. In this small overlapping part, the existence of stars pulsating simultaneously in both δ Sct and γ Dor modes was predicted (Dupret et al. 2004). These stars are called γ Dor/ δ Sct or A-F type hybrids. The γ Dor variables are A7-F5 dwarfs and/or subdwarfs (Kaye et al. 1999). This means that in the H-R diagram they are situated inside the region of the transition from a convective envelope to a convective core. In order to reveal properties of the pulsation mechanism in F type stars and to decide on the correct location of the theoretical instability strip of γ Dor stars in the H-R diagram, the interaction between convection and pulsation has to be taken into account

* E-mail: filizkahraman01@gmail.com

Table 1. Information about the spectroscopic observations.

Instrument	Number of single & SB1/SB2 stars	Years of observations	Resolving power	Spectral range [Å]	S/N range
FEROS	0 / 8	2008	48 000	3500–9200	170–340
FIES	29 / 2	2007–2010	67 000	3700–7300	100–330
HARPS	11 / 4	2009–2011	80 000	3780–6910	130–360
HERCULES	11 / 3	2007–2010	70 000	4000–8800	110–300
HERMES	1 / 0	2010	85 000	3770–9000	150

(Saio et al. 2015). Moreover, the investigation of γ Dor variables allows us to examine important subjects of the internal structure and evolution of intermediate mass stars (Miglio et al. 2008). In particular, the frequency spacing detected in the photometric time series has allowed the study of the internal structure and surface-to-core rotation (e.g. Kurtz et al. 2014; Van Reeth et al. 2015).

In-depth studies of the pulsating A-F type stars have now become possible due to the space observations. In particular, the high-precision light curves of the *Kepler* mission enabled investigation of many new A-F type variables (Borucki et al. 2010). Before the space observations, approximately 100 γ Dor stars were known (Henry, Fekel & Henry 2011). The analysis of the *Kepler* data revealed many new candidate γ Dor, δ Sct and A-F type hybrid stars (Grigahçène et al. 2010; Uytterhoeven et al. 2011a). The investigation of *Kepler* observations and ground-based photometric data allow us to determine pulsation characteristics, ranges of fundamental parameters, and position of these variables in the H-R diagram.

However, many new questions about the properties of the γ Dor stars, δ Sct stars and their hybrids arose. The first question concerns the exact location of the instability domains of these variables in the H-R diagram. According to the existing studies, there seems to be no clear distinction in the edges of the observational instability strip of γ Dor and δ Sct stars. Moreover, it was shown that candidate hybrids of γ Dor and δ Sct stars were detected everywhere inside the theoretical instability strips of both types of pulsating stars (e.g. Kurtz et al. 2014; Niemczura et al. 2015). Another question relates to the chemical structure of the hybrid stars. Some Am hybrid stars were discovered, and these results showed that a relation between the Am phenomenon and hybridity could exist (Hareter et al. 2011). Solving these problems requires investigation of whether chemical and physical differences between hybrids, γ Dor, and δ Sct variables exist. Therefore, it is necessary to obtain the accurate physical and chemical characteristics of all classes of A-F type variables. Hence, reliable spectroscopic and multicolour photometric studies are essential.

So far, several photometric and spectroscopic studies of γ Dor stars have been carried out (e.g. Mathias et al. 2004; Henry, Fekel & Henry 2007). One of the most detailed spectroscopic investigations of γ Dor stars was presented by Bruntt, De Cat & Aerts (2008). They derived fundamental atmospheric parameters and chemical composition of *bona-fide* and candidate γ Dor stars to search for links between γ Dor, Am and λ Boötis stars, but no relations were found. Additionally, detailed spectroscopic analyses of γ Dor stars detected in satellite fields have been carried out (e.g. Tkachenko et al. 2012, 2013a; Niemczura et al. 2015; Van Reeth et al. 2015). In these studies, the fundamental atmospheric parameters and chemical abundances of these variables were derived.

The aim of this study is to obtain the atmospheric parameters and chemical abundances of some *bona-fide* and candidate γ Dor stars detected from the ground-based observations. Therefore, we gathered high-resolution and high signal-to-noise (S/N) spectra for

69 γ Dor stars using five different spectrographs from around the world. This sample contains a mixture of single stars, single-lined binaries (SB1) and double-lined spectroscopic binaries (SB2). The analysis of SB2 γ Dor stars will be presented in a separate paper (Kahraman Aliçavuş et al., in preparation). In this study, a detailed spectroscopic analysis of 52 single and SB1 γ Dor stars is performed. The high-resolution observation, data reduction and calibration details are given in Section 2. Spectral classification process is described in Section 3. Determination of the atmospheric parameters from photometric systems and spectral energy distribution (SED) are presented in Section 4. In Section 5, we introduce the atmospheric parameters determination from the analysis of hydrogen and iron lines, the detailed chemical abundance analysis, and discussion of the obtained parameters. The summary of the results and an outlook for future studies are given in Section 6.

2 OBSERVATIONS

The observations of our targets were carried out with five high-resolution spectrographs. Numbers of the observed single & SB1 and SB2 stars, observation years, spectral resolutions of instruments, wavelength range and S/N ranges are given in Table 1. For each spectrograph, the listed S/N range gives the maximum and minimum value of S/N at 5500 Å. The following instruments were used in the survey:

- (i) *FEROS* (Fibre-fed Extended Range Optical Spectrograph), an échelle spectrograph attached to the 2.2-m telescope of the European Southern Observatory (ESO, La Silla, Chile; Elkin, Kurtz & Nitschelm 2012);
- (ii) *FIES* (Fibre-fed Échelle Spectrograph), a cross-dispersed high-resolution échelle spectrograph attached to the 2.56-m Nordic Optical Telescope of the Roque de los Muchachos Observatory (ORM, La Palma, Spain; Telting et al. 2014);
- (iii) *HARPS* (High Accuracy Radial Velocity Planet Searcher), an échelle spectrograph attached to the 3.6-m telescope of the ESO (La Silla, Chile; Mayor et al. 2003);
- (iv) *HERCULES* (High Efficiency and Resolution Canterbury University Large Échelle Spectrograph), a fibre-fed échelle spectrograph attached to the 1-m McLellan telescope of the Mt. John University Observatory (MJUO, Mount John, New Zealand; Hearnshaw et al. 2003);
- (v) *HERMES* (High Efficiency and Resolution Mercator Échelle Spectrograph), a high-resolution fibre-fed échelle spectrograph attached to the 1.2-m Mercator telescope at the Roque de los Muchachos Observatory (ORM, La Palma, Spain; Raskin et al. 2011).

The collected spectra have been reduced and calibrated using the dedicated reduction pipelines of the instruments. The usual reduction steps for échelle spectra were applied, i.e. bias subtraction, flat-field correction, removal of scattered light, order extraction, wavelength calibration, and merging of the orders. For the

HERCULES data, an additional procedure had to be used to merge the échelle orders. In this procedure, the overlapping parts of the orders were averaged using the S/N of the given order as the weight. The normalization of all spectra was performed manually by using the *continuum* task of the NOAO/IRAF package.¹

Some of the studied stars were observed by more than one instrument. In this case, only the spectra of the instrument with the highest resolution were analysed. For some of the stars, we collected more than one spectrum from the same instrument. For these stars, all the spectra were combined and the average spectrum was investigated.

We collected the spectroscopic observations of both single-lined (single stars and SB1 binaries) and double-lined (SB2 binaries) stars. Some of these spectroscopic binaries had already been known in the literature as SB2 objects. In our sample, four new SB2 systems were detected: HD 85693, HD 155854, HD 166114 and HD 197187. The number of spectra we have so far for these targets is insufficient to determine their orbits. In this paper, we present the spectroscopic analysis of single and single lined spectroscopic binaries (SB1) only. An overview of the analysed objects is given in Table 2.

3 SPECTRAL CLASSIFICATION

A spectral classification gives crucial information about chemical peculiarity and initial atmospheric parameters of a star. Determination of the spectral type and the luminosity class relies on a comparison of the spectra of the studied stars with those of well-known standards, taking into account important hydrogen and metal lines.

As the γ Dor stars are late-A to mid-F type stars, we used only the spectra of standard A and F type stars from Gray et al. (2003) in the classification process. For each star, the spectral type determination was carried out three times, each time based on a different set of lines:

- (1) *hydrogen lines*: $H\gamma$ and $H\delta$ lines,
- (2) *metal lines*: Fe I, Ca I and Mg I and their ratios with the Balmer lines,
- (3) *Ca II K line* (stars earlier than F3) or *G band* (for late F type stars).

In the case of a non-chemically peculiar star, all three methods should give the same result. However, for chemically peculiar Am or λ Boötis stars, different spectral types are obtained from different sets of lines (Gray & Corbally 2009).

To obtain luminosity classes, we used blended lines of ionized iron and titanium near 4500 Å (Gray & Corbally 2009). In the case of A and early F type stars, Balmer lines are good indicators of the luminosity class while the G band can be used for late F type stars. The luminosity classes were determined using all these indicators.

The resulting spectral types and luminosity classes are given in Table 2. They range between A7 and G0, and between IV and V for whole sample, respectively. In the classification process, we discovered two mild Am stars, showing a difference of less than five spectral subtypes in the results based on the metal lines and the Ca II K line: HD 33204 (kA7 hA7 mF2 V) and HD 46304 (kA7 hA8 mF0 V). These mild Am stars are denoted as ‘Am:’ in Table 2. HD 33204 was already classified as an Am star (kA5 hA7 mF2) by Gray & Garrison (1989). We also found metal-poor stars, exhibiting weak metal lines. These metal-poor objects are indicated by ‘m-*’. This

notation represents the metallicity spectral class where ‘*’ is a number: e.g. F2 m - 2 means that metallicity spectral class of this star is F0 (Gray & Corbally 2009).

4 STELLAR PARAMETERS FROM PHOTOMETRY AND SED

Before the analysis of the high-resolution spectra, we derived initial values for atmospheric parameters of the stars using both different photometric indices (Section 4.1) and the SED method (Section 4.2). However, photometric colours and SEDs are very sensitive to the interstellar reddening ($E(B - V)$). Therefore, values of the interstellar reddening were first calculated using two different approaches.

In the first method, we used the interstellar extinction map code written by Dr Shulyak (private information) based on the Galactic extinction maps published in Amôres & Lépine (2005). The $E(B - V)$ values from the extinction maps were calculated using the *Hipparcos* parallaxes (van Leeuwen 2007) and stellar galactic coordinates from the SIMBAD data base (Wenger et al. 2000).² Because of the lack of parallaxes for cluster members HD 22702 (Melotte 22 3308) and HD 169577 (NGC 6633 15), their distances were assumed as cluster distances, being 130 and 385 pc (Kharchenko et al. 2005), respectively.

In the second method, we derived $E(B - V)$ values from interstellar sodium lines. This approach is based on the relation between the equivalent width of the Na D₂ line (5889.95 Å) and the $E(B - V)$ value (Munari & Zwitter 1997).

The resulting $E(B - V)$ values obtained with both methods are listed in Table 3 and compared with each other in Fig. 1. Uncertainties of $E(B - V)$ values were adopted as equal 0.02 mag on the basis of the standard deviation resulting from the comparison of the values from two methods (1σ , see Fig. 1). It can be seen that the results are consistent with each other, except for HD 169577. For this star, the difference between both values is about 0.1 mag. Note that for this star we used the NGC 6633 cluster distance in our calculation (first method). For the determination of stellar parameters, the average $E(B - V)$ values of both methods were used.

4.1 Photometric parameters

The effective temperatures T_{eff} and surface gravities $\log g$ of our targets were determined from photometric indices. These photometric parameters serve as input values for further analysis. We used *uvby β* Strömgen, Johnson, Geneva and 2MASS photometric data gathered from the General Catalogue of Photometric Data (Mermilliod, Mermilliod & Hauck 1997) and the 2MASS catalogue (Cutri et al. 2003).

For 49 stars, the atmospheric parameters T_{eff} and $\log g$ were estimated from the *uvby β* system. These parameters were acquired using the method of Moon & Dworetzky (1985), based on the V , $(b - y)$, m_1 , c_1 and β indices.

For 23 stars, Geneva photometry was used to derive the T_{eff} and $\log g$ values. The calculations were performed using the Künzli et al. (1997) calibration based on the $B2 - V1$, d and $m2$ indices.

Johnson $(B - V)$ colour indices were used to determine the T_{eff} of all studied stars. We applied the $(B - V)$ colour-temperature relation given by Sekiguchi & Fukugita (2000). For calculations of T_{eff} values, $\log g = 4.0$ and solar metallicities were assumed.

¹ <http://iraf.noao.edu/>

² <http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/>

Table 2. Spectroscopic observations and the spectral classification of the investigated stars.

HD number	Instruments	Number of spectra	V (mag)	Sp type (Simbad)	Sp type (this study)	Notes	References
009365**	FIES	1	8.23	F0	F1 V	γ Dor	1
019655	FIES	3	8.62	F2 V	F1 V nn	γ Dor	3
021788	FIES	2	7.50	F0	F3 V	cand γ Dor	2
022702	FIES	3	8.80	A2	F1 IV	γ Dor	3
023005	FIES	4	5.82	F0 IV	F1 IV nn	cand γ Dor	2
023585	FIES	1	8.36	F0 V	F0 V	γ Dor	3
026298**	FIES	1	8.16	F1 V	F2 V	cand γ Dor	4
033204	FIES	1	6.01	A5 m	A7 V Am:	cand γ Dor	5
046304	FIES	3	5.60	F0 V	A8 V Am:	cand γ Dor	16
063436	FIES	1	7.46	F2	F0 IV	γ Dor	6
089781	FIES	1	7.48	F0	F1 V	γ Dor	1
099267	FIES	3	6.87	F0	F1 V	γ Dor	6
099329	FIES	3	6.37	F3 IV	F2 IV nn	γ Dor	1
104860	FIES	2	7.91	F8	G0 / F9 V	cand γ Dor	2
106103	FIES	1	8.12	F5 V	F2 - 3 V	cand γ Dor	14
107192	FIES	1	6.28	F2 V	F1 IV	cand γ Dor	7
109032	FIES	5	8.09	F0	F1 V	cand γ Dor	2
109799	FIES	1	5.45	F1 IV	F2 IV	cand γ Dor	2
109838	FIES	1	8.04	F2 V	F2 IV	cand γ Dor	2
110379	FIES	1	3.44	F0 IV	F1 - F2 V	cand γ Dor	4
112429	FIES	1	5.24	F0 IV-V	F3 IV	γ Dor	6
118388	FIES	3	7.98	F2	F5 V m - 3	cand γ Dor	8
126516**	FIES	2	8.31	F3 V	F5 V	cand γ Dor	4
130173**	FIES	1	6.88	F3 V	F5 V m - 3	cand γ Dor	9
155154	FIES	3	6.18	F0 IV-Vn	F2 IV nn	γ Dor	10
165645	FIES	3	6.36	F0 V	F1 V nn	cand γ Dor	6
169577	FIES	5	8.65	F0	F1 V	γ Dor	11
187353	FIES	3	7.55	F0	F1 IV/V	cand γ Dor	2
206043	FIES	1	5.87	F2 V	F1 V nn	γ Dor	10
075202	HARPS	5	7.75	A3 IV	A7 V	cand γ Dor	8
091201	HARPS	5	8.12	F1 V/IV	F1 V / IV	cand γ Dor	2
103257	HARPS	5	6.62	F2 V	F2 V m - 2	cand γ Dor	2
113357	HARPS	14	7.87	F0 V	F2 V m - 2	cand γ Dor	2
133803	HARPS	4	8.15	A9 V	F2 IV m - 2	cand γ Dor	2
137785	HARPS	6	6.43	F2 V	F2 V	cand γ Dor	2
149989	HARPS	6	6.29	A9 V	F1 V nn m-4	γ Dor	4
188032	HARPS	10	8.14	A9 / F0 V	A9 V	cand γ Dor	2
197451**	HARPS	3	7.18	F1	F0 V	cand γ Dor	2
206481	HARPS	7	7.86	F0 V	F2 V	γ Dor	2
224288	HARPS	5	8.04	F0 V	F2 IV/V	cand γ Dor	2
112934	HERCULES	2	6.57	A9 V	A9 V	cand γ Dor	4
115466	HERCULES	2	6.89	F0	F1 IV/V	γ Dor	12
124248	HERCULES	2	7.17	A8 V	A8 - A7 V	γ Dor	12
171834	HERCULES	4	5.45	F3 V	F3 V	γ Dor	15
172416	HERCULES	23	6.62	F5 V	F6 V	cand γ Dor	2
175337	HERCULES	2	7.36	F5 V	F2 V	γ Dor	12
187028	HERCULES	2	7.60	F0 V	F2 V	γ Dor	4
209295**	HERCULES	2	7.32	A9 / F0 V	A9 / F0 V-IV	γ Dor	4
216910	HERCULES	2	6.69	F2 IV	F2 V	γ Dor	4
224638	HERCULES	2	7.48	F0	F2 - F3 IV	γ Dor	6
224945	HERCULES	1	6.62	A3	A9 V / IV	γ Dor	6
041448	HERMES	1	7.62	A9 V	A9 V	γ Dor	6

References: (1) Henry et al. (2007); (2) Handler (1999); (3) Martín & Rodríguez (2000); (4) De Cat et al. (2006); (5) Eyer (1998); (6) Henry et al. (2011); (7) Aerts, Eyer & Kestens (1998); (8) Dubath et al. (2011); (9) Fekel et al. (2003); (10) Henry et al. (2001); (11) Poretti et al. (2003); (12) Henry & Fekel (2005); (13) Handler & Shobbrook (2002); (14) Krisciunas & Handler (1995); (15) Uytterhoeven et al. (2011b); (16) Mathias et al. (2003).
Notations : IV / V = between IV-V, IV-V = whether IV or V, nn = very rapid rotators, m-* = metallicity class where * represents number, 'Am:' defines a mild Am star, cand = candidate, ** = SB1 stars.

Finally, T_{eff} values of the stars were derived from the 2MASS photometry (Masana, Jordi & Ribas 2006), using $(V - K)$ index. In the calculations, we assumed solar metallicity ($[m/H] = 0.0$) and $\log g = 4.0$ for all the stars.

The results obtained with all these methods are listed in Table 3. Uncertainties of the calculated T_{eff} and $\log g$ were estimated taking into account errors of photometric indices, reddening (0.02 mag, as discussed before), metallicity (0.1 dex), and surface gravity

Table 3. The $E(B - V)$ values and atmospheric parameters derived from the photometric indices and SED analysis.

HD number	$E(B - V)_{Map}$ (mag)	$E(B - V)_{NaD_2}$ (mag)	T_{eff} $uvby\beta$ (K) ± 95	$\log g$ $uvby\beta$ (dex) ± 0.10	T_{eff} Geneva (K) ± 125	$\log g$ Geneva (dex) ± 0.11	T_{eff} UBV (K) ± 170	T_{eff} 2MASS (K) ± 80	T_{eff} Average ^a (K) ± 245	T_{eff} SED (K)
009365	0.01	0.00	7050	4.05			7200	6940	7060	7280 \pm 190
019655	0.03	0.03	6950	3.96	6850	4.06	7110	7130	7010	6800 \pm 150
021788	0.02	0.02	6530	3.46			6930	6680	6750	6860 \pm 200
022702	0.03	0.03			6940	4.28	7050	7040	7010	6800 \pm 100
023005	0.00	0.00	7030	3.88	6920	4.07	6940	6870	6940	6970 \pm 120
023585	0.03	0.00	7530	4.31	7080	4.26	7180	7220	7250	6990 \pm 170
026298	0.01	0.00	6730	4.11	6720	4.38	6910	6820	6790	6670 \pm 130
033204	0.00	0.00	7650	4.11	7210	4.04	7330	7510	7425	7170 \pm 150
046304	0.00	0.00	7380	3.88	7370	4.25	7430	7270	7360	7150 \pm 150
063436	0.00	0.00	7350	4.44			6890	7090	7110	7280 \pm 110
089781	0.04	0.00	7090	4.03			7050	7180	7110	7060 \pm 130
099267	0.00	0.00	7050	4.01			7110	7030	7060	7060 \pm 100
099329	0.00	0.00	7070	4.02	6940	4.23	7000	6940	6990	6870 \pm 100
104860	0.03	0.00	5920	4.65			6000	5970	5960	6160 \pm 110
106103	0.00	0.00	6710	4.45	6650	4.55	6690	6590	6660	6530 \pm 100
107192	0.00	0.01	7090	4.26	7010	4.46	6910	6830	6960	7050 \pm 160
109032	0.00	0.00	7180	4.31			7070	7030	7090	7040 \pm 120
109799	0.00	0.00	7020	4.07	6940	4.33	7060	6830	6960	6870 \pm 150
109838	0.02	0.00	7060	4.12			7250	7170	7160	7000 \pm 250
110379	0.00	0.00	7240	4.06			6850	5720	6600	6730 \pm 300
112429	0.00	0.00	7210	4.20	7200	4.40	7280	7030	7180	7010 \pm 100
118388	0.01	0.01					6590	6230	6410	6540 \pm 250
126516	0.01	0.00	6630	4.38			6540	6350	6510	6520 \pm 250
130173	0.00	0.01	6430	3.77			6610	6450	6500	6570 \pm 200
155154	0.00	0.00	7170	4.04			7160	7130	7150	7080 \pm 140
165645	0.00	0.00	7320	4.02			7440	7220	7330	7160 \pm 160
169577	0.15	0.03	7050	4.24			7400	7350	7270	7190 \pm 300
187353	0.00	0.03	7020	4.10			7000	7040	7020	7040 \pm 300
206043	0.00	0.00	7180	4.05			7110	6830	7040	7200 \pm 120
075202	0.00	0.01	8180	4.06	7840	4.21	7890	7680	7900	8130 \pm 250
091201	0.01	0.01	7070	4.10			7090	6980	7050	6960 \pm 350
103257	0.00	0.00	6890	3.90			7100	6940	6980	6960 \pm 100
113357	0.01	0.01	7150	4.26			7100	6900	7050	6930 \pm 300
133803	0.01	0.02	7140	4.12			6940	7030	7040	7000 \pm 150
137785	0.00	0.00	7110	4.06			7050	6820	7000	6900 \pm 250
149989	0.00	0.00	7180	4.08	7070	4.43	7210	7040	7120	7000 \pm 100
188032	0.00	0.00	7230	4.20	7080	4.47	7200	7130	7160	6900 \pm 200
197451	0.01	0.02	7370	3.93			6900	7130	7130	7050 \pm 300
206481	0.00	0.00	7150	4.24	7010	4.52	6950	7040	7040	6760 \pm 150
224288	0.00	0.00	7140	4.22	6940	4.40	7040	6810	6980	6770 \pm 120
112934	0.00	0.00	7120	4.14	7150	4.56	7220	7080	7140	6900 \pm 160
115466	0.00	0.00	6970	3.93			6960	6940	6960	7200 \pm 130
124248	0.00	0.00	7220	4.16			7220	7100	7180	7400 \pm 130
171834	0.00	0.00	6720	4.03	6750	4.37	6950	6680	6780	6780 \pm 200
172416	0.00	0.00	6590	4.13	6290	3.68	6400	6200	6370	6445 \pm 100
175337	0.00	0.00	7090	4.14			6900	7090	7030	7290 \pm 160
187028	0.00	0.00	7270	4.34	7090	4.47	7240	7010	7150	6920 \pm 150
209295	0.00	0.00	7510	4.97	7470	4.25	7470	7480	7480	7110 \pm 220
216910	0.00	0.00	7070	4.07	6930	4.27	6950	6880	6960	7390 \pm 150
224638	0.00	0.00	7140	4.06			7160	6960	7090	6940 \pm 200
224945	0.00	0.00					7268	7238	7250	7300 \pm 160
041448	0.00	0.00	7240	4.13			7170	7180	7200	7290 \pm 150

^aRepresents the average values of effective temperature obtained from different photometric systems.

(0.1 dex), if it was necessary to assume this last parameter. Finally, we derived the average uncertainties of T_{eff} and $\log g$ for each system (see Table 3). The average effective temperatures were calculated using the results from all considered photometric systems. In Fig. 2, these values are compared with individual results for each photometric system. The dashed lines represent the standard deviations

of differences between the average temperatures and values from a given photometric system. These standard deviations are equal 125, 94, 96 and 140 K for $uvby\beta$, Geneva, Johnson and 2MASS systems, respectively. As can be seen in Fig. 2, in most cases the obtained effective temperatures are consistent with the average values. In the case of $uvby\beta$, the biggest difference was derived for HD 110379.

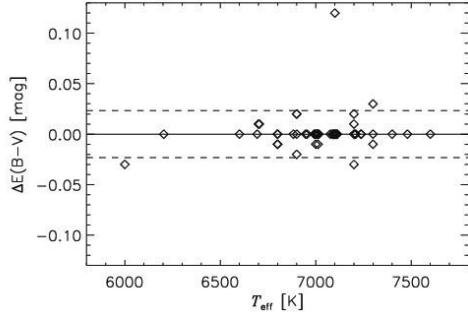


Figure 1. The differences between the $EB - V$ values derived from interstellar maps and the sodium Na D_2 lines. The dashed lines show 1σ level.

This star is a binary system member, and its photometric colours can be influenced by the light from the second component.

Additionally, the $\log g$ values obtained from the $uvby\beta$ and Geneva indices were compared with each other. The average $\log g$ value for the $uvby\beta$ system is 4.08 dex while for the Geneva system, it reaches 4.32 dex. As can be inferred from these average values, surface gravities from $uvby\beta$ are in general slightly lower than the Geneva ones.

4.2 Effective temperature from SED

Stellar parameters can be estimated from the SED of a star. SEDs have to be constructed from spectrophotometry collected in different wavelengths, preferably from ultraviolet until infrared. Different parts of SED are sensitive to different stellar parameters. We used SEDs to obtain T_{eff} values, using the code written by Dr Shulyak (private information). This code automatically searches for

spectrophotometric observations from different data bases. Several data bases are available with the code, e.g. Adelman et al. (1989), Breger (1976), Alekseeva et al. (1996), Burnashev (1985) and Glushneva et al. (1992) covering the near-UV, visual, and near-IR wavelengths. The code can additionally use data from the Space Telescope Imaging Spectrograph (STIS, *Hubble Space Telescope*; Woodgate et al. 1998), the International Ultraviolet Explorer (IUE; Wamsteker et al. 2000), and the Ultraviolet Sky Survey Telescope (TD1; Bokseberg et al. 1973; Thompson et al. 1978). These archives cover the ultraviolet part of SED. The code allows also to input indices manually, if necessary.

In this study, we generally used the photometric colours of the $uvby\beta$, Geneva, Johnson, and 2MASS systems and the ultraviolet TD1 observations as input values. SEDs constructed from these observed spectrophotometric measurements were compared with theoretical energy distributions, calculated from the Kurucz's atmospheric models (ATLAS9 code; Kurucz 1993). In these calculations, the solar metallicity ($[m/H] = 0$) and the $\log g$ value of 4.0 dex were assumed. The obtained T_{eff} values and their uncertainties are listed in Table 3. The average error is about 110 K. Differences between the obtained SED T_{eff} values and the average photometric values are shown in Fig. 2. In the figure dashed lines represent standard deviations of 160 K. As can be seen from Fig. 2, the highest difference was derived for HD 209295. This can be caused by the membership of this star to a binary system.

5 SPECTROSCOPIC ANALYSIS

In this section, the analysis of high-resolution and high S/N spectra is presented. Atmospheric parameters were derived from the analysis of hydrogen and metal lines. All the necessary atmospheric models were calculated with the ATLAS9 code (Kurucz 1993) that generates hydrostatic, plane-parallel and line-blanketed local thermodynamic equilibrium models. The synthetic spectra were obtained with the SYNTHIE code (Kurucz & Avrett 1981).

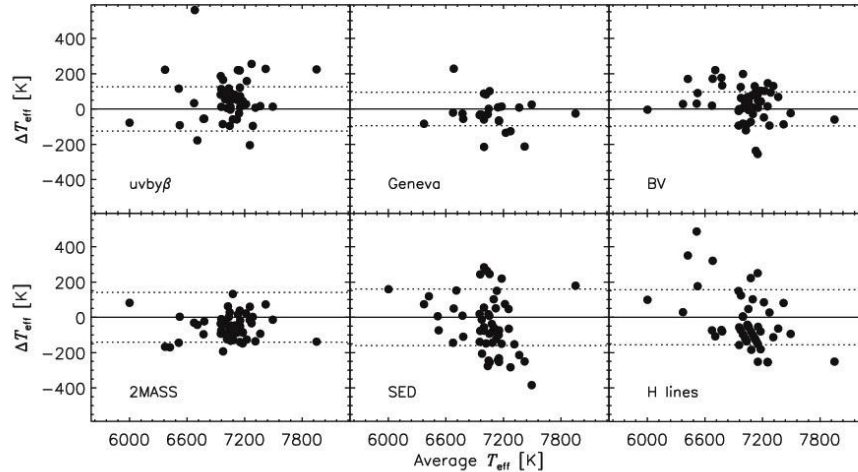


Figure 2. The differences between the average photometric effective temperatures and the T_{eff} obtained from photometric methods, SED and hydrogen lines. The dashed lines show 1σ levels.

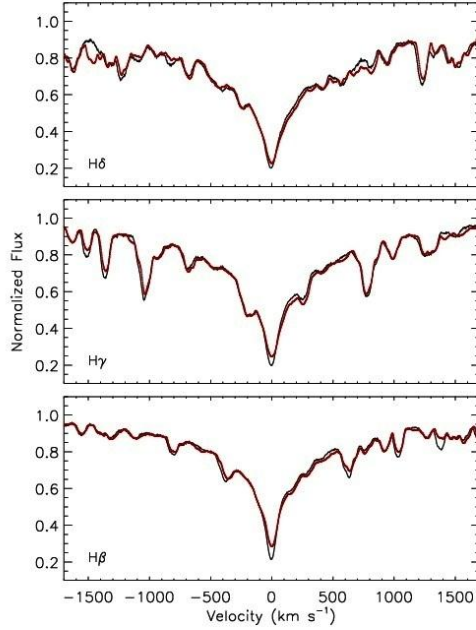


Figure 3. The observed Balmer lines (black lines) and the synthetic spectra (red lines) for HD 23005.

5.1 Analysis of hydrogen lines

The hydrogen lines analysis was applied to obtain the T_{eff} values of all stars. During the analysis of Balmer lines, the $\log g$ values were assumed to be 4.0 dex. Additionally, the solar metallicity and $v \sin i$ values were fixed during the analysis. The initial values of $v \sin i$ were taken from the approximate fitting of the synthetic spectra to the observed metal lines. The analysis was performed taking into account the $H\beta$, $H\gamma$ and $H\delta$ lines. The method proposed by Catanzaro, Leone & Dall (2004) was applied. Initial T_{eff} values were taken from previous calculations, including photometric and the SED T_{eff} results. The final effective temperatures were derived minimizing the differences between synthetic and observed spectra. As an example, the result of the analysis for HD 23005 is shown in Fig. 3. As can be seen, the observed hydrogen lines fit quite well with the synthetic spectra. The small deviations in the core of the lines are caused by the incorrect models, which are not able to explain Balmer line cores. The effective temperatures derived from the hydrogen lines and their uncertainties are listed in Table 4. These uncertainties were determined taking into account uncertainties resulting from quality of the spectra (S/N) and assumed values of $\log g$, $[m/H]$ and $v \sin i$. As known, the hydrogen lines are not sensitive to $\log g$ in the temperature range of γ Dor stars. Because of this, the $\log g$ parameter has no significant effect on T_{eff} values in our analysis (Smalley et al. 2002; Smalley 2005). The obtained uncertainties are in the range of ~ 150 – 260 K.

In Fig. 2, the obtained values are compared with the average T_{eff} calculated from photometric indices. Standard deviation of these differences is about 200 K, and is shown by the dashed lines in

Fig. 2. In Fig. 4, T_{eff} parameters from hydrogen lines are compared with the results of SED and iron lines analysis. The results are consistent within the error bars. Standard deviations and average values of these distributions are given in Fig. 4.

5.2 Atmospheric parameters from iron lines analysis

When T_{eff} and $\log g$ values were determined from photometric methods, SEDs and hydrogen lines, the iron lines analysis was performed assuming previously determined parameters as inputs. The initial analysis of the stellar $v \sin i$ values, revealed slowly and fast rotating stars in our sample. High rotation velocity causes that most of the spectral lines are blended. To analyse such spectra and to determine atmospheric parameters (T_{eff} , $\log g$ and microturbulent velocity ξ), the spectrum synthesis is the most appropriate method. To perform our analysis, we followed the same procedure as described in Niemczura et al. (2015). The values of T_{eff} , $\log g$ and ξ were determined taking into account Fe I and Fe II lines. T_{eff} and ξ parameters are highly sensitive to the strength of the Fe I lines while the $\log g$ parameter is almost totally insensitive to it. The strength of the Fe II lines is slightly affected by T_{eff} and ξ , but depends considerably on the $\log g$. Considering the mentioned dependence of the iron lines on atmospheric parameters, we first obtained ξ values by looking at the correlation between the Fe I lines depths and abundances. Secondly, T_{eff} values were derived by checking the correlation between the excitation potential and the abundances calculated from individual Fe I lines. In both cases the correlations should be nearly zero, which means that for the proper atmospheric parameters of a star, the same iron abundance should be obtained from all iron lines. The surface gravity values were determined using the ionization balance of the Fe I and Fe II lines.

In Fig. 5, we show the distributions of the derived iron abundances (left), excitation potentials versus Fe I abundances (middle) and Fe I lines depths versus abundances (right) for the star HD 126516. Additionally, two sets of the atmospheric parameters for which the iron abundances were calculated are shown. The upper panels show these relations for the wrong atmospheric parameters, whereas the lower panels demonstrate the right solution. As we expect that for the correct parameters all iron lines give the same iron abundance within the error bars, it is clear that the smallest correlations of line strength, excitation potential, and obtained abundances indicate the correct solution.

The derived values for T_{eff} , $\log g$ and ξ together with their uncertainties are given in Table 4. The errors of the analysed parameters were obtained taking into account the effect of other parameters on the considered one. The lowest errors of 100 K for T_{eff} , 0.1 dex for $\log g$, and 0.1 km s^{-1} for ξ result from the steps adopted in the calculated stellar atmospheric models and synthetic spectra.

5.3 Abundances analysis

After the determination of T_{eff} , $\log g$ and ξ , chemical abundance analysis was carried out. In the first step, the spectra of each star were divided into the parts which widths depend mainly on $v \sin i$. For slowly rotating stars, parts covering only one or a few blended spectral features were selected. For moderate and fast rotating stars broader spectral ranges, including blends of many lines, were used. All parts were re-normalized by comparison with theoretical spectra, if necessary. Then the line identification for selected regions was performed using the line list of Kurucz³ (Kurucz & Bell 1995)

³ kurucz.harvard.edu/linelists.html

Table 4. Atmospheric parameters obtained from the hydrogen and iron lines analysis. Previously determined spectroscopic atmospheric parameters: HD23585: $T_{\text{eff}} = 7440$ K, $\log g = 4.29$, $\xi = 3.0$ km s $^{-1}$ (Gray, Graham & Hoyt 2001) HD26298: $T_{\text{eff}} = 6790 \pm 200$ K, $\log g = 3.95 \pm 0.22$, $\xi = 1.5 \pm 0.5$ km s $^{-1}$, HD110379: $T_{\text{eff}} = 7140 \pm 160$ K, $\log g = 4.21 \pm 0.02$, $\xi = 1.5 \pm 0.4$ km s $^{-1}$, HD126516: $T_{\text{eff}} = 6590 \pm 120$ K, $\log g = 4.01 \pm 0.15$, $\xi = 1.9 \pm 0.3$ km s $^{-1}$ (Bruntt et al. 2008) HD33204: $T_{\text{eff}} = 7646$ K, $\log g = 4.11$, $\xi = 3.4$ (Varenne & Monier 1999) HD46304: $T_{\text{eff}} = 7048 \pm 16$ K, HD63436: $T_{\text{eff}} = 6970$ K, $\log g = 4.14$, HD106103: $T_{\text{eff}} = 6610$ K (Muñoz Bernejo et al. 2013) HD99329: $T_{\text{eff}} = 6990$ K, HD112934: $T_{\text{eff}} = 7035$ K, HD209295: $T_{\text{eff}} = 7392$ K (Ammeler-von Eiff & Reiners 2012) H109799: $T_{\text{eff}} = 6926 \pm 26$ K (King & Schuler 2005).

HD number	$T_{\text{eff}}^{\text{Hlines}}$ (K)	$T_{\text{eff}}^{\text{Feines}}$ (K)	$\log g^{\text{Feines}}$ (dex)	ξ (km s $^{-1}$)	$v \sin i$ (km s $^{-1}$)	$\log \epsilon$ (Fe) (dex)
009365	7000 ± 170	7200 ± 100	3.9 ± 0.1	2.7 ± 0.2	77 ± 1	7.39 ± 0.22
019655	7000 ± 210	7100 ± 100	4.1 ± 0.3	2.8 ± 0.4	222 ± 5	7.32 ± 0.23
021788	6600 ± 140	6700 ± 100	4.1 ± 0.2	2.2 ± 0.1	13 ± 1	7.26 ± 0.21
022702	7000 ± 190	7200 ± 200	4.2 ± 0.2	2.5 ± 0.3	146 ± 2	7.40 ± 0.24
023005	7100 ± 150	7000 ± 100	3.9 ± 0.1	2.4 ± 0.1	48 ± 1	7.61 ± 0.21
023585	7300 ± 250	7200 ± 200	4.1 ± 0.2	2.8 ± 0.3	113 ± 3	7.40 ± 0.24
026298	6700 ± 150	6700 ± 100	4.1 ± 0.1	2.0 ± 0.2	53 ± 2	7.20 ± 0.22
033204	7500 ± 230	7600 ± 200	4.0 ± 0.1	3.1 ± 0.1	36 ± 2	7.97 ± 0.26
046304	7300 ± 260	7400 ± 100	4.0 ± 0.1	3.0 ± 0.4	242 ± 12	7.31 ± 0.27
063436	7000 ± 170	7000 ± 100	3.9 ± 0.1	1.7 ± 0.2	70 ± 1	7.45 ± 0.22
089781	7000 ± 180	7200 ± 100	4.2 ± 0.2	1.3 ± 0.2	120 ± 3	7.45 ± 0.23
099267	7000 ± 170	7000 ± 100	4.2 ± 0.2	2.9 ± 0.3	100 ± 2	7.46 ± 0.23
099329	6900 ± 200	7100 ± 200	4.1 ± 0.2	2.6 ± 0.3	142 ± 2	7.49 ± 0.24
104860	6100 ± 140	6000 ± 100	4.4 ± 0.2	1.9 ± 0.1	16 ± 2	7.34 ± 0.21
106103	6600 ± 150	6700 ± 100	4.1 ± 0.2	1.3 ± 0.1	21 ± 1	7.40 ± 0.21
107192	6900 ± 160	7000 ± 100	3.9 ± 0.2	2.8 ± 0.2	69 ± 1	7.32 ± 0.22
109032	7000 ± 170	7000 ± 100	4.2 ± 0.2	2.6 ± 0.2	100 ± 1	7.42 ± 0.22
109799	6900 ± 140	7000 ± 100	4.0 ± 0.1	1.8 ± 0.1	39 ± 2	7.51 ± 0.21
109838	7000 ± 140	6900 ± 100	4.2 ± 0.1	1.5 ± 0.1	13 ± 1	7.46 ± 0.21
110379	7000 ± 150	7100 ± 100	4.1 ± 0.1	1.8 ± 0.2	34 ± 6	7.37 ± 0.21
112429	7100 ± 170	7200 ± 100	3.9 ± 0.2	3.0 ± 0.2	120 ± 3	7.29 ± 0.23
118388	6800 ± 170	6700 ± 100	4.1 ± 0.2	1.9 ± 0.2	121 ± 8	7.27 ± 0.22
126516	7000 ± 140	6800 ± 200	4.2 ± 0.2	1.5 ± 0.2	5 ± 1	7.50 ± 0.23
130173	6700 ± 160	6800 ± 200	4.0 ± 0.2	2.2 ± 0.2	62 ± 3	7.28 ± 0.23
155154	7100 ± 200	7000 ± 100	4.0 ± 0.2	3.0 ± 0.3	183 ± 6	7.30 ± 0.22
165645	7200 ± 180	7300 ± 200	4.1 ± 0.1	3.2 ± 0.2	152 ± 4	7.36 ± 0.28
169577	7000 ± 160	7100 ± 200	4.2 ± 0.1	1.8 ± 0.2	62 ± 4	7.79 ± 0.23
187353	7300 ± 230	7200 ± 100	4.1 ± 0.1	1.7 ± 0.1	35 ± 2	7.36 ± 0.22
206043	7200 ± 190	7200 ± 200	4.0 ± 0.2	2.5 ± 0.2	135 ± 5	7.50 ± 0.23
075202	7700 ± 260	7900 ± 200	4.2 ± 0.2	0.4 ± 0.2	104 ± 2	7.51 ± 0.26
091201	7100 ± 150	7100 ± 100	3.8 ± 0.2	2.3 ± 0.1	50 ± 1	7.50 ± 0.18
103257	6900 ± 160	7100 ± 200	4.0 ± 0.2	2.3 ± 0.2	70 ± 2	7.31 ± 0.20
113357	7000 ± 160	7100 ± 100	4.1 ± 0.1	2.9 ± 0.2	67 ± 1	7.28 ± 0.19
133803	7000 ± 170	7000 ± 100	4.2 ± 0.3	2.2 ± 0.2	92 ± 2	7.37 ± 0.18
137785	7000 ± 170	6900 ± 100	3.8 ± 0.2	2.8 ± 0.2	109 ± 3	7.16 ± 0.18
149989	7000 ± 190	7100 ± 100	4.0 ± 0.2	2.8 ± 0.2	140 ± 6	7.09 ± 0.19
188032	7000 ± 160	7100 ± 100	4.0 ± 0.1	2.5 ± 0.2	54 ± 2	7.34 ± 0.18
197451	7400 ± 230	7300 ± 200	4.0 ± 0.1	3.1 ± 0.2	26 ± 3	7.73 ± 0.22
206481	6900 ± 170	6900 ± 100	4.1 ± 0.2	1.5 ± 0.2	86 ± 2	7.36 ± 0.18
224288	7100 ± 150	7100 ± 200	3.9 ± 0.1	2.2 ± 0.2	48 ± 2	7.39 ± 0.19
112934	7000 ± 170	7100 ± 100	3.9 ± 0.2	2.4 ± 0.2	75 ± 2	7.03 ± 0.22
115466	6800 ± 150	7100 ± 100	4.0 ± 0.2	2.0 ± 0.2	40 ± 3	7.56 ± 0.20
124248	7000 ± 150	7100 ± 100	4.1 ± 0.1	1.7 ± 0.2	50 ± 3	7.37 ± 0.20
171834	6700 ± 170	7000 ± 100	4.0 ± 0.2	2.7 ± 0.2	72 ± 2	7.40 ± 0.21
172416	6400 ± 150	6400 ± 100	3.9 ± 0.1	1.9 ± 0.2	55 ± 3	7.41 ± 0.20
175337	6900 ± 150	7100 ± 100	4.0 ± 0.1	1.7 ± 0.1	38 ± 2	7.73 ± 0.19
187028	6900 ± 170	7300 ± 200	4.5 ± 0.2	2.3 ± 0.3	87 ± 3	7.23 ± 0.23
209295	7400 ± 170	7300 ± 100	4.2 ± 0.1	2.3 ± 0.2	89 ± 5	7.07 ± 0.21
216910	6900 ± 180	7100 ± 100	4.3 ± 0.2	2.1 ± 0.2	95 ± 4	7.66 ± 0.21
224638	6900 ± 140	7000 ± 100	4.0 ± 0.1	1.5 ± 0.2	29 ± 7	7.39 ± 0.20
224945	7000 ± 150	7300 ± 100	4.2 ± 0.1	2.3 ± 0.2	58 ± 2	7.39 ± 0.23
041448	7300 ± 170	7200 ± 100	4.1 ± 0.2	2.8 ± 0.2	104 ± 3	7.35 ± 0.18

taking into account only these elements that are most important in the given region. The abundance analysis was carried out by the spectrum synthesis method, which allowed us to determine chemical abundances and $v \sin i$ values at the same time. We used the

classical least square method. Minimum differences between the observed and synthetic spectra indicate the final solution. After carrying out calculations for each spectral part of a given star, the average values of $v \sin i$ and chemical abundances were derived.

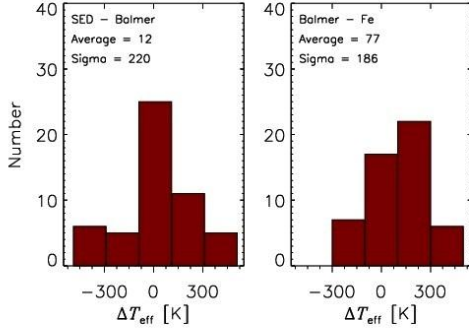


Figure 4. The distributions of differences between the effective temperatures determined from the hydrogen lines and SED analysis (left-hand panel) and from the hydrogen and Fe lines analysis (right-hand panel).

The results are presented in Table 4 ($v \sin i$ and iron abundances) and Table 5 (chemical abundances and standard deviations).

The uncertainties of chemical elements given in Table 5 are standard deviations. The real errors of the elements include the effects of assumptions adopted to build the model of the atmosphere and uncertainties of atmospheric parameters (T_{eff} , $\log g$, ξ). The assumptions like local thermodynamical equilibrium, plane-parallel geometry, and hydrostatic equilibrium were adopted in calculations of atmospheric models and synthetic spectra. They introduce the error of about 0.1 dex for calculated chemical abundances (Mashonkina 2011). Other important factors are used atomic data, analysed wavelength range, quality of the data (resolution, S/N), and normalization of the spectra.

To find out the effect of resolution and S/N ratio on the values of the obtained chemical abundances, we selected three stars observed

by different instruments with different or similar S/N ratios. First of these stars (HD 109799) was observed by FIES ($R = 67\,000$) and HARPS ($R = 80\,000$) spectrographs. Obtained spectra have almost the same S/N ratios (~ 310). We performed the standard analysis of both spectra and obtained a 0.07 dex difference in iron abundance. For the second star (HD 23005), the spectra were collected by FIES ($R = 67\,000$) with S/N = 300 and by HERMES ($R = 85\,000$) with S/N = 180 ratio. According to the S/N ratio and the resolving power of these spectra, both spectra have approximately the same quality. In case of this star, we got the difference in iron abundance of about 0.02 dex. For the third star (HD 133803), we have spectra from HARPS ($R = 80\,000$) with S/N = 310 ratio and from HERMES ($R = 85\,000$) with S/N = 170 ratio. The spectra have nearly the same resolution but different S/N values. When we compared the obtained abundances of iron, 0.13 dex difference was derived. These calculations show, that the resolving power does not have significant influence on abundance determinations in our spectral analysis, as all data were taken by high-resolution instruments. On the other hand, the S/N ratio has more important effect.

We also checked the possible influence of quality of the spectrum on atmospheric parameters determination. The stars were observed by spectrographs with resolving powers equal 67 000, 80 000 and 85 000. Collected spectra have S/N more than 100, often S/N more than 150. We can state that the latter value is the recommended one to be used in the abundance analyses, since the improvements obtained with higher S/N spectra could not be justified by larger investment of observing time. However, we found no substantial effect of the resolving power and S/N ratio on atmospheric parameters. Similar results were also obtained by Ryabchikova et al. (2016).

The influence of uncertainties of atmospheric parameters and $v \sin i$ on chemical abundances was examined as well. We obtained that 100 K uncertainty of T_{eff} causes the change in element abundance of less than 0.1 dex. This value increases with increasing T_{eff} . On the other hand, the 0.1 dex error of $\log g$ changes the chemical abundances of about 0.04 dex or less. Additionally, we found that

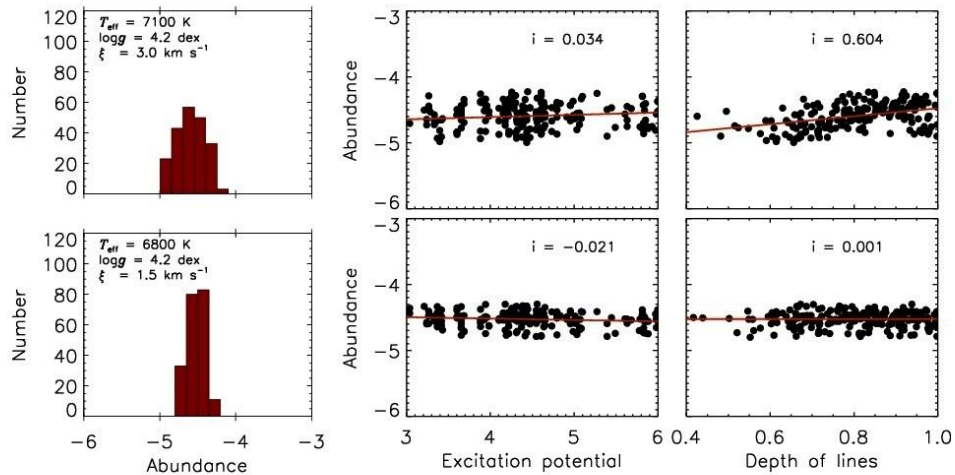


Figure 5. The distributions of the derived iron abundances, the Fe I abundances versus the excitation potential and the lines' depths for HD 126516. The 'i' values illustrate an inclination of the fitted line. The first set of parameters ($T_{\text{eff}} = 7100\text{ K}$, $\log g = 4.2$, $\xi = 3\text{ km s}^{-1}$) is incorrect (upper panels), while the second set (6800 K , 4.2 dex , 1.5 km s^{-1}) is the right one (lower panels).

Table 5. The average abundances and standard deviations of individual elements of the stars. Number of the analysed parts is given in the brackets. The full table is available in the electronic form.

Elements (Atomic number)	HD 9565	HD 19655	HD 21788	HD 22702	HD 23005
C (6)	8.48 ± 0.15 (7)	8.34 ± 0.24 (2)	8.52 ± 0.21 (19)	8.65 ± 0.01 (3)	8.11 ± 0.27 (8)
N (7)			8.61 ± 0.19 (1)		
O (8)			8.57 ± 0.19 (2)		
Na (11)	5.62 ± 0.14 (2)	6.65 ± 0.24 (1)	6.08 ± 0.05 (4)	6.25 ± 0.13 (1)	6.47 ± 0.28(2)
Mg (12)	7.64 ± 0.09 (8)	7.57 ± 0.01 (4)	7.51 ± 0.22 (11)	7.69 ± 0.15 (5)	7.86 ± 0.20 (8)
Si (14)	7.21 ± 0.30 (16)	6.48 ± 0.35 (4)	7.09 ± 0.43 (40)	6.94 ± 0.32 (6)	7.15 ± 0.35 (21)
S (16)	7.29 ± 0.14 (2)		7.20 ± 0.12 (8)		7.41 ± 0.28 (2)
Ca (20)	6.48 ± 0.19 (19)	6.32 ± 0.16 (4)	6.38 ± 0.20 (32)	6.29 ± 0.06 (4)	7.01 ± 0.30 (27)
Sc (21)	2.94 ± 0.12 (10)	3.44 ± 0.24 (5)	3.20 ± 0.07 (8)	3.52 ± 0.13 (2)	3.47 ± 0.30 (12)
Ti (22)	4.94 ± 0.11 (23)	4.94 ± 0.04 (7)	4.95 ± 0.23 (92)	4.85 ± 0.16 (9)	4.93 ± 0.23 (36)
V (23)	4.94 ± 0.14 (2)		3.88 ± 0.21 (10)		4.26 ± 0.50 (4)
Cr (24)	5.56 ± 0.07 (15)	5.59 ± 0.15 (7)	5.48 ± 0.23 (85)	5.57 ± 0.06 (3)	5.64 ± 0.44 (39)
Mn (25)	5.03 ± 0.33 (8)	4.85 ± 0.24 (1)	4.94 ± 0.25 (21)	5.17 ± 0.13 (2)	5.30 ± 0.19 (8)
Fe (26)	7.39 ± 0.06 (40)	7.32 ± 0.04 (9)	7.26 ± 0.14 (299)	7.40 ± 0.13 (15)	7.61 ± 0.12 (127)
Co (27)			4.40 ± 0.21 (6)		5.37 ± 0.28 (4)
Ni (28)	6.13 ± 0.08 (16)	6.03 ± 0.08 (3)	5.94 ± 0.16 (88)	6.20 ± 0.13 (2)	6.41 ± 0.20 (23)
Cu (29)	3.56 ± 0.14 (2)		3.52 ± 0.24 (3)		4.11 ± 0.28 (1)
Zn (30)			4.18 ± 0.19 (1)		
Sr (38)	3.06 ± 0.14 (1)		3.73 ± 0.19 (1)	2.39 ± 0.13 (1)	3.92 ± 0.28 (2)
Y (39)	2.31 ± 0.13 (4)	1.92 ± 0.24 (2)	2.34 ± 0.10 (10)	2.61 ± 0.13 (2)	3.17 ± 0.23 (6)
Zr (40)	2.43 ± 0.14 (2)	2.62 ± 0.24 (1)	2.92 ± 0.21 (12)	2.80 ± 0.13 (2)	3.16 ± 0.28 (2)
Ba (56)	2.27 ± 0.16 (3)	2.98 ± 0.24 (2)	2.95 ± 0.15 (4)	2.57 ± 0.13 (2)	2.77 ± 0.34 (3)
La (57)			1.56 ± 0.19 (2)		2.11 ± 0.28 (2)
Ce (58)			1.79 ± 0.09 (10)		1.84 ± 0.28 (2)
Pr (59)			0.33 ± 0.19 (1)		
Nd (60)			1.54 ± 0.20 (19)		1.59 ± 0.28 (2)
Sm (62)			1.54 ± 0.19 (1)		

for stars in our effective temperature range, 0.1 km s^{-1} uncertainty in ξ value changes the element abundance of less than 0.1 dex. The significant influence on the determined abundances can obtain the uncertainty of the $v \sin i$ value. To examine this effect, we checked the abundance differences caused by changes of $v \sin i$ in the range from ~ 5 to 15 km s^{-1} , depending on the projected rotation velocity of the star. Higher value of $v \sin i$ implies higher value of its uncertainty. These uncertainties cause differences in abundances ranging from 0.1 to 0.2 dex. The effect increases with increasing projected rotational velocity. Finally, we considered all mentioned uncertainties to calculate the total error of chemical abundances. This value can be as high as 0.28 dex but for most cases it is about 0.20 dex. These errors were also calculated by Niemczura et al. (2015) for hotter stars. They found these values less than 0.20 dex for their targets. The total errors of iron abundances are given in Table 4.

5.4 Discussion of the results

Effective temperatures

The stellar T_{eff} parameters were determined by various methods. The final values were obtained from the iron lines analysis. As can be seen in the left-hand panel of Fig. 6, the T_{eff} range for the full sample is between 6000 and 7900 K, while *bona-fide* γ Dor stars have effective temperatures from 7100 to 7300 K. This range is in agreement with the results of the previous studies (Handler & Shobbrook 2002; Bruntt et al. 2008; Tkachenko et al. 2012, 2013a; Van Reeth et al. 2015).

For 12 stars in our survey, the spectroscopic T_{eff} values were determined previously. Information about these stars is given in Table 4. We compared our T_{eff} values with the ones given in the

literature for these objects. It turned out that effective temperatures of the mentioned stars are in agreement within an error of 200 K. Only in the case of HD 46304, the difference between T_{eff} obtained here and that given by Muñoz Bermejo, Asensio Ramos & Allende Prieto (2013) reaches 400 K. This difference can be explained by the effect of stellar membership in the visual binary system and differences in methods of an atmospheric parameter analysis.

Surface gravities

The $\log g$ values were determined from the analysis of the Fe I and Fe II lines (see Table 4). The distribution of the obtained $\log g$ values is given in the middle panel of Fig. 6. We derived surface gravities between 3.8 and 4.5 dex. Bruntt et al. (2008) obtained a $\log g$ range from 3.1 to 4.7 for *bona-fide* and candidate γ Dor stars while Van Reeth et al. (2015) found values between 3.3 and 4.5 for a sample of *bona-fide* γ Dor stars only. In our study, the average $\log g$ value amounts to 4.07 dex for the full sample and the average of 4.09 and 4.05 dex was found for *bona-fide* and candidate γ Dor stars, respectively. These values are slightly lower than those given in previous studies (4.16 dex by Bruntt et al. 2008; 4.10 dex by Van Reeth et al. 2015) what indicates that the stars analysed here are more evolved. From a comparison of our $\log g$ values with those found in the literature, we conclude that they agree within 0.2 dex.

Microturbulent velocities

The obtained microturbulent velocities range from 1.3 to 3.2 km s^{-1} (see right-hand panel of Fig. 6) for all stars except for HD 75202. This star is a candidate γ Dor star, listed in a catalogue of contact binary objects (Pribulla, Kreiner & Tremko 2003). The spectrum of HD 75202 can be affected by the other system member, which can influence the determined atmospheric parameters.

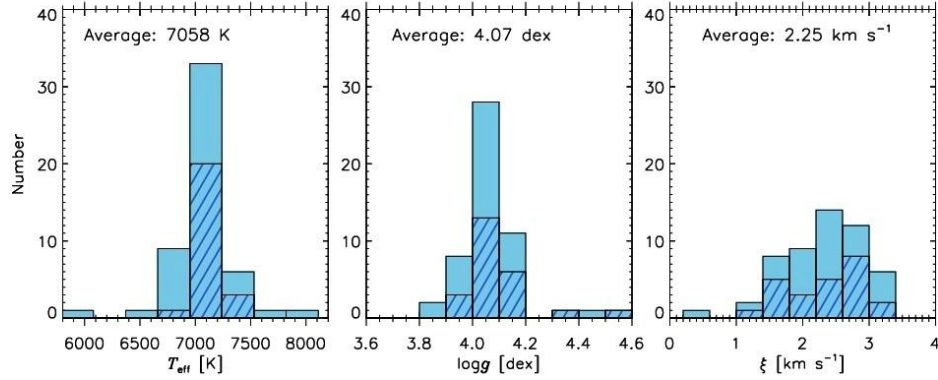


Figure 6. The atmospheric parameters distribution of γ Dor stars. Light blue histograms show the distributions for the full sample while the histograms of the dark blue slant lines illustrates *bona-fide* γ Dor stars.

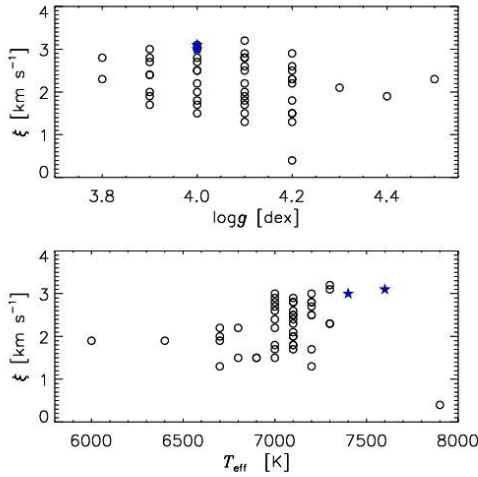


Figure 7. The microturbulent velocities as a function of $\log g$ and T_{eff} . The star symbols represent Am stars HD 33204 and HD 46304.

The range of ξ values is in agreement with the results of Landstreet et al. (2009), Gebran et al. (2014), and Niemczura et al. (2015). According to these studies, for effective temperatures between 7000 and 8000 K ξ values are mostly between 2 and 4 km s^{-1} . The value of this parameter decreases for temperatures lower than ~ 7000 K and higher than ~ 8000 K. In the case of chemically peculiar Am stars, the ξ values are expected to be higher than for normal stars (Landstreet et al. 2009). We plotted the ξ parameter as a function of T_{eff} in the right-hand panel of Fig. 7. As can be seen, the Am stars in our study show the same ξ values as non-chemically peculiar stars. A similar result for Am stars was obtained by Niemczura et al. (2015) and Smalley (2004). We also examined the variation of ξ values with surface gravity (left-hand panel of Fig. 7). The ξ values

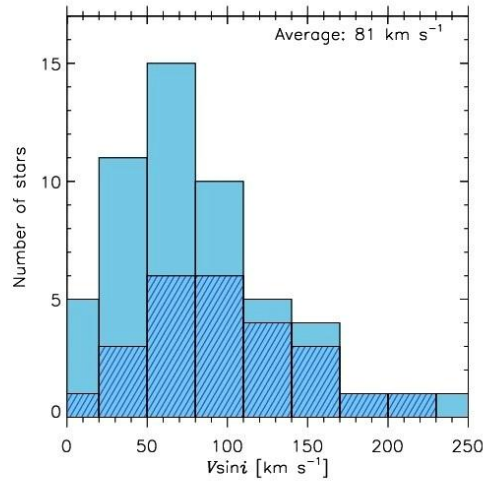


Figure 8. The rotational velocity distribution of the stars. The light blue histogram shows the distribution for the whole sample while the histogram of dark blue slant lines illustrates the distribution of *bona-fide* γ Dor stars.

are lower with increasing values of $\log g$. The same variations for F type stars were obtained by Gray et al. (2001).

Van Reeth et al. (2015) found ξ values between 2 and 3.5 km s^{-1} for γ Dor stars, in agreement with our results. The small differences are due to the differences in the applied methods and adopted atomic data.

Projected rotational velocities

The $v \sin i$ values were derived during the analysis of the chemical abundances by the spectrum synthesis method. The range of the obtained projected rotational velocities is between 5 and 240 km s^{-1} . The distribution of $v \sin i$ is shown in Fig. 8. The average $v \sin i$ value equal to 80 km s^{-1} was calculated taking into account all analysed stars. When considering *bona-fide* and candidate γ Dor stars

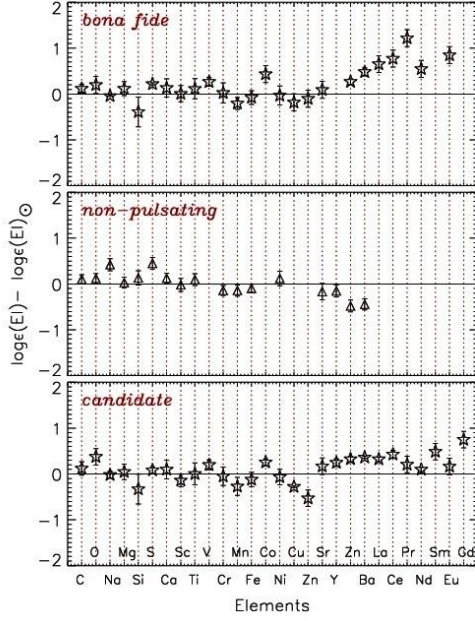


Figure 9. Chemical abundances of the *bona-fide*, candidate γ Dor stars and the non-pulsating F type stars. Solar abundances and those of non-pulsating stars were taken from Asplund et al. (2009) and Niemczura et al. (2015), respectively.

separately, the average values are 97 and 63 km s⁻¹, respectively. In the previous studies, this value obtained for *bona-fide* and candidate γ Dor stars equals 57 km s⁻¹ (Henry & Fekel 2002, 2003; Fekel, Warner & Kaye 2003; Mathias et al. 2004; De Cat et al. 2006; Van Reeth et al. 2015). Van Reeth et al. (2015) gives the range from 12 to 204 km s⁻¹ and the average value of 71 km s⁻¹ for *bona-fide* γ Dor stars. All these values depend on the analysed sample of stars. However, both our results and Van Reeth et al. (2015) calculations suggest a great variation of projected rotational velocities of *bona-fide* γ Dor stars.

In our study, most stars have high projected rotational velocities ($v \sin i > 100$ km s⁻¹). However, during the analysis we found some slowly rotating stars (HD 21788, HD 104860, HD 109838 and HD 126516) with $v \sin i < 15$ km s⁻¹. Not all chemically peculiar stars from our sample are slowly rotating stars. HD 33204 has $v \sin i$ value of 36 km s⁻¹ while HD 46304 has $v \sin i = 242$ km s⁻¹. It has been shown that Am stars generally have smaller rotational velocities than normal stars (Abt & Hudson 1971).

Chemical abundances

The abundance pattern of γ Dor stars was examined in detail. The average relative abundance of *bona-fide*, candidate γ Dor, and non-pulsating F type stars were compared. The abundance distributions of four non-pulsating F type stars were taken from Niemczura et al. (2015), as the same analysis method is used in the current study. This comparison is demonstrated in Fig. 9. As can be seen, the abundances of both *bona-fide* and candidate γ Dor stars are close to the solar abundances.

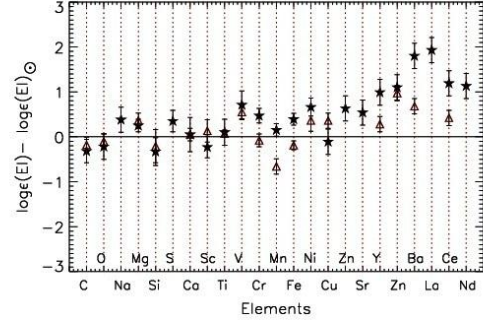


Figure 10. Chemical abundances of Am: stars compared with the solar values (Asplund et al. 2009). HD 33204 is represented by stars and HD 46304 by triangles.

The abundances of Am: stars were also examined in detail. As mentioned before, we identified two mild-Am stars, HD 33204 and HD 46304. We show abundance distributions of these stars in Fig. 10. A typical Am star exhibits overabundances of iron-peak elements and some heavy elements (Zn, Sr, Zr and Ba), but Ca and Sc abundances of these stars are underabundant (Gray & Corbally 2009). As can be seen in Fig. 10, the mild-Am stars in our study have nearly solar abundances of Ca and Sc elements. Only HD 33204 shows overabundances in some heavy elements typical for Am star. In the case of HD 46304, most of lines are blended due to high rotation velocity of the star. These blended lines cause difficulties in abundance calculations. The abundance differences between HD 46304 and a typical Am star can be caused by this effect. In the spectral classification process some stars were defined as metal-poor, mostly taking into account Mg, Mn and Fe lines (see Table 2). For these stars, the average abundance of Mg (7.57 dex) was found to be close to the solar abundance. However, the average abundances of Mn (5.13 dex) and Fe (7.27 dex) are slightly lower than the solar abundances. For some of our targets (HD 26298, HD 33204, HD 106103, HD 110379, and HD 126516) chemical abundances were already obtained before the present study. We compared our atmospheric parameters and abundance results with the literature values. Abundances of HD 33204 and HD 10613 were derived by Varenne & Monier (1999) and Fossati et al. (2008), respectively. In their work, similar methods for abundance analysis were used but different atomic data bases were adopted. For HD 33204 higher abundances of Sc, Mg and Y were obtained in the present study. Our result is consistent with the Am: type peculiarity of this star. For HD 106103 only the Y abundance is different. Abundances of HD 26298, HD 110379 and HD 126516 were derived by Bruntt et al. (2008) using the equivalent width method and the different atomic data base. In the case of these three stars, the marked differences were detected only for V and Ba abundances.

Additionally, we checked the possible correlations of the element abundances with atmospheric parameters, i.e. T_{eff} , $\log g$ and ξ . Similar as in Niemczura et al. (2015), no correlations were found. Moreover, the element abundances do not depend on $v \sin i$. The same result was found by Fossati et al. (2008). However, Takeda et al. (2008) reported negative correlations between $v \sin i$ and C, O and Ca elements. Finally, we checked the relations between abundances of iron and other elements. Strong positive correlations were found for Mg, Si, Ca, Sc, Ti Cr, Ni, Y and Ba. Similar correlations between

Fe abundances and iron-peak elements were found by Niemczura et al. (2015). On the other hand, a negative correlation was obtained between Fe and O abundances.

6 DISCUSSION AND CONCLUSIONS

This study presents a detailed analysis of the atmospheric parameters and chemical abundances of a sample *bona-fide* and candidate γ Dor stars. We analysed the high-resolution and high S/N spectra of 52 objects. The results of the spectral classifications show that the spectral types of γ Dor stars are between A7 and F9 and that their luminosity classes range from V to IV. During the spectral classifications process, two mild-Am stars, HD 33204 and HD 46304 were defined. Peculiarities of these stars were checked with the results of the detailed abundance analysis. Only for HD 33204 this peculiarity was confirmed. Because of the high rotation velocity of HD 46304, the peculiarity of this star could not be confirmed.

To determine the initial atmospheric parameters (T_{eff} and $\log g$), we used photometric indices, SEDs and hydrogen lines. The obtained T_{eff} values were compared with each other. We found that effective temperatures from different methods are mostly in agreement. The final atmospheric parameters of the stars were derived from iron lines analysis using the spectrum synthesis method. The agreement between the new results obtained with our analysis and those previously available shows the robustness of the spectroscopic procedures adopted to analyse the chemical abundances of A-F stars.

For the whole sample, the obtained T_{eff} values range from 6000 to 7900 K, while the obtained $\log g$ changes from 3.8 to 4.5 dex. This result corresponds with the obtained luminosity type of the stars. Additionally, the ξ parameters were derived in the range of 1.3–3.2 km s^{-1} . The stars in our sample have mostly moderate and high rotation velocities. The obtained $v \sin i$ values are between 5 and 240 km s^{-1} , while average values are equal to 97 and 63 km s^{-1} for the *bona-fide* and the candidate stars, respectively.

After the determination of accurate stellar parameters, relations between T_{eff} , $\log g$, ξ and $v \sin i$ and pulsation periods and V-band amplitudes of the γ Dor stars were investigated. The stellar pulsation parameters were taken from the papers given in Table 2. The existence of the correlation between the pulsation and rotation periods of variables was suggested by Balona et al. (2011). Also we found a strong relation between $v \sin i$ parameter and pulsation period, as shown in Fig. 11. The similar result was obtained in the previous studies (e.g. Tkachenko et al. 2013b; Van Reeth et al. 2015). This shows that the pulsation periods of stars decrease with the increasing $v \sin i$ values. This result is in agreement with the theoretical study of Bouabid et al. (2013), where it was shown that g-mode frequencies are shifted to higher frequencies by rotation. On the other hand, we could not find a clear correlation between pulsation period and T_{eff} values, despite the positive relation found by Van Reeth et al. (2015). We also found weak correlations between the pulsation amplitude and both $\log g$ values and relative iron abundances. Additionally, the correlation between pulsation periods and ξ was obtained. These correlations are presented in Fig. 12. As can be seen from this figure, more data is necessary in order to establish the exact relations between those parameters.

The comprehensive abundance analysis of both *bona-fide* and candidate γ Dor stars was performed using the spectrum synthesis method. We compared chemical abundances of *bona-fide* γ Dor stars with those obtained for candidates and F type non-pulsating stars. According to these comparisons, no obvious differences were obtained. These stars have abundances close to the solar values

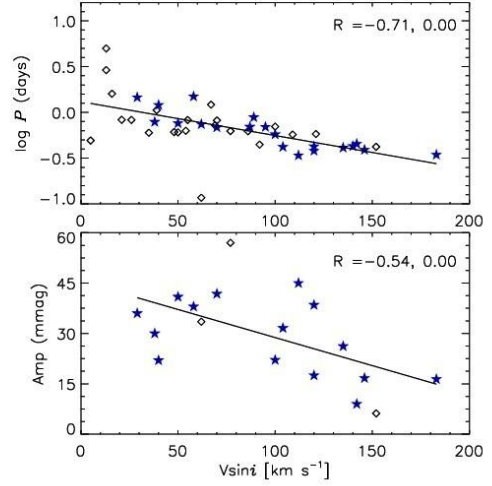


Figure 11. The comparison of $v \sin i$ with the pulsation period and amplitude of γ Dor stars. *Bona-fide* and candidate γ Dor variables are represented by stars and diamonds, respectively. The first number of R constant shows strength of the correlation (in the ideal case close to 1) while the second number represents deviations of points from the correlations (in the ideal case close to 0).

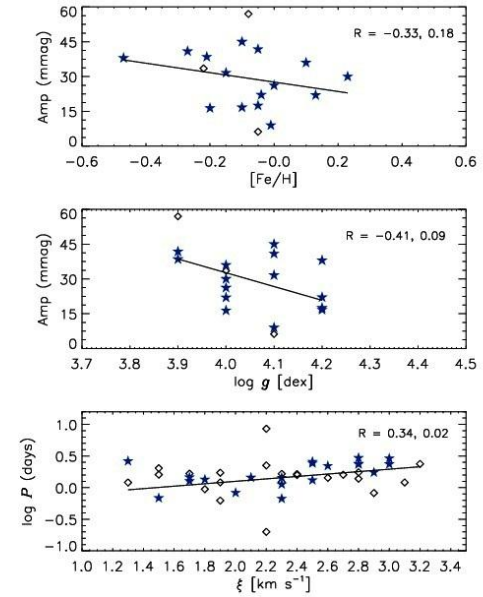


Figure 12. The relations between the pulsation period and pulsation amplitude of γ Dor stars and certain parameters given in x-axis. Stars and diamonds represent *bona-fide* and candidate γ Dor variables, respectively. The R constant has the same meaning as in Fig. 11.

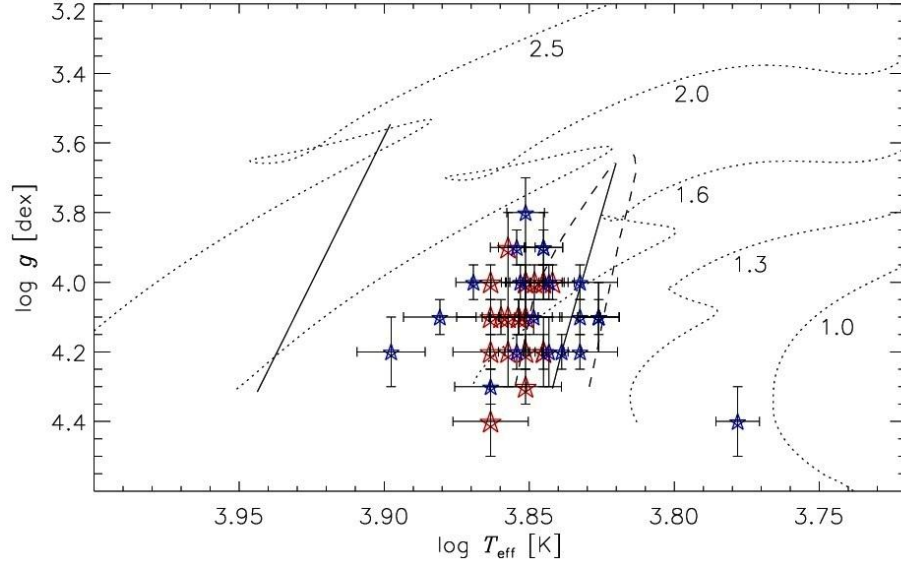


Figure 13. Positions of the *bona-fide* (bigger red stars) and candidate (small blue stars) γ Dor stars in the theoretical instability strips of the γ Dor (dashed-lines) and δ Sct (solid lines) stars (Dupret et al. 2005).

(Asplund et al. 2009). The derived average iron abundances are equal 7.42 and 7.38 dex for *bona-fide* and candidate γ Dor stars, respectively. These values are also close to the solar iron abundances (7.50 dex).

In Fig. 13, the positions of the studied stars in the theoretical instability strips of γ Dor and δ Sct stars are given. The evolutionary tracks shown in this figure were calculated with the MESA (Modules for Experiments in Stellar Astrophysics) evolution code (Paxton et al. 2011, 2013, 2015). All the computed models have an initial hydrogen abundance of $X = 0.7$, the initial helium abundance of $Y = 0.28$ and use the AGSS09 metal mixture (Asplund et al. 2009). The initial metal abundance is $Z = 0.02$. The OPAL (Iglesias & Rogers 1996) opacity tables were used. All effects of rotation were neglected. The convective zones were determined by the Ledoux criterion. For the envelope, we adopted the parameter of the mixing length theory of $\alpha_{\text{mlt}} = 2.0$, as the theoretical instability strip of γ Dor stars were calculated with this value by Dupret et al. (2005).

The positions of γ Dor stars in both theoretical instability strips have been discussed in the literature. In Uytterhoeven et al. (2011a), γ Dor stars were mostly found outside their theoretical instability strip. The same result was also presented in Grigahcène et al. (2010) and Tkachenko et al. (2012, 2013a), whereas Tkachenko et al. (2013b) found them inside the γ Dor instability strip within errors. As can be seen in Fig. 13, *bona-fide* γ Dor stars mostly cluster at the blue edge of the γ Dor instability strip, while some of them are located in δ Sct domain. Only HD 104860 is located outside those instability strips. Considering the received atmospheric parameters of this star, we conclude that HD 104860 is not a γ Dor variable.

In this study, we obtained accurate atmospheric parameters and chemical composition of a large sample of the γ Dor stars. They are essential in modelling of the pulsation and in the understanding

of the real evolutionary status and stellar structure. As a result, we found that our stars are mostly located close to the blue edge of the γ Dor instability strip, where δ Sct pulsation (i.e. pressure modes) is also possible. This seems reduce a little the range of the γ Dor pulsation in the classical instability strip described by Uytterhoeven et al. (2011a). In the follow-up paper, we plan to perform a detailed spectroscopic study of SB2 γ Dor stars. The investigation of the sample of SB2 stars will give us the possibility to examine the probable differences of chemical abundances and atmospheric parameters with respect to the single stars studied in this paper.

ACKNOWLEDGEMENTS

The authors would like to thank the reviewer for useful comments and suggestions that helped to improve the publication. This work has been partly supported by the Scientific and Technological Research Council of Turkey (TUBITAK) grant numbers 2214-A and 2211-C. This article is a part of the PhD thesis of FKA. FKA wishes to express gratitude to professor Dr J. A. Guzik for all assistance given at the start of this project. EN acknowledges support from the NCN grant no. 2014/13/B/ST9/00902. The calculations have been carried out in Wrocław Centre for Networking and Supercomputing (<http://www.wcss.pl>), grant no. 214. We thank professor Dr R. O. Gray and Dr B. Smalley for their helpful comments. We are grateful to Dr D. Shulyak for putting the code for calculating SEDs at our disposal. We thank to Dr G. Catanzaro for putting the code for Balmer lines analysis at our disposal. 'Ministerio de Economía y Competitividad' (MINECO) and FEDER funds under the 'Ramón y Cajal' sub program, also acknowledges support by the European project SpaceInn (ref. 312844) within the European SPACE program FP7-SPACE-2011-1, and from Junta de Andalucía

(Spanish) local government under project Contribuci3n Andaluza al proyecto espacial *CoRoTs* with reference P12-TIC-2469. This work is partially based on observations collected at La Silla Observatory, ESO (Chile) with the FEROS and HARPS spectrographs under programmes LP178.D-0361, LP182.D-0356, and LP185.D-0056. EP and MR acknowledge financial support from the FP7 project SpaceInn: Exploitation of Space Data for Innovative Helio and Asteroseismology and from PRIN-INAF 2014 *Galactic Archaeology*. This research has made use of the SIMBAD data base, operated at CDS, Strasbourg, France.

REFERENCES

- Abt H. A., Hudson K. I., 1971, *ApJ*, 163, 333
- Adelman S. J., Pyper D. M., Shore S. N., White R. E., Warren W. H., Jr, 1989, *A&AS*, 81, 221
- Aerts C., Eyser L., Kestens E., 1998, *A&A*, 337, 790
- Alekseeva G. A. et al., 1996, *Balt. Astron.*, 5, 603
- Ammeler-von Eiff M., Reiners A., 2012, *A&A*, 542, A116
- Am3res E. B., L3epine J. R. D., 2005, *AJ*, 130, 659
- Asplund M., Grevesse N., Sauval A. J., Scott P., 2009, *ARA&A*, 47, 481
- Balona L. A., Krisciunas K., Cousins A. W. J., 1994, *MNRAS*, 270, 905
- Balona L. A., Guzik J. A., Uytterhoeven K., Smith J. C., Tenenbaum P., Twicken J. D., 2011, *MNRAS*, 415, 3531
- Boksenberg A. et al., 1973, *MNRAS*, 163, 291
- Borucki W. J. et al., 2010, *Science*, 327, 977
- Bouabid M.-P., Dupret M.-A., Salmon S., Montalb3n J., Miglio A., Noels A., 2013, *MNRAS*, 429, 2500
- Breger M., 1976, *ApJS*, 32, 7
- Bruntt H., De Cat P., Aerts C., 2008, *A&A*, 478, 487
- Burnashev V. I., 1985, *Abastumanskaya Astrofiz. Obs. Byull.*, 59, 83
- Catanzaro G., Leone F., Dall T. H., 2004, *A&A*, 425, 641
- Cousins A. W. J., 1992, *The Observatory*, 112, 53
- Cutri R. M. et al., 2003, *VizieR Online Data Catalog*, 2246, 0.
- De Cat P. et al., 2006, *A&A*, 449, 281
- Dubath P. et al., 2011, *MNRAS*, 414, 2602
- Dupret M.-A., Grigahc3ne A., Garrido R., Gabriel M., Scuflaire R., 2004, *A&A*, 414, L17
- Dupret M.-A., Grigahc3ne A., Garrido R., Gabriel M., Scuflaire R., 2005, *A&A*, 435, 927
- Elkin V. G., Kurtz D. W., Nitschelm C., 2012, *MNRAS*, 420, 2727
- Eyser L., 1998, PhD thesis, Geneva University
- Fekel F. C., Warner P. B., Kaye A. B., 2003, *AJ*, 125, 2196
- Fossati L., Bagnulo S., Landstreet J., Wade G., Kochukhov O., Monier R., Weiss W., Gebran M., 2008, *A&A*, 483, 891
- Gebran M., Monier R., Royer F., Lobel A., Blomme R., 2014, *psce. conf.*, 193
- Glushneva I. N., Kharitonov A. V., Kniazeva L. N., Shenavrin V. I., 1992, *A&AS*, 92, 1
- Gray R. O., Corbally C. J., 2009, *Stellar Spectral Classification*. Princeton Univ. Press, Princeton, NJ
- Gray R. O., Garrison R. F., 1989, *ApJS*, 70, 623
- Gray R. O., Graham P. W., Hoyt S. R., 2001, *AJ*, 121, 2159
- Gray R. O., Corbally C. J., Garrison R. F., McFadden M. T., Robinson P. E., 2003, *AJ*, 126, 2048
- Grigahc3ne A. et al., 2010, *ApJ*, 713, L192
- Guzik J. A., Kaye A. B., Bradley P. A., Cox A. N., Neuforge C., 2000, *ApJ*, 542, L57
- Handler G., 1999, *MNRAS*, 309, L19
- Handler G., Shobbrook R. R., 2002, *MNRAS*, 333, 251
- Hareter M., Fossati L., Weiss W., S3u3rez J. C., Uytterhoeven K., Rainer M., Poretti E., 2011, *ApJ*, 743, 153
- Hearnshaw J. B., Barnes S. I., Frost N., Kershaw G. M., Graham G., Nankivell G. R., 2003, in Ikeuchi S., Hearnshaw J., Hanawa T., eds, *ASP Conf. Ser. Vol. 289, HERCULES: A High-Resolution Spectrograph for Small to Medium-sized Telescopes*. Astron. Soc. Pac., San Francisco, p. 501
- Henry G. W., Fekel F. C., 2002, *PASP*, 114, 999
- Henry G. W., Fekel F. C., 2003, *AJ*, 126, 3058
- Henry G. W., Fekel F. C., 2005, *AJ*, 129, 2026
- Henry G. W., Fekel F. C., Kaye A. B., Kaul A., 2001, *AJ*, 122, 3383
- Henry G. W., Fekel F. C., Henry S. M., 2007, *AJ*, 133, 1421
- Henry G. W., Fekel F. C., Henry S. M., 2011, *AJ*, 142, 39
- Iglesias C. A., Rogers F. J., 1996, *ApJ*, 464, 943
- Kaye A. B., Handler G., Krisciunas K., Poretti E., Zerbi F. M., 1999, *PASP*, 111, 840
- Kharchenko N. V., Piskunov A. E., R3oser S., Schilbach E., Scholz R.-D., 2005, *A&A*, 438, 1163
- King J. R., Schuler S. C., 2005, *PASP*, 117, 911
- Krisciunas K., Handler G., 1995, *Inf. Bull. Var. Stars*, 4195, 1
- Krisciunas K. et al., 1993, *MNRAS*, 263, 781
- K3unzli M., North P., Kurucz R. L., Nicolet B., 1997, *A&AS*, 122, 51
- Kurtz D. W., Saio H., Takata M., Shibahashi H., Murphy S. J., Sekii T., 2014, *MNRAS*, 444, 102
- Kurucz R., 1993, *Kurucz CD-ROM 13*, Smithsonian Astrophysical Observatory, Cambridge, USA
- Kurucz R. L., Avrett E. H., 1981, *SAO Special Report #391*
- Kurucz R., Bell B., 1995, *Kurucz CD-ROM 23*, Smithsonian Astrophysical Observatory, Cambridge, USA
- Landstreet J. D., Kupka F., Ford H. A., Officer T., Sigut T. A. A., Silaj J., Strasser S., Townshend A., 2009, *A&A*, 503, 973
- Mart3n S., Rodr3guez E., 2000, *A&A*, 358, 287
- Masana E., Jordi C., Ribas I., 2006, *A&A*, 450, 735
- Mashonkina L., 2011, in Romanyuk I. I., Kudryavtsev D. O., eds, *Magnetic Stars*. p. 314
- Mathias P. et al., 2003, *Proc. 4th COROT Week, Spectroscopic Study of γ Doradus Stars in Potential Corot Fields*. Marseille
- Mathias P. et al., 2004, *A&A*, 417, 189
- Mayor M. et al., 2003, *The Messenger*, 114, 20
- Mermilliod J.-C., Mermilliod M., Hauck B., 1997, *A&AS*, 124, 349
- Miglio A., Montalb3n J., Noels A., Eggenberger P., 2008, *MNRAS*, 386, 1487
- Moon T. T., Dworetzky M. M., 1985, *MNRAS*, 217, 305
- Munari U., Zwitter T., 1997, *A&A*, 318, 269
- Mu3oz Bermejo J., Asensio Ramos A., Allende Prieto C., 2013, *A&A*, 553, A95
- Niemczura E., Smalley B., Pych W., 2014, *Determination of Atmospheric Parameters of B-, A-, F- and G-Type Stars Lectures from the School of Spectroscopic Data Analyses*. Springer, Berlin
- Niemczura E. et al., 2015, *MNRAS*, 450, 2764
- Paxton B., Bildsten L., Dotter A., Herwig F., Lesaffre P., Timmes F., 2011, *ApJS*, 192, 3
- Paxton B. et al., 2013, *ApJS*, 208, 4
- Paxton B. et al., 2015, *ApJS*, 220, 15
- Poretti E. et al., 2003, *A&A*, 406, 203
- Pribulla T., Kreiner J. M., Tremko J., 2003, *Contrib. Astron. Obs.*, 33, 38
- Raskin G. et al., 2011, *A&A*, 526, A69
- Ryabchikova T. et al., 2016, *MNRAS*, 456, 1221
- Saio H., Kurtz D. W., Takata M., Shibahashi H., Murphy S. J., Sekii T., Bedding T. R., 2015, *MNRAS*, 447, 3264
- Sekiguchi M., Fukugita M., 2000, *AJ*, 120, 1072
- Smalley B., 2004, in Zverko J., Ziznovsky J., Adelman S. J., Weiss W. W., eds, *Proc. IAU Symp. 224, The A-Star Puzzle*. Cambridge Univ. Press, Cambridge, p. 131
- Smalley B., 2005, *Mem. Soc. Astron. Ital. Suppl.*, 8, 130
- Smalley B., Gardiner R. B., Kupka F., Bessell M. S., 2002, *A&A*, 395, 601
- Takeda Y., Han I., Kang D.-I., Lee B.-C., Kim K.-M., 2008, *J. Korean Astron. Soc.*, 41, 83
- Teltng J. H. et al., 2014, *Astron. Nachr.*, 335, 41
- Thompson G. I., Nandy K., Jamar C., Monfils A., Houziaux L., Carnochan D. J., Wilson R., 1978, *csuf.book*
- Tkachenko A., Lehmann H., Smalley B., Debosscher J., Aerts C., 2012, *MNRAS*, 422, 2960
- Tkachenko A., Lehmann H., Smalley B., Uytterhoeven K., 2013a, *MNRAS*, 431, 3685

- Tkachenko A. et al., 2013b, *A&A*, 556, A52
Uytterhoeven K. et al., 2011a, *A&A*, 534, A125
Uytterhoeven K. et al., 2011b, preprint (arXiv:1111.1840)
van Leeuwen F., 2007, *A&A*, 474, 653
Van Reeth T. et al., 2015, *ApJS*, 218, 27
Varenne O., Monier R., 1999, *A&A*, 351, 247
Wamsteker W., Skillen I., Ponz J. D., de la Fuente A., Barylak M., Yurrita I., 2000, *Ap&SS*, 273, 155
Wenger M. et al., 2000, *A&AS*, 143, 9
Woodgate B. E. et al., 1998, *PASP*, 110, 1183

SUPPORTING INFORMATION

Additional Supporting Information may be found in the online version of this article:

Table 5. The average abundances and standard deviations of individual elements of stars.
(<http://www.mnras.oxfordjournals.org/lookup/suppl/doi:10.1093/mnras/stw393/-/DC1>).

Please note: Oxford University Press is not responsible for the content or functionality of any supporting materials supplied by the authors. Any queries (other than missing material) should be directed to the corresponding author for this article.

This paper has been typeset from a $\text{\TeX}/\text{\LaTeX}$ file prepared by the author.

Determination of Atmospheric Parameters of δ Scuti Stars

F. Kahraman Aliçavuş^{1,a)}, E. Soyduğan,¹ J. Kubát² and L. Kotková²

¹Canakkale Onsekiz Mart University, Faculty of Sciences and Arts, Physics Department, 17100, Canakkale, Turkey

²Astronomický ústav, Akademie věd České republiky, CZ-251 65 Ondřejov, Czech Republic

^{a)}Corresponding author: filizkahraman01@gmail.com

Abstract. Asteroseismology offers an opportunity for examination and detailed understanding of the internal structure of stars by probing their pulsating modes. To obtain reliable results by asteroseismology, accurate atmospheric parameters and metallicities of pulsating stars are required. Hence, in this study we carried out a spectroscopic survey of 8 single δ Scuti stars in detail. The accurate atmospheric parameters (effective temperature, surface gravity), projected rotational velocities and the metallicities of these stars were derived.

INTRODUCTION

δ Scuti (δ Sct) stars are one of the most remarkable variables for asteroseismology. These variables oscillate in low-order pressure (p) and gravity (g) modes with a pulsation period range of ~ 0.02 – 0.25 days [3] and the pulsations in δ Sct stars are driven by the κ mechanism [5]. δ Sct variables place in lower part of the classical instability strip where the domain of these variables overlaps the instability strip of γ Doradus (γ Dor) stars. In this overlapping area hybrid stars, which exhibit pulsation features of both δ Sct and γ Dor stars were predicted [6].

Recent studies about the δ Sct stars have shown the general characteristics of these stars [13, 2, 20]. In particular, the position of these variables in the Hertzsprung-Russell (H-R) diagram was examined in these studies. As a result, they found that δ Sct stars can be detected beyond their own instability strip where according to the theory stars should not show δ Sct type pulsations. Finding δ Sct type pulsators beyond their domain poses an important question waiting for detailed examination of the position of these variables in the H-R diagram and the borders of their instability strips. On the other hand, there are other questions about δ Sct variables such as the existence of correlation between pulsation period and projected rotational velocity ($v \sin i$). Therefore, to find out the answers the spectroscopic studies are required. Determinations of the accurate atmospheric parameters and $v \sin i$ values of these variable stars are crucial steps for further theoretical studies. Hence, we present a spectroscopic study of 8 single δ Sct stars in this paper. The spectral classifications, atmospheric parameters (effective temperature T_{eff} , surface gravity $\log g$), $v \sin i$, and metallicities of the stars are given in the study.

OBSERVATION AND DATA REDUCTION

δ Sct stars analyzed in this study were selected from the catalog of δ Sct stars [15]. The spectra of the stars were taken in September 2015 using the 2-meter Perek telescope at the Ondşejov Observatory¹ (Czech Republic). We obtained the spectra with the coude slit spectrograph at its 700-mm focus, in which the PyLoN 2048 \times 512 BX CCD chip was used. At least two spectra for each star were obtained for the 4272–4506 Å wavelength region which covers H γ , Ti, Mg and Fe lines. The resolving power of the spectrograph is about 25000 in the H γ wavelength region and the signal-to-noise (S/N) ratios of obtained spectra range from 70 to 160.

The spectra of stars were reduced by applying bias subtraction, scattered light extraction, wavelength calibration and flat-field correction. Additionally, the reduced spectra were normalized. In the reduction and normalization

TABLE 1. Information of analyzed δ Set stars and obtained atmospheric parameters of the stars.

HD Number	V (mag)	$E(B-V)$	Sp type (This study)	T_{eff}^{UVV} (K) ± 170	T_{eff}^{2MASS} (K) ± 100	$T_{\text{eff}}^{uvby\beta}$ (K) ± 100	T_{eff}^{Hline} (K)	$\log g^{Hline}$ (dex)	$v \sin i$ (km/s)	[M/H] (dex)
214698	6.33	0.049	A2 IV	10695		9110	9400 \pm 200	3.8 \pm 0.2	35 \pm 5	0.148 \pm 0.150
224875	7.21	0.008	F0 III	6790	6820	6740	6900 \pm 300	3.3 ^a	155 \pm 5	0.130 \pm 0.170
13122	6.64	0.006	F1 IV	7065	6975	7200	7100 \pm 300	4.0 ^a	60 \pm 4	-0.417 \pm 0.170
16439	8.69		A5/A4 V				8400 \pm 300	3.9 \pm 0.2	9 \pm 3	0.104 \pm 0.250
213272	8.55	0.005	A3/A2 V	9000		9180	9400 \pm 250	4.1 \pm 0.1	160 \pm 7	0.048 \pm 0.150
219891	6.51	0.005	A3 IV	8055	7760	7980	8000 \pm 200	4.3 \pm 0.3	180 \pm 10	-0.374 \pm 0.180
220237	7.61	0.016	F3 V	6600	6855	6770	7100 \pm 200	3.6 ^a	100 \pm 10	-0.386 \pm 0.220
220564	7.18	0.005	A4/A3 IV	6680	7070	7070	7100 \pm 200	3.7 ^a	40 \pm 5	0.443 \pm 0.170

^a adopted from uvby β system log g result. ^b assumed.

processes the NOAO/IRAF package² was used. The information of observed stars is given in Table 1.

SPECTRAL CLASSIFICATION

Spectral classification is a process consisting of determination of spectral and luminosity types. Using this process, the initial information of T_{eff} , $\log g$ and peculiarity of a star can be derived. In our study, the spectral classifications of stars were determined by comparing the spectra of well classified standard stars [8] with spectra of our stars. The spectral types (e.g., A0, A1) were derived mainly using H γ and neutral metal lines, while the luminosity types (e.g. V, IV) were obtained by comparison of ionized metal lines of our and standard stars. The obtained spectral classifications of stars are given in Table 1.

DETERMINATION OF ATMOSPHERIC PARAMETERS AND METALLICITY

The initial values of atmospheric parameters (T_{eff} , $\log g$) of the stars were derived by using the photometric indices. To eliminate reddening, the interstellar reddening ($E(B - V)$) parameters were obtained utilizing the interstellar excitation map [1]. In the analysis, the de-reddening indices of Johnson, 2MASS and Strömgren photometric systems were used and the methods of [16, 11, 12] were applied, respectively. The values of T_{eff} were determined from the indices of all used photometric systems, while the $\log g$ values were obtained only from the Strömgren system. The derived parameters are listed in Table 1.

The accurate atmospheric parameters of stars were obtained by the analysis of the H γ line. In this analysis, T_{eff} and $\log g$ parameters determined from the analysis of photometric indices were used as initial values. For a range of T_{eff} and $\log g$, the hydrogen line analysis was performed for each star using the method of [4]. During this and further spectral analyses, all hydrostatic, plane-parallel, LTE atmospheric models were calculated by the ATLAS9 code [9] and the synthetic spectra were generated by the SYNTHÉ code [10]. In the hydrogen line analysis, the $\log g$ values were only derived for the stars having initial T_{eff} value higher than 8000 K, as for stars with lower T_{eff} values (≤ 8000 K), the hydrogen lines are insensitive to $\log g$ [17, 18]. For the latter stars, $\log g$ parameters were adopted from the result of photometric analysis if available, otherwise $\log g$ was assumed to be 4.0 dex in the analysis. The results obtained from the analysis of H γ line are given in Table 1 and the comparison of the synthetic and observed spectra is shown in the left panel of Figure 1 for the star HD 214698.

After the accurate T_{eff} and $\log g$ parameters were determined from the hydrogen line analysis, the metallicity ([m/H]) values of stars were derived by using the version 4.12 of the Spectroscopy Made Easy (SME) code which uses the spectrum synthesis method to derive [m/H] value [21]. In this analysis the spectral range 4400–4500 Å was used. While the models were also produced by the ATLAS9 code [9], the line list was taken from the Vienna atomic line database [14] in the analysis. The derived [m/H] values are given in Table 1 and the comparison of the synthetic and observed spectra of HD 214698 is shown in upper right panel of Figure 1.

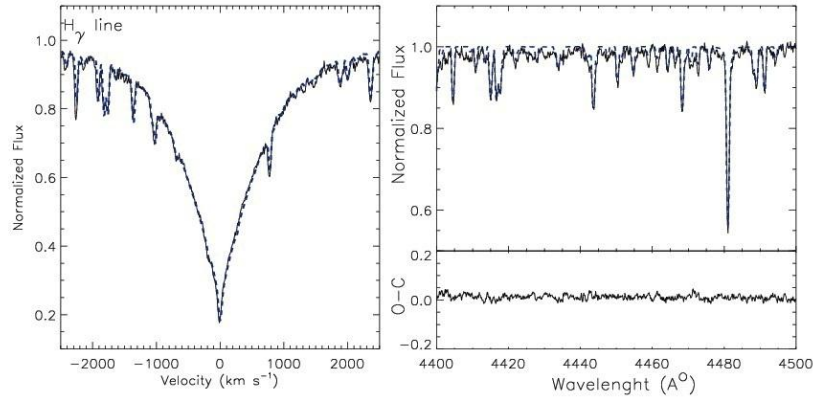


FIGURE 1. Comparison of theoretical (dashed lines) and observed spectra in the left and upper-right panel for one of the stars listed in Table 1, HD 214698. In the lower-right panel difference between observed and theoretical spectra is shown.

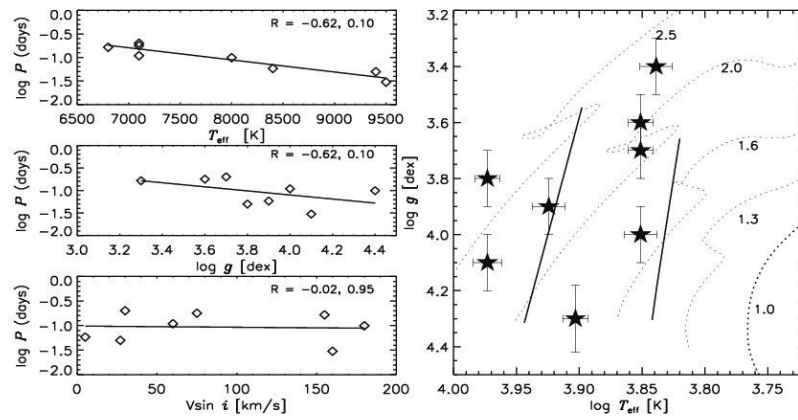


FIGURE 2. The positions of 8 analyzed δ Sct stars in the H-R diagram (right-hand panel) and the correlations of the obtained parameters with pulsation period (left-hand panels). The solid and dashed lines in right panel represent the instability strip of δ Sct stars [7] and evolutionary tracks, respectively.

DISCUSSION AND CONCLUSIONS

In this study, we present the spectroscopic investigation of 8 single δ Sct stars. The accurate T_{eff} , $\log g$, $v \sin i$ and $[m/H]$ parameters of the stars were determined. The existence of correlations between pulsation period, amplitude, and obtained parameters were checked. Negative correlations between pulsation period and T_{eff} , $\log g$ parameters were found, although any significant correlation was obtained between pulsation period, amplitude and $v \sin i$. The examined correlations are shown in left panel of Figure 2. The correlations between pulsation period and T_{eff} , $v \sin i$ were previously shown by [2] and [19], respectively. We confirmed a negative correlation between pulsation period and T_{eff} found by [2]. Additionally [19] also did not find any significant correlation between pulsation period and $v \sin i$ for δ Sct stars. The positions of analyzed stars are also demonstrated in the right panel of Figure 2. As seen from the figure, while two stars are located outside the δ Sct domain, the others are in it.

ACKNOWLEDGMENTS

This work has been partly supported by the Scientific and Technological Research Council of Turkey (TUBITAK) grant numbers 2214-A and 2211-C. FKA thanks to Çanakkale Onsekiz Mart University Research Foundation (Project No. FDK-2016-861) for supporting this study. JK thank to the grant 14-02385S of GAÇR agency. This study is a part of the Ph.D. thesis of FKA. We thank to Dr. G. Catanzaro for putting the code for Balmer lines analysis at our disposal.

REFERENCES

- [1] Amôres E. B., Lépine J. R. D., 2005, *AJ*, 130, 659
- [2] Balona L. A., Dziembowski W. A., 2011, *MNRAS*, 417, 591
- [3] Breger M., 2000, *ASPC*, 210, 3
- [4] Catanzaro G., Leone F., Dall T. H., 2004, *A&A*, 425, 641
- [5] Chevalier, C. 1971, *A&A*, 14, 24
- [6] Dupret M.-A., Grigahcène A., Garrido R., Gabriel M., Scuflaire R., 2004, *A&A*, 414, L17
- [7] Dupret M.-A., Grigahcène A., Garrido R., Gabriel M., Scuflaire R., 2005, *A&A*, 435, 927
- [8] Gray R. O., Corbally C. J., Garrison R. F., McFadden M. T., Robinson P. E., 2003, *AJ*, 126, 2048
- [9] Kurucz R., 1993, *KurCD*, 13
- [10] Kurucz R. L., Avrett E. H., 1981, *SAOSR*, 391
- [11] Masana E., Jordi C., Ribas I., 2006, *A&A*, 450, 735
- [12] Moon T. T., Dworetzky M. M., 1985, *MNRAS*, 217, 305
- [13] Niemczura E., et al., 2015, *MNRAS*, 450, 2764
- [14] Piskunov N. E., Kupka F., Ryabchikova T. A., Weiss W. W., Jeffery C. S., 1995, *A&AS*, 112, 525
- [15] Rodríguez E., López-González M. J., López de Coca P., 2000, *A&AS*, 144, 469
- [16] Sekiguchi M., Fukugita M., 2000, *AJ*, 120, 1072
- [17] Smalley B., 2005, *MSAIS*, 8, 130
- [18] Smalley B., Gardiner R. B., Kupka F., Bessell M. S., 2002, *A&A*, 395, 601
- [19] Tkachenko A., Lehmann H., Smalley B., Uytterhoeven K., 2013, *MNRAS*, 431, 3685
- [20] Uytterhoeven K., et al., 2011, *A&A*, 534, 125
- [21] Valenti J. A., Piskunov N., 1996, *A&AS*, 118, 595



Eclipsing binary stars with a δ Scuti component

F. Kahraman Aliçavuş,^{1,2*} E. Soyduğan,^{1,2} B. Smalley³ and J. Kubát⁴

¹Faculty of Sciences and Arts, Physics Department, Çanakkale Onsekiz Mart University, 17100 Çanakkale, Turkey

²Astrophysics Research Centre and Uluçnar Observatory, Çanakkale Onsekiz Mart University, 17100 Çanakkale, Turkey

³Astrophysics Group, Keele University, Staffordshire ST5 5BG, UK

⁴Astronomický ústav, Akademie věd České republiky, CZ-251 65 Ondřejov, Czech Republic

Accepted 2017 May 18. Received 2017 May 18; in original form 2016 November 8

ABSTRACT

Eclipsing binaries with a δ Sct component are powerful tools to derive the fundamental parameters and probe the internal structure of stars. In this study, spectral analysis of six primary δ Sct components in eclipsing binaries has been performed. Values of T_{eff} , $v \sin i$, and metallicity for the stars have been derived from medium-resolution spectroscopy. Additionally, a revised list of δ Sct stars in eclipsing binaries is presented. In this list, we have only given the δ Sct stars in eclipsing binaries to show the effects of the secondary components and tidal-locking on the pulsations of primary δ Sct components. The stellar pulsation, atmospheric and fundamental parameters (e.g. mass, radius) of 92 δ Sct stars in eclipsing binaries have been gathered. Comparison of the properties of single and eclipsing binary member δ Sct stars has been made. We find that single δ Sct stars pulsate in longer periods and with higher amplitudes than the primary δ Sct components in eclipsing binaries. The $v \sin i$ of δ Sct components is found to be significantly lower than that of single δ Sct stars. Relationships between the pulsation periods, amplitudes and stellar parameters in our list have been examined. Significant correlations between the pulsation periods and the orbital periods, T_{eff} , $\log g$, radius, mass ratio, $v \sin i$ and the filling factor have been found.

Key words: stars: atmospheres – binaries: eclipsing – stars: fundamental parameters – stars: oscillations – stars: variables: δ Scuti.

1 INTRODUCTION

The δ Scuti (δ Sct) stars are remarkable objects for asteroseismology particularly because of their pulsation mode variability. The δ Sct stars oscillate in low-order radial and non-radial pressure and gravity modes and most of them have frequency range of $5\text{--}50 \text{ d}^{-1}$ (Breger 2000). Pulsations are driven by the κ -mechanism in these variables (Houdek et al. 1999). The δ Sct stars are dwarf to giant stars with spectral types between A0 and F0 (Chang et al. 2013). These variables have masses from 1.5 to $2.5 M_{\odot}$ and are located on or near the main sequence (Aerts, Christensen-Dalsgaard & Kurtz 2010). Therefore, they are in a transition region where the convective envelope turns to a radiative envelope, while energy starts to be transferred by convection in the core of the star (Aerts et al. 2010). The δ Sct stars allow us to understand the processes occurring in this transition region by using their pulsation modes.

Approximately 70 per cent of stars are binary or multiple systems (Mason et al. 2009; Sana & Evans 2011; Alfonso-Garzón et al. 2014). Therefore, it is likely to find a δ Sct variable as a member of a binary system. The existence of a pulsating variable in an eclipsing binary system makes this variable more valuable. Using

the pulsation characteristic, the interior structure of the star can be probed and, using the eclipsing characteristic, the fundamental parameters (e.g. mass, radius) of the pulsating component can be derived by modelling the light and radial velocity curves of a binary system. These fundamental parameters are important to make a reliable model of a pulsating star. Thus, the interior structures and the evolution statuses of stars can be examined in detail.

Many δ Sct stars in eclipsing binary systems have been discovered (e.g. Lee et al. 2016b; Soyduğan et al. 2016). A group of eclipsing binaries with a δ Sct component was defined as oscillating eclipsing Algol (oEA) systems by Mkrtichian et al. (2004). The oEA systems are B to F type mass-accreting main-sequence pulsating stars in semidetached eclipsing binaries. Because of mass-transfer from the secondary components on to the primary pulsating stars and also due to the tidal distortions in oEA systems, the pulsation parameters and the evolution of primary pulsating components can be different.

There have been several studies on the effect of binarity on δ Sct type pulsations. First, Soyduğan et al. (2006a) showed the effect of orbital period on the pulsation period. The relation between orbital and pulsation periods was theoretically revealed by Zhang, Luo & Fu (2013). They showed that pulsation periods vary depending on the orbital period, mass ratio of binary system, and filling factor of the primary pulsating component. It was also shown that the gravitational force applied by secondary components on to their

* E-mail: filizkahraman01@gmail.com.

pulsation parameters and the evolution of primary pulsating components can be different.

There have been several studies on the effect of binarity on δ Sct type pulsations. Firstly, Soyduğan et al. (2006a) showed the effect of orbital period on the pulsation period. The relation between orbital and pulsation periods was theoretically revealed by Zhang, Luo, & Fu (2013). They showed that pulsation periods vary depending on the orbital period, mass ratio of binary system and filling factor of the primary pulsating component. It was also shown that the gravitational force applied by secondary components onto their primary components influences the pulsation periods of primary δ Sct components (Soyduğan et al. 2006a). Because of the effects of mass-transfer and tidal distortions in semi-detached binaries, the primary δ Sct components also evolve more slowly through the main sequence than single δ Sct stars (Liakos & Niarchos 2015).

The number of known binaries with a δ Sct component constantly increases. Additionally, hybrid stars, which show both δ Sct and γ Dor type pulsations, have been discovered in eclipsing binary systems (Schmid et al. 2015; Hambleton et al. 2013). In a recent study, an updated list of δ Sct stars in binaries was presented by Liakos & Niarchos (2017). In their study, all known δ Sct stars and also δ Sct- γ Dor hybrids in binaries were collected, including the non-eclipsing ones. Although 199 binary systems are given in their list, there are only 87 detached and semi-detached eclipsing binaries containing a δ Sct variable. The others are mostly visual binaries, ellipsoidal variables, and spectroscopic binaries in which the fundamental parameters cannot be derived as precisely as in eclipsing binary systems.

As listed by Lampens (2006), some open questions about the eclipsing binaries with a pulsation component exist. The effect of binarity on pulsation quantities (period and amplitude), possible connections between orbital motion, rotation, chemical composition, and pulsation are some of these questions. Therefore, we have focused on the eclipsing binary systems with δ Sct components in this study. To obtain the stellar atmospheric parameters, a spectroscopic analysis of six δ Sct stars in eclipsing binary systems has been performed. A revised list of δ Sct stars in eclipsing binaries is presented to show the effects of secondary components and fundamental stellar parameters on the pulsations of the primary pulsating components.

Information about the spectroscopic observations and data reduction are given in Sect 2. The spectroscopic analysis of the stars is presented in Sect 3. The revised list of eclipsing binary systems with a δ Sct component, general properties of these systems, and the relations between pulsation periods, amplitudes and fundamental parameters of the stars are introduced in Sect 4. In Sect 5 we present a discussion on the correlations found, the positions of δ Sct stars in eclipsing binaries in the $\log T_{\text{eff}} - \log g$ diagram, and a comparison of the properties of single and eclipsing binary members δ Sct stars. The conclusions are given in Sect 6.

2 OBSERVATIONS

Spectroscopic observations of six eclipsing binaries with a primary δ Sct component were carried out. The stars were selected taking into account the secondary components' light

Table 1. Information about the spectroscopic survey. S/N gives the values for combined spectra apart from CL Lyn. The S/N of CL Lyn is the value for ELODIE spectrum.

Name	Observation dates	S/N	Number of spectra	Light Contribution ^a
XX Cep	2015-06/09	50	2	3.7 [1]
UW Cyg	2015-07/09	35	2	5.1 [2]
HL Dra	2015-06/07	120	2	4.4 [2]
HZ Dra	2015-06/07/09	80	3	0.5 [2]
TZ Dra	2015-06/09	60	2	7.6 [3]
CL Lyn	2015-09&2001	50	2	4.2 [2]

^a Percentage of light contribution of secondary component in *B* band. [1] Koo et al. (2016), [2] Liakos et al. (2012), [3] Liakos & Niarchos (2013)

contributions, in order to obtain spectra which are less influenced by the light of secondary components. The light contributions of the stars from literature photometric analyses are given in Table 1.

The observations were carried out using the 2-metre Perek Telescope at the Ondřejov Observatory (Czech Republic). We acquired spectra with the coudé slit spectrograph at its 700-mm focus, in which the PyLoN 2048×512 BX CCD chip was used (for details, see Slechta & Škoda 2002). The resolving power of the instrument is about 25 000 at 4300 Å. The spectra were taken in the wavelength range of 4272–4506 Å, which covers the H γ line. This wavelength region was also selected because metal lines (e.g. Ti, Mg and Fe) are more numerous in this range of effective temperature.

To further minimise the light contribution of secondary components in the spectra, spectra of each star were taken at approximately 0.5 orbital phase when the primary is covering the secondary. The individual spectra were combined to increase the signal-to-noise (S/N) ratio. For CL Lyn an ELODIE¹ spectrum, taken in 2001, was used in addition to our observation. Information about the spectroscopic survey is given in Table 1. The stars are semi-detached eclipsing binaries with a primary δ Sct component, except for HZ Dra which is a detached binary with a primary δ Sct component (Liakos et al. 2012).

The reduction and normalisation of the spectra were performed using the NOAO/IRAF package². In the reduction process, bias subtraction, flat-field correction, scattered light extraction and wavelength calibration were applied. The reduced ELODIE spectrum for CL Lyn was used. The standard reduction was performed by the dedicated reduction pipeline of ELODIE. The spectra of each star were manually normalised using the *continuum* task of the NOAO/IRAF package.

3 SPECTROSCOPIC ANALYSIS

Prior to detailed spectroscopic analysis, spectral classifications of the stars were obtained. The effective temperature (T_{eff}) of the primary components were derived using

¹ <http://atlas.obs-hp.fr/elodie/>

² <http://iraf.noao.edu/>

the spectral energy distribution (SED) and the $H\gamma$ line. The metallicities were obtained using the spectrum fitting method.

3.1 Spectral classification

Preliminary information about the atmospheric parameters (T_{eff} , surface gravity $\log g$) and surface peculiarities of stars can be obtained by spectral classification (Niemczura, Smalley, & Pych 2014).

The spectral and luminosity types of stars are identified by comparing their spectra with a group of well-known standard stars' spectra. The A–F type standard stars were used in our classification (Gray et al. 2003), because the δ Sct variables are A and F type stars. The spectral types of the stars were derived primarily using $H\gamma$ and neutral metal lines (Fe, Ti) in the 4400–4500 Å wavelength region. The luminosity types were also derived by using the ionised metal lines.

The spectral and luminosity types obtained for the stars are given in Table 2. Only for HZ Dra, newly determined spectral classification (A8/A7 V) was found to be significantly different than the previous classification (A0, Heckmann 1975), while the other spectral types are mostly in agreement with the literature.

3.2 Determination of T_{eff} , $v \sin i$, and metallicity

The T_{eff} of the primary δ Sct components were obtained from the $H\gamma$ line and metallicities were determined using metal lines in the 4400–4500 Å wavelength region.

Prior to the spectral analysis, we determined T_{eff} from the SED. The SEDs were constructed from literature photometry and spectrophotometry, using 2MASS J , H and K_s magnitudes (Skrutskie et al. 2006), Tycho B and V magnitudes (Høg et al. 1997), USNO-B1 R magnitudes (Monet et al. 2003), TASS I magnitudes (Droege et al. 2006), and data from the Ultraviolet Sky Survey Telescope (TD1) (Boksenberg et al. 1973). However, TD1 data are only available for HL Dra and HZ Dra. To remove the effect of interstellar reddening on the SED, $E(B - V)$ values were calculated from the Galactic extinction maps (Amôres & Lépine 2005), with distances obtained from Gaia parallaxes³ (Casertano et al. 2016). The $E(B - V)$ values are given in Table 2. The average uncertainty in $E(B - V)$ was found to be 0.023 mag. The SEDs were de-reddened using the analytical extinction fits of Seaton (1979) for the ultraviolet and Howarth (1983) for the optical and infrared.

The stellar T_{eff} (SED) values were determined by fitting solar-composition Kurucz (1993) model fluxes to the de-reddened SEDs. The model fluxes were convolved with photometric filter response functions. A weighted Levenberg-Marquardt non-linear least-squares fitting procedure was used to find the solution that minimised the difference between the observed and model fluxes. Since $\log g$ is poorly constrained by our SEDs, we fixed $\log g = 4.0$ for all the fits. The uncertainties in T_{eff} (SED) includes the formal least-squares error and uncertainties in $E(B - V)$ (0.023) and

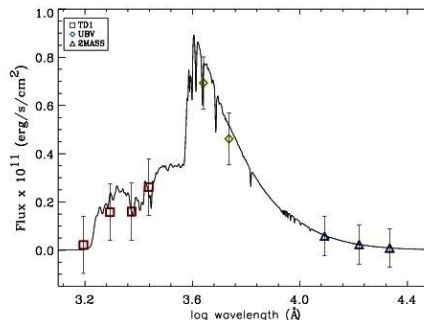


Figure 1. SED fit for HL Dra.

$\log g$ (0.2) added in quadrature. In Fig. 1, we show the SED fit for HL Dra.

By using the initial values of T_{eff} (SED), fundamental atmospheric parameters were determined for each star. Before the hydrogen line analysis and metallicity determinations of the stars, the projected rotational velocity ($v \sin i$) values were derived. A theoretical spectrum of each star was calculated using the initial atmospheric parameters. The metal lines in the spectrum of each star were matched to the theoretical spectrum by adjusting $v \sin i$ (Gray 2008). Final values of $v \sin i$ were obtained by minimising the difference between the observed and theoretical spectra. The $v \sin i$ values are given in Table 2.

Hydrogen lines are good temperature indicators, since they are insensitive to $\log g$ for stars with $T_{\text{eff}} < 8000$ K (Gray 2008; Heiter et al. 2002). In our analysis, we adopted value of $\log g$ which were calculated using the stars' masses and radii values given in the literature (see Table A1). Additionally, $v \sin i$ and metallicity ($[m/H]$, assumed to be solar) were fixed. In our analysis, the hydrostatic, plane-parallel, local thermodynamic equilibrium ATLAS9 models (Kurucz 1993) were used and the SYNTHE code (Kurucz & Avrett 1981) was used to produce theoretical spectra. T_{eff} was determined by minimising the difference between the theoretical and observed hydrogen line, as described by Catanzaro, Leone, & Dall (2004). The T_{eff} (Spec) values obtained are listed in Table 2 and comparison of the calculated and observed spectra for one of the stars is shown in Fig. 2.

The $[m/H]$ values were derived using the T_{eff} (Spec), $\log g$ and $v \sin i$ values given in Table 2. The analysis was executed using version 412 of the Spectroscopy Made Easy (SME) package (Valenti & Piskunov 1996), which determines atmospheric parameters, $[m/H]$ and elemental abundances using the spectrum fitting method. In this analysis, atmosphere models produced by ATLAS9 code (Kurucz 1993) were used. The line list was taken from the Vienna Atomic Line Database⁴ (VALD Piskunov et al. 1995). The 4400 – 4500 Å wavelength range was used in the metallicity analysis. The $[m/H]$ values obtained are given in Table 2.

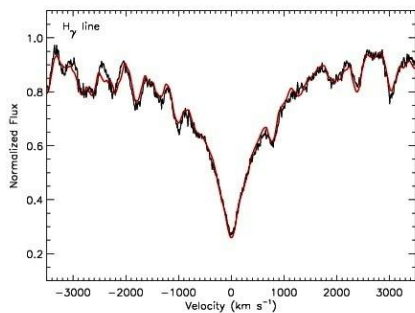
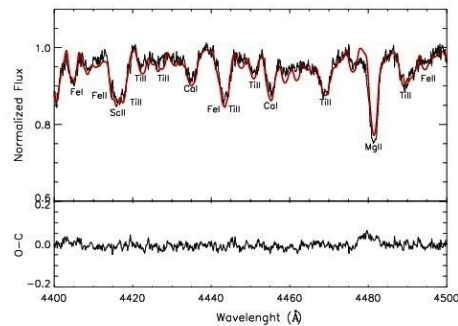
³ <https://gea.esac.esa.int/archive/>

⁴ <http://vald.astro.uu.se/>

Table 2. The stellar parameters of the six δ Sct stars in eclipsing binaries.

Name	V (mag)	$E(B - V)$ (mag) ± 0.023	Sp type (literature)	Sp type (This Study)	T_{eff} (SED) (K)	T_{eff} (Spec) (K)	$\log g^a$	$v \sin i$ (km s^{-1})	$[m/H]$
HL Dra	7.36	0.040	A5 ^[1]	A6 IV	7786 ± 174	7800 ± 200	4.22	107 ± 10	-0.12 ± 0.17
HZ Dra	8.14	0.016	A0 ^[1]	A8/A7 V	7926 ± 250	7700 ± 200	4.07	120 ± 10	-0.09 ± 0.20
XX Cep	9.18	0.026	A6 V ^[2]	A7 V	7160 ± 152	8200 ± 300	4.09	54 ± 5	0.59 ± 0.23
TZ Dra	9.32	0.020	A7 V ^[3]	A7 V	7382 ± 173	7800 ± 200	4.26	86 ± 8	-0.01 ± 0.22
CL Lyn	9.77	0.181	A5 ^[1]	A8 IV	7699 ± 189	7600 ± 300	3.98	75 ± 3	-0.16 ± 0.20
UW Cyg	10.86	0.101	A6V ^[4]	A7/A6 IV	7550 ± 176	7800 ± 350	4.06	45 ± 10	*

^aCalculated using the stars' masses and radii which are given in Table A1. * Could not be calculated because of the low S/N ratio. [1] ESA (1997), [2] Koo et al. (2016), [3] Herbig (1960), [4] Liakos et al. (2012)

**Figure 2.** Comparison of the calculated (red line) and observed spectra of H γ line of HL Dra.**Figure 3.** Upper panel: comparison of the theoretical (red lines) and observed spectra of HL Dra. Lower panel: difference between the observed and theoretical spectra.

However, $[m/H]$ could not be determined for UW Cyg because of the low S/N ratio of the spectra. The comparison of the theoretical and observed spectra used in the $[m/H]$ analysis is demonstrated in Fig. 3. Uncertainties of the spectroscopic parameters comprise the least-squares error and the uncertainties caused by the fixed parameters in each analysis. Additionally, the error due to low S/N ratio was included, using the value from Kahraman Aliçavuş et al. (2016).

The T_{eff} values of the analysed stars were also compared with those used in the literature. In this comparison, we noticed that if T_{eff} had been obtained from spectral classifications, the T_{eff} used in previous studies are in agreement with our spectroscopic results to within the errors. Others, however, have completely different values. We determined T_{eff} values of HZ Dra and XX Cep to be 7700 and 8200 K, respectively. However, their previously used T_{eff} values are 9800 K for HZ Dra (Liakos et al. 2012) and 7300 K for XX Cep (Hosseinzadeh, Pazhouhesh, & Yakut 2014). However, a newer spectral analysis of XX Cep was recently presented by Koo et al. (2016). They obtained $T_{\text{eff}} = 7946 \pm 240$ K and $v \sin i = 48.6 \pm 6.8 \text{ km s}^{-1}$, which are in good agreement with our results.

4 δ SCT STARS IN ECLIPSING BINARY SYSTEMS

The properties of δ Sct stars in eclipsing binaries can be different from single δ Sct stars. Especially, the pulsating primary components in close binary systems evolve differently than single ones (Liakos & Niarchos 2015). In close binary systems, the primary component can gain mass from the secondary and can be covered by material from the secondary. Additionally, tidal distortion is present in these systems. Mass-transfer and tidal distortion will affect the pulsation period (P_{puls}) and amplitude (Amp) of δ Sct stars in close binaries. How much the binarity affects the δ Sct pulsations in binaries is one of the open questions.

To show the effect of binarity on pulsation, the correlations between P_{puls} , Amp and the orbital and atmospheric parameters of eclipsing binary member δ Sct stars have been examined. Firstly, a correlation between P_{puls} and orbital period (P_{orb}) for 20 δ Sct stars in eclipsing binaries was found by Soyduğan et al. (2006a). The $P_{\text{puls}} - P_{\text{orb}}$ correlation was improved by newer discoveries (Liakos et al. 2012). Then, a theoretical explanation for the $P_{\text{puls}} - P_{\text{orb}}$ correlation was given by Zhang, Luo, & Fu (2013) who expressed P_{puls} mainly as a function of the pulsation con-

stant (Q), the filling factor (f), P_{orb} , and the mass ratio ($q = M_{\text{secondary}}/M_{\text{primary}}$, where M denotes the mass) with the following equation:

$$P_{\text{puls}} = \frac{G^{1/2}}{2\pi} Q f^{3/2} r^{3/2} (1+q)^{1/2} P_{\text{orb}} \quad (1)$$

where G and r are the gravitational constant and effective radius (radius divided by semi-major axis), respectively. f shows how much a star fills its Roche potential (Ω) and it is expressed by:

$$f = (\Omega_{\text{inner}} - \Omega) / (\Omega_{\text{outer}} - \Omega_{\text{inner}}), \quad (2)$$

Zhang, Luo, & Fu (2013) tested whether this theoretical approach is compatible with the observed correlation of $P_{\text{puls}} - P_{\text{orb}}$ using 69 eclipsing binaries with δ Sct stars. They found that the theoretical correlation is in agreement with the observed one. This correlation was also confirmed by Liakos & Niarchos (2017). They obtained a similar correlation using 66 semi-detached and 25 detached systems which have $P_{\text{orb}} \leq 13$ days. They also showed that for binaries with $P_{\text{orb}} > 13$ days, there is no significant effect of binarity on pulsations. In their study, the known correlation between P_{puls} and $\log g$ was also shown for 82 systems which contained semi-detached, detached and unclassified stars with $P_{\text{orb}} < 13$ days. However, it should be kept in mind that in their study, both eclipsing and non-eclipsing binaries were used and some of these stars were assumed to be detached systems. Additionally, a negative correlation between P_{puls} of primary δ Sct components and gravitational force applied by secondary components onto the pulsating stars has been found (Soydugan et al. 2006a; Liakos et al. 2012; Liakos & Niarchos 2017).

The known and possible correlations between the fundamental absolute parameters (e.g., masses, radii), atmospheric parameters, and the pulsation quantities (P_{puls} , Amp) of δ Sct components in eclipsing binary systems give us an opportunity to understand these stars in detail and show the effect of secondary components, mass transfer and tidal locking on pulsation quantities. Therefore, we have prepared a revised list of eclipsing binaries with a primary δ Sct component. The list includes 67 semi-detached and 25 detached eclipsing binaries. Seven of these stars (WX Dra, GQ Dra, KIC 06669809, KIC 10619109, KIC 1175495, KIC 10686876 and KIC 6629588) were taken from Liakos & Niarchos (2016, 2017). In these studies, the stars were found to be δ Sct variables in eclipsing binaries for the first time. In our study, we did not include any stars which have unclassified Roche geometry.

The parameters of the primary and secondary components of our sample of 92 eclipsing binary systems with a primary δ Sct component were gathered from the literature. In this revised list, values of T_{eff} , $\log g$, masses (M), radii (R), luminosities (L), bolometric magnitudes (M_{bol}), semi-major axis (a) of the primary and secondary components and f , $v \sin i$, P_{puls} , peak-to-peak Amp in V and B -band of primary pulsating components and the parallaxes, orbital inclinations (i), and the q of binary systems were collected, as well as the basic parameters of the systems such as visual magnitudes (V), spectral types (SP) and binary types. This updated list contains more stars and a wider

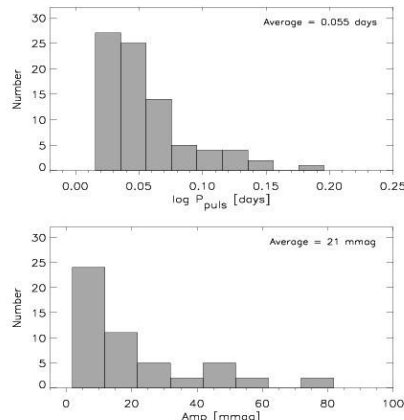


Figure 4. The distributions of P_{puls} and V -band Amp of the primary δ Sct components in eclipsing binary systems.

variety of stellar parameters compared to the previous list (Liakos & Niarchos 2017). The updated list is given in Table A1.

4.1 General properties of δ Sct components in eclipsing binaries

In our list, there are only two eclipsing binaries that show δ Sct type pulsations in both components (RS Cha and KIC 09851944). In the other eclipsing binaries, only the primary components exhibit δ Sct type pulsations. Therefore, in all our examinations we only took into account the properties of the primary δ Sct components.

The P_{puls} and V -band Amp distributions of primary δ Sct components in eclipsing binaries are shown in Fig. 4. The pulsation periods of the highest amplitudes were collected in the list and only V -band Amp of the stars was used in any comparisons and analyses in this study. It is clearly seen that δ Sct type primary pulsating components mainly oscillate in periods between ~ 0.016 and 0.195 days, with an average amplitude of 21 mmag. In the list, there is also a high-amplitude δ Sct star (HADS) (V1264 Cen) which is not used in Fig. 4 and excluded in the next steps. The average P_{puls} values for semi-detached and detached systems were found to be 0.049 and 0.073 days, respectively. Although the number of detached systems is lower than the semi-detached ones, there is a clear distinction between the pulsation periods of both systems. However, we did not find a significant difference in the V -band Amp of δ Sct components of both type of eclipsing binary. The reason for lower pulsation periods of primary δ Sct components in the semi-detached systems can be the effects of tidal locking and mass-transfer from the secondary non-pulsating component to the primary pulsating component (Liakos et al. 2012; Soydugan et al. 2006b, 2003). The primary component gains mass from the secondary component and this can change the surface composition and internal structure

of the primary pulsating component and also the angular momentum of both components changes during this process (Aerts, Christensen-Dalsgaard, & Kurtz 2010). Hence, mass-transfer could affect the oscillations.

The T_{eff} , $\log g$, and $v \sin i$ ranges of δ Sct components in eclipsing binary systems are illustrated in Fig. 5. In the figure, the distributions of parameters obtained from photometric and spectroscopic studies are shown. Both photometric and spectroscopic T_{eff} and $\log g$ values have similar ranges, which are 6750–9660 K and 3.40–4.38, respectively. One semi-detached system, QY Aql, has a $\log g$ value of 3.40 (Liakos & Niarchos 2013), which is low for the primary component of a semi-detached system, since they are generally main-sequence stars. The $v \sin i$ values of the primary δ Sct components were found to be in the range from 12 to 130 km s^{-1} . The values of M and R for the primary δ Sct components were also found in the ranges of 1.46–3.30 M_{\odot} and 1.57–4.24 R_{\odot} , respectively, as shown in Fig. 6. No significant difference was obtained between the range of M and R values for detached and semi-detached systems.

4.2 Correlations between the collected parameters and the pulsation quantities

The known and possible correlations between the collected fundamental, atmospheric and orbital parameters, and the pulsation quantities of the primary δ Sct components in eclipsing binary systems were examined. Firstly, the known correlation between P_{puls} and P_{orb} was checked for semi-detached and detached systems. These correlations are demonstrated in Fig. 7. Average errors in P_{puls} and P_{orb} are about 10^{-3} and 10^{-5} days, and the error bars are smaller than the size of the symbols. Therefore, the error bars of P_{puls} and P_{orb} are not shown in this and subsequent figures. Additionally, for some stars, the errors of the parameters were not given in the literature. Therefore, the average uncertainties of the parameters are shown in all figures.

Significant positive $\log P_{\text{puls}} - \log P_{\text{orb}}$ correlations were found for both semi-detached and detached systems. The relationships for these correlations are given in the top of each panel in Fig. 7. The correlation for semi-detached systems was found to be stronger than for the detached systems. As can be seen from Fig. 7, all stars are mainly inside the 1- σ level. The V-band pulsation Amp relation with P_{orb} was examined as well. As a result, a correlation was found between these parameters as shown in Fig. 8. However, the correlation is not strong, because of the scatter and number of data of points.

The correlations between the atmospheric parameters (T_{eff} , $\log g$) and P_{puls} and V-band Amp of primary δ Sct components were examined. While no correlation between Amp and the atmospheric parameters was found, there are significant correlations between T_{eff} , $\log g$, and P_{puls} . As shown in Fig. 9, these correlations were found for all types of eclipsing binaries' primary δ Sct components and they show a negative variation in P_{puls} with increasing T_{eff} and $\log g$. However, as can be seen from the upper panel of Fig. 9, the $\log T_{\text{eff}} - \log P_{\text{puls}}$ relation is stronger for the pulsating primary components of detached systems than for

semi-detached systems. Therefore, only the relationship for the correlation for detached systems is given in Fig. 9. The $\log g - \log P_{\text{puls}}$ relationship and the correlation for the primary δ Sct components in all types of eclipsing binary systems are also shown in Fig. 9.

The existence of $\log g - \log P_{\text{puls}}$ correlation offers us other probable connections between M , R , and P_{puls} . Given that $\log g \propto M/R^2$, a positive correlation for $R - \log P_{\text{puls}}$ and a negative correlation for $M - \log P_{\text{puls}}$ should exist. Hence, these were examined and the expected correlations were obtained as demonstrated in Fig. 10. The positive $R - \log P_{\text{puls}}$ correlation is stronger than the negative $M - \log P_{\text{puls}}$ correlation. Additionally, no meaningful M and R correlations with V-band Amp were detected for all types of binaries with primary δ Sct components.

According to Eq. 1, theoretically a correlation between P_{puls} and q should exist. When this relation was examined, it turned out that a correlation is present for detached systems, although no significant correlation is found for semi-detached systems. These are shown in the upper panel of Fig. 11. The $v \sin i - \log P_{\text{puls}}$ correlation was examined as well. This correlation is also not significant for semi-detached systems, while there is a strong correlation between $v \sin i$ and P_{puls} for detached systems. This relation is shown in the lower panel of Fig. 11.

The other important factor that theoretically affects P_{puls} according to Eq. 1, is the filling factor (f) of primary δ Sct components. A direct proportional relation between f and P_{puls} should exist. When this relation was examined for semi-detached systems, f was found to be inversely related to P_{puls} as shown in the upper panel of Fig. 12. This result conflicts with Eq. 1. We also investigated the $f - P_{\text{orb}}$ correlation. As shown in the lower panel of Fig. 12, f regularly decreases with increasing P_{orb} .

Additionally, we calculated the gravitational force (F) which is applied by the secondary component to the primary pulsating δ Sct star. The effect of this force causes a decrease in P_{puls} . This result was first obtained by Soyduğan et al. (2006a). They found the same result as we show in the right-hand, upper panel of Fig. 13. The relation between F and V-band pulsation Amp was examined as well and a negative correlation was found. The relationships for these correlations were found to be:

$$\log P_{\text{puls}} = -0.25(6)F - 0.75(17) \quad (3)$$

$$\log Amp = -0.29(15)F + 1.76(42) \quad (4)$$

In the left-hand of Fig. 13 we show the correlations between orbital separation (a), P_{puls} , and V-band Amp values. These correlations are opposite to the correlations found for F as expected, because $F \propto a^{-2}$.

5 DISCUSSION

5.1 Comparison of single and eclipsing binary member δ Sct stars

In this section, we compare the properties of single and eclipsing binary member δ Sct stars. All parameters of single δ Sct stars were taken from

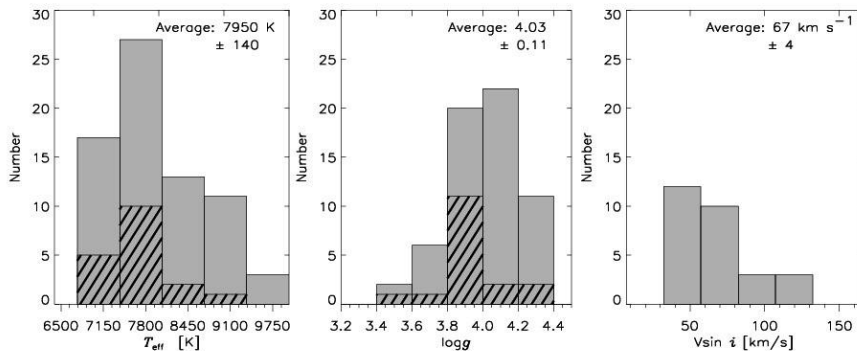


Figure 5. The distributions of T_{eff} , $\log g$, and $v \sin i$ values of primary δ Sct components in eclipsing binaries. The gray histograms show the distributions of whole sample, while slanted lines represent the distributions of the stars that have T_{eff} and $\log g$ values derived by the spectroscopic analyses

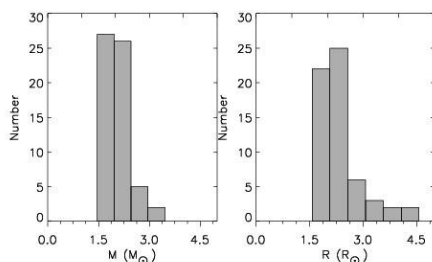


Figure 6. The distributions of M and R values of primary δ Sct components in eclipsing binaries.

Rodríguez, López-González, & López de Coca (2000) (R2000, hereafter).

The P_{puls} values of δ Sct components in eclipsing binaries were found between ~ 0.016 and 0.147 days, while the P_{puls} range for single δ Sct stars extends to 0.288 days (R2000). Hence, P_{puls} values of single δ Sct stars are significantly longer than those in eclipsing binaries. Additionally, highest V -band Amp value of single δ Sct stars is 250 mmag (R2000), compared to only 80 mmag for δ Sct stars in eclipsing binaries⁵. This difference was mentioned in the study of Soydugan et al. (2006b). Furthermore, the binarity effect was found when the average values of P_{puls} of semi-detached and detached systems were compared. Oscillations of δ Sct stars in detached systems were found to be slower (~ 0.073 d^{-1}) than for semi-detached systems (~ 0.045 d^{-1}). Because semi-detached systems have generally lower P_{orb} values than detached systems, tidal locking is more effective in these systems. Additionally, in semi-detached systems the secondary components are evolved stars and they transfer mass onto the primary pulsation components. However, no difference was found between the V -band pulsation Amp of detached

⁵ HADS stars were omitted in the comparison.

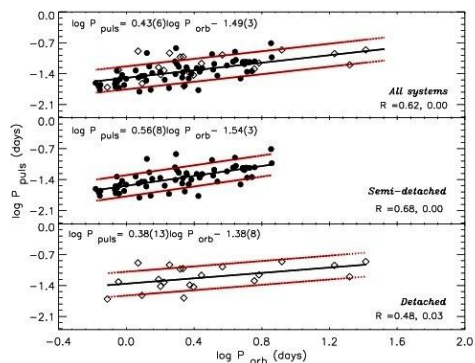


Figure 7. The correlations between P_{puls} and P_{orb} for detached (lower panel), semi-detached (middle panel) and all systems (upper panel). The filled circles, diamonds and red lines represent the semi-detached, detached and $1-\sigma$ levels, respectively. The equations in each panel were obtained from the correlations. R constant shows the spearman rank which gives the strength of correlation (number before the comma in the R constant) and the deviation amount of points from the correlation (number after the comma in the R constant).

and semi-detached systems. The reason of this could also be the effect of mass-transfer in semi-detached systems.

The T_{eff} and $\log g$ of δ Sct components in eclipsing binaries were found in the ranges of 6750 – 9660 K and 3.40 – 4.38 , respectively. All types of eclipsing binary member δ Sct stars have the same T_{eff} ranges, although the evolved stars, which have $\log g$ values lower than 3.80 , are generally detached type eclipsing binary systems, except for QY Aql which probably has an incorrect $\log g$ value. The T_{eff} of δ Sct stars is typically in the range of 6300 – 8600 K (Uytterhoeven et al. 2011). The values of δ Sct stars in eclipsing binaries are in a good agreement with this range.

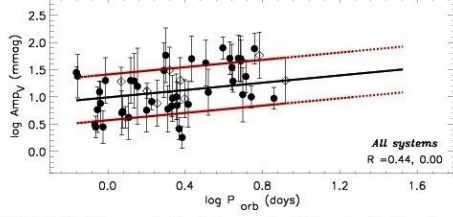


Figure 8. The correlation between the V-band pulsation Amp and P_{orb} of primary δ Sct stars in eclipsing binary systems. The symbols, lines, and the R constant are the same as in Fig. 7.

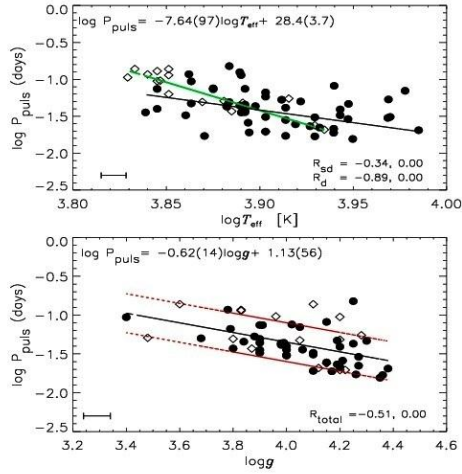


Figure 9. The $\log T_{eff} - \log P_{puls}$ (upper panel) and $\log g - \log P_{puls}$ (lower panel) correlations. Green line in upper panel illustrates the correlation only for detached systems, while black line shows the correlation of semi-detached systems. The equations in upper and lower panels are given for detached and all systems' primary δ Sct components considering the correlations, respectively. The symbols, red lines, and R constant are the same as in Fig. 7.

However, there are some hotter stars and the T_{eff} of these stars should be re-examined. Comparisons of T_{eff} and $\log g$ for single and eclipsing binary member δ Sct stars were not made, owing to a lack of these parameters for single δ Sct stars in R2000.

The $v \sin i$ values of primary δ Sct components in eclipsing binary systems were found between 12 and 130 km s^{-1} , but extends to 285 km s^{-1} for single δ Sct stars (R2000). The average $v \sin i$ values for single and binary member δ Sct stars are 90 and 64 km s^{-1} , respectively. As a whole, the single δ Sct stars rotate faster than those in eclipsing binary systems.

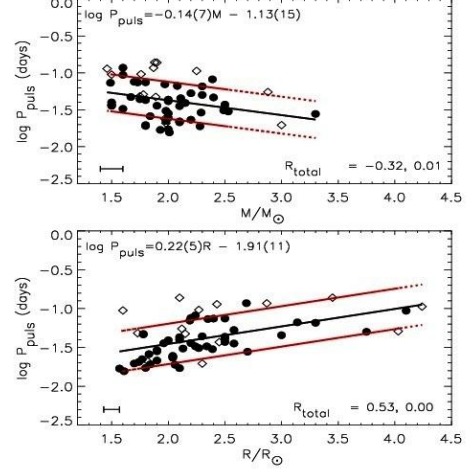


Figure 10. The $M - \log P_{puls}$ (upper panel) and $R - \log P_{puls}$ (lower panel) correlations. The equation in lower panel was derived from the correlation for both detached and semi-detached systems. The symbols, red lines, and R constant are the same as in Fig. 7.

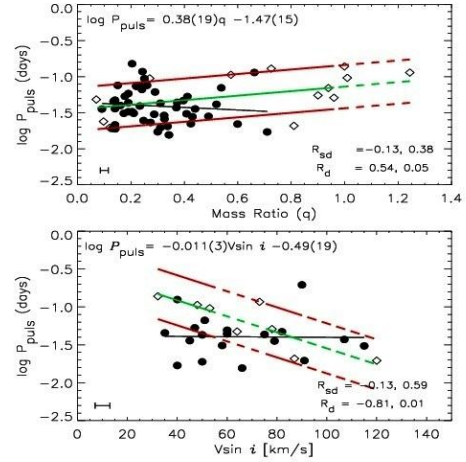


Figure 11. The $q - \log P_{puls}$ (upper panel) and $v \sin i - \log P_{puls}$ (lower panel) correlations. Green lines illustrate the correlations for detached systems, while black lines show semi-detached systems' correlations. The equations in each panel were derived from the correlations of detached systems. The symbols, red lines and R constant are the same as in Fig. 7.

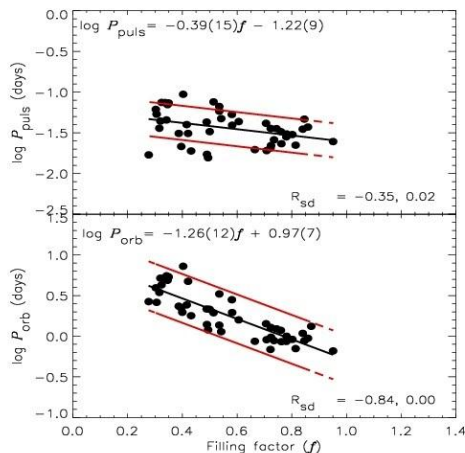


Figure 12. The correlation between P_{puls} , P_{orb} , and f . The equations in the panels were derived from the correlations for semi-detached systems. No errors of f values were given in the literature, hence we could not show the error bars of f values. The symbols, red lines, and R constant are the same as in Fig. 7

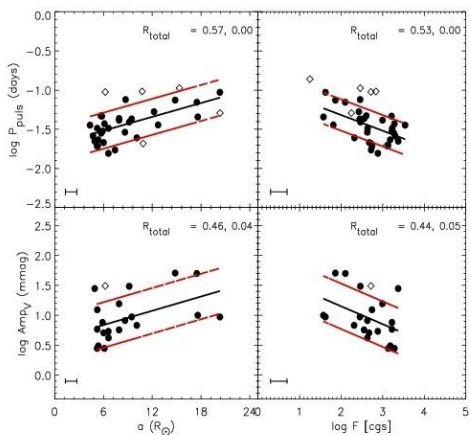


Figure 13. The correlations of a and F with the P_{puls} and V -band pulsation Amp values. The symbols, red lines, and R constant are the same as in Fig. 7.

5.2 Correlations

A positive correlation between P_{puls} and P_{orb} was found for both detached and semi-detached eclipsing binaries' primary δ Sct components. According to this correlation, P_{puls} of primary δ Sct components increase with the growing P_{orb} . Growing P_{orb} values relate to increasing a ($P_{\text{orb}} \propto a^{3/2}$). Therefore, the effect of the secondary component on the

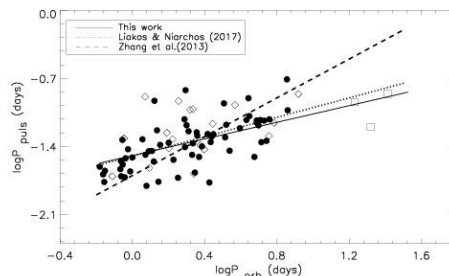


Figure 14. Comparison of $\log P_{\text{orb}} - \log P_{\text{puls}}$ correlations for eclipsing binaries with a primary δ Sct component. Square symbols illustrate the stars have $P_{\text{orb}} > 13$ d. The other symbols are the same as in Fig. 7.

primary pulsating component decreases with increasing P_{orb} and the pulsations of the primary δ Sct stars are less influenced by binarity.

The $P_{\text{puls}} - P_{\text{orb}}$ correlation was shown in the recent study of Liakos & Niarchos (2017) for all known δ Sct stars in binaries, including the non-eclipsing ones. They found that there is a 13-days limit in P_{orb} and for longer P_{orb} values binarity has less of an effect on pulsations. However, our result is different. In our $P_{\text{puls}} - P_{\text{orb}}$ correlation, there are detached stars (GK Dra, KIC 3858884 and KIC 8569819) which have $P_{\text{orb}} > 13$ days and agree with the $P_{\text{puls}} - P_{\text{orb}}$ correlation to within the $1-\sigma$ level. The 13-days P_{orb} limit for the binarity effect on pulsations appears to be underestimated. Our results show that binarity still influences the pulsations of primary δ Sct components with $P_{\text{orb}} > 13$ days. Although Liakos & Niarchos (2017) did not include stars having $P_{\text{orb}} > 13$ days in their $\log P_{\text{orb}} - \log P_{\text{puls}}$ correlation, our correlation is in agreement, as can be seen from Fig. 14. However, the theoretically calculated $\log P_{\text{orb}} - \log P_{\text{puls}}$ relationship by Zhang, Luo, & Fu (2013) is different than ours. The reason of this difference could be the negative effects of some parameters (f and q in semi-detached systems) on the pulsations, contrary to the expected positive effects of these parameters according to Eq. 1, which were used to derive the theoretical $P_{\text{puls}} - P_{\text{orb}}$ relationship.

The V -band Amp of primary δ Sct components in eclipsing binary systems increases with increasing P_{orb} . No $Amp - P_{\text{orb}}$ correlation was found in previous studies (Soydugan et al. 2006a; Liakos et al. 2012; Zhang, Luo, & Fu 2013; Liakos & Niarchos 2017). The gravitational force applied by secondary components onto the surface of primary pulsation stars appears to cause a decrease in Amp .

A significant negative correlation was found between T_{eff} and P_{puls} . Balona & Dziembowski (2011) also showed the same relation and Kahraman Aliçavuş et al. (in preparation) also found it for single δ Sct stars. The T_{eff} and P_{puls} relation is an expected result. When the pulsation constant ($Q = P_{\text{puls}}(\bar{\rho}/\bar{\rho}_{\odot})^{0.5}$), mean density ($\bar{\rho} \sim M/R^3$) and the luminosity-mass relation ($L/L_{\odot} \approx M/M_{\odot}$) are taken into account, a negative relation between P_{puls} and T_{eff} is found ($P_{\text{puls}} \propto (R/R_{\odot})^{0.5}(T_{\text{eff}}/T_{\text{eff}\odot})^{-2}$). Additionally, changes in T_{eff} bears on the changes in R , which affect the region of

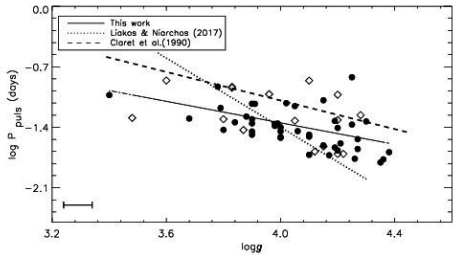


Figure 15. Comparison of $\log g - \log P_{\text{puls}}$ correlations of single and eclipsing binary member δ Sct stars. The symbols are the same as in Fig. 7.

He ionization which is responsible from the pulsations (Cox 1980).

The known negative correlation between $\log g$ and P_{puls} was demonstrated using the data of newly discovered stars. The correlation shows that main-sequence δ Sct components in eclipsing binaries pulsate in shorter periods than evolved stars. Using the pulsation constant, mean density and surface gravity ($g \sim M/R^2$), a relationship between P_{puls} and g can be found ($P_{\text{puls}} \propto g^{-0.5} R^{0.5}$). According to this rough approach, our $\log g - \log P_{\text{puls}}$ correlation was found as expected.

The $\log g - \log P_{\text{puls}}$ correlation was also examined by Liakos & Niarchos (2017) for δ Sct components in binary systems. Additionally, Claret et al. (1990) obtained the same relation for single δ Sct stars. In Fig. 15, we compare the correlations of $\log g - \log P_{\text{puls}}$ found for single and binary δ Sct stars. Our correlation is approximately parallel to the correlation found for single δ Sct stars, but there is a significant difference between our correlation and that of Liakos & Niarchos (2017). In our study, we only used δ Sct stars in eclipsing binaries, whereas Liakos & Niarchos (2017) used all binaries containing δ Sct components. In eclipsing binaries, the $\log g$ values of pulsating components can be derived more accurately, which is probably the reason for the difference between the two correlations.

Positive $R - \log P_{\text{puls}}$ and negative $M - \log P_{\text{puls}}$ correlations were obtained, as expected. From the $\log g - \log P_{\text{puls}}$ correlation we know that both M and R values have effect on pulsation. Therefore, combining both equations we obtain:

$$\log P_{\text{puls}} = 0.11(R/R_{\odot}) - 0.07(M/M_{\odot}) - 1.52 \quad (5)$$

A similar equation was found for Cepheid stars by Fernie (1965). As can be seen from the equation, P_{puls} is more influenced by changes in R than changes in M . In Fig. 10, the weak effect of M and the stronger effect of R on the pulsation of primary δ Sct components can be seen.

We found that the binary mass ratio (q) has no significant effect on P_{puls} of primary δ Sct components in semi-detached systems, although there is a correlation between q and P_{puls} for primary δ Sct components in detached systems. According to Eq. 1, P_{puls} should be directly proportional to q . The lack of any correlation in semi-detached systems might be due to the lack of systems with $q > 0.5$.

The variation of P_{puls} with $v \sin i$ was also found only for detached systems. The P_{puls} decreases with increasing

$v \sin i$. Since semi-detached systems are generally close binaries, rotation synchronisation is present. Therefore, owing to the $P_{\text{puls}} - P_{\text{orb}}$ correlation, we expected to find a correlation between P_{puls} and $v \sin i$ in the semi-detached systems. However, mass-transfer in these systems is very effective and this changes the q and R of the primary δ Sct components, and these affect the rotation and angular momentum. The altered angular momentum also results in a change of P_{orb} which can change the rotation ($P_{\text{orb}} = \sqrt{2\pi}/\omega$). All these effects can be the reason why we did not find a $v \sin i - P_{\text{puls}}$ correlation for semi-detached systems. A correlation between P_{puls} and $v \sin i$ was also found by Tkachenko et al. (2013) using the $v \sin i$ values of some δ Sct stars taken from Uytterhoeven et al. (2011) and R2000. In their work they found a weak $P_{\text{puls}} - v \sin i$ relation, but, contrary to our results, with P_{puls} increasing with declining $v \sin i$. The rotation of stars causes changes in their stellar structure, hence the reason why P_{puls} can be different for different values of $v \sin i$ (Soufi, Goupil, & Dziembowski 1998).

According to Eq. 1, f should be directly proportional to P_{puls} . However, in our study, we have obtained the opposite result. When the correlation between P_{orb} and f was examined, we noticed that f increases with decreasing P_{orb} . The gravitational force applied on the primary pulsating component grows with increasing f value. Thus, we can say P_{orb} has a significant effect on f and we, therefore, obtained a negative relation between P_{puls} and f instead of a positive correlation. Additionally, we found that the strength of F applied by the secondary component to the primary pulsation star affects P_{puls} and Amp in a negative way. The same correlation between F and P_{puls} was also obtained by Soyduğan et al. (2006a).

5.3 Positions in HR Diagram

The positions of the analysed primary δ Sct components in this study and the other primary δ Sct components given in the updated list in the Hertzsprung-Russell (HR) Diagram are shown in Fig. 16. Our analysed δ Sct components and the δ Sct components given in the revised list are located in the δ Sct instability strip. However, there are a few stars (RR Lep, V2365 Oph, VV UMa and V346 Cyg) placed beyond the blue edge of δ Sct instability strip. The T_{eff} and $\log g$ values of these stars were taken from literature spectral classification and photometric analyses (see Table A1 for references). Therefore, these stars should be re-analysed with new data.

In our study, the primary δ Sct components in eclipsing binaries were mostly located inside the theoretical δ Sct instability strip to within the error bars. However, in the study of Liakos & Niarchos (2017), there are more stars located beyond the blue border of δ Sct instability strip compared to our results. Liakos & Niarchos (2017) showed positions of δ Sct stars in all binaries, whereas we only showed the positions of δ Sct in eclipsing binaries. The fundamental parameters of stars can be obtained more accurately in the eclipsing binary case. Probably because of this reason Liakos & Niarchos (2017) found more stars located beyond the blue edge of δ Sct instability strip.

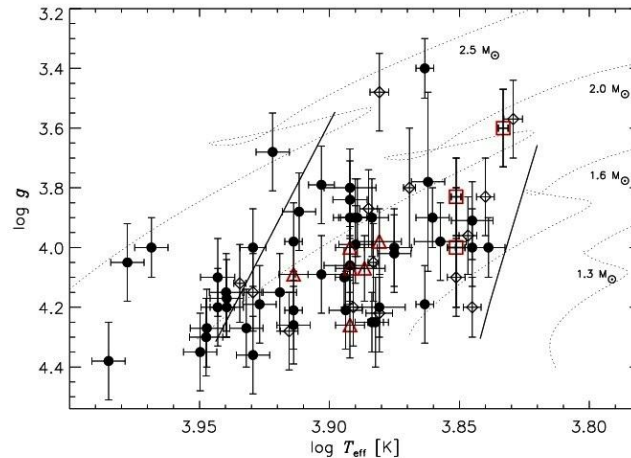


Figure 16. Positions of analysed and collected δ Sct stars in eclipsing binary systems. The symbols are the same as in Fig. 7. Solid lines represent the theoretical instability strips of δ Sct stars (Dupret et al. 2005). Triangle and square symbols illustrate the stars analysed spectroscopically in this study and the stars have $P_{\text{orb}} > 13$ d, respectively. The evolutionary tracks were taken from Kahraman Alıçavuş et al. (2016)

6 CONCLUSIONS

In this study, we present an updated list of δ Sct stars in eclipsing binaries and the spectroscopic analysis of six of δ Sct components in eclipsing binary systems.

In the spectroscopic analysis of six primary δ Sct components in eclipsing binaries, we obtained the spectral classification, T_{eff} , $v \sin i$, and $[m/H]$ of the stars. XX Cep was found to be metal-rich, while others have approximately solar metallicity.

In the updated list of δ Sct components in eclipsing binaries, we collected the atmospheric and orbital parameters of the primary δ Sct components. We examined the properties of the primary δ Sct components and compared them with the properties of single δ Sct stars. Liakos & Niarchos (2017) stated that the single and binary member δ Sct stars have similar pulsational behaviour. However, when P_{puls} and V -band Amp of single and eclipsing binary member δ Sct stars were compared, we found that eclipsing binary member δ Sct stars oscillate with shorter P_{puls} and lower Amp comparing to single ones. These differences in pulsation quantities of single and binary δ Sct stars are thought to be caused by the effects of gravitational force applied by the secondary component on the primary and mass-transfer in these binaries. Additionally, binarity effects were also found when P_{puls} of detached and semi-detached member δ Sct stars were compared. We showed that δ Sct stars in detached systems pulsate in longer periods.

The $v \sin i$ of single and eclipsing binary member δ Sct stars was also compared. We found that, on average, single δ Sct stars rotate faster than those in eclipsing binary systems.

We examined the relations between the orbital and

atmospheric parameters of primary δ Sct components. Firstly, the known $P_{\text{puls}} - P_{\text{orb}}$ correlation was checked and we obtained that P_{puls} increases with increasing P_{orb} . Liakos & Niarchos (2017) found that binarity does not have a significant effect on pulsation if $P_{\text{orb}} \geq 13$ days. However, we showed that the $P_{\text{puls}} - P_{\text{orb}}$ correlation is still significant even if P_{orb} is 26 days. Therefore, it appears that the 13-days limit for the binarity effect is too low. When our $P_{\text{puls}} - P_{\text{orb}}$ correlation was compared with the previously found correlations we obtained similar trends except for the theoretically calculated relationship of Zhang, Luo, & Fu (2013). The difference between the theoretical relation and our correlation is caused by some parameters (f , q) having adverse effects on pulsation, whereas these parameters were found to be directly proportional to pulsation in the theory. We also found that V -band Amp of primary δ Sct components increases with increasing P_{orb} .

Significant negative relations between P_{puls} and atmospheric parameters T_{eff} and $\log g$ were found. The $\log g - \log P_{\text{puls}}$ correlation was already known, however the $P_{\text{puls}} - T_{\text{eff}}$ correlation for the primary δ Sct components was shown the first time. The $\log g - \log P_{\text{puls}}$ correlation was compared with those in the literature. We find that our correlation is almost in agreement with that found for single δ Sct stars. However, the correlation found by Liakos & Niarchos (2017) is incompatible with ours.

A positive $R - \log P_{\text{puls}}$ and a negative $M - \log P_{\text{puls}}$ correlations were found. As both parameters influence the pulsation, we gave a new equation for P_{puls} in terms of R and M (Eq. 5). Additionally, we showed that increasing q caused increasing in P_{puls} for detached systems, while q has no effect on P_{puls} in semi-detached systems. According to theory P_{puls} should be directly proportional to q . The relationship be-

tween P_{puls} and $v \sin i$ of primary δ Sct components was also examined. No relationship was obtained for semi-detached systems. However, for detached systems, P_{puls} of the primary δ Sct components decreases with increasing $v \sin i$. The suggested positive f and P_{puls} correlation by Zhang, Luo, & Fu (2013) was also checked. However, we found that P_{puls} is inversely proportional to f . When the relationship between P_{orb} and f was checked, we also obtained a negative correlation. Components in binaries come closer to each other with decreasing P_{orb} and the Roche lobes of the components become smaller, therefore f increases with decreasing P_{orb} . This effect is rather dominant in binaries. Hence, we still see this effect in the $f - P_{\text{puls}}$ relationship. Therefore, a negative correlation between these parameters was obtained contrary to suggested relation. Additionally, we found that the gravitational force applied by the secondary components onto the primary δ Sct components changes P_{puls} and Amp of δ Sct stars.

The positions of the primary δ Sct components in the $\log T_{\text{eff}} - \log g$ diagram were shown. The primary δ Sct components in detached and semi-detached systems are located inside the δ Sct instability strip. However, there are some semi-detached member δ Sct components located beyond the blue edge of δ Sct instability strip, but the T_{eff} and $\log g$ of these stars may not be reliable.

In this study, we show the importance of δ Sct components in eclipsing binaries. The differences between the single and binary member δ Sct stars were emphasised. The effects of the fundamental and orbital parameters on pulsation and the correlations between the pulsation quantities and some fundamental parameters were given. These relationships allow us to infer the initial values of the fundamental parameters of pulsating δ Sct components. This is important for the theoretical examination of pulsating stars and understanding the internal structures and evolutionary statuses of stars. Additionally, utilizing the found $P_{\text{puls}} - P_{\text{orb}}$ correlation, the lower frequencies in δ Sct stars can be examined to see if they are related to binarity.

ACKNOWLEDGMENTS

The authors would like to thank the reviewer for useful comments and suggestions that helped to improve the publication. This work has been partly supported by the Scientific and Technological Research Council of Turkey (TUBITAK) grant numbers 2214-A and 2211-C. We thank Çanakkale Onsekiz Mart University Research Foundation (Project No. FDK-2016-861) for supporting this study. This article is a part of the PhD thesis of FKA. JK thanks to the grant 16-01116S (GAÇR). We thank Dr. G. Catanzaro for putting the code for Balmer lines analysis at our disposal. We are grateful to Dr. D. Shulyak for putting the code for calculating $E(B - V)$ at our disposal. We thank Dr. J. Ostrowski for helping us for the evolution tracks. This work has made use of data from the European Space Agency (ESA) mission Gaia (<http://www.cosmos.esa.int/gaia>), processed by the Gaia Data Processing and Analysis Consortium (DPAC, <http://www.cosmos.esa.int/web/gaia/dpac/consortium>). Funding for the DPAC has been provided by national institutions, in particular the institutions participating

in the Gaia Multilateral Agreement. This research has made use of the SIMBAD data base, operated at CDS, Strasbourg, France.

REFERENCES

- Aerts C., Christensen-Dalsgaard J., Kurtz D. W., 2010, *Astroseismology*, Springer, Berlin
- Alecian E., Catala C., van't Veer-Menneret C., Goupil M.-J., Balona L., 2005, *A&A*, 442, 993
- Alfonso-Garzón J., Montesinos B., Moya A., Mas-Hesse J. M., Martín-Ruiz S., 2014, *MNRAS*, 443, 3022
- Amôres E. B., Lépine J. R. D., 2005, *AJ*, 130, 659
- Balona L. A., Dziembowski W. A., 2011, *MNRAS*, 417, 591
- Breger M., 2000, *ASPC*, 210, 3
- Breger M., 1990, *DSSN*, 2, 13
- Bohm T., Zima W., Catala C., Alecian E., Pollard K., Wright D., 2008, *CoAst*, 157, 47
- Boksenberg A., et al., 1973, *MNRAS*, 163, 291
- Budding E., Erdem A., Çiçek C., Bulut I., Soyduğan F., Soyduğan E., Bakış V., Demircan O., 2004, *A&A*, 417, 263
- Budding E., Butland R., 2011, *MNRAS*, 418, 1764
- Casertano S., Riess A. G., Bucciarelli B., Lattanzi M. G., 2016, *arXiv*, arXiv:1609.05175
- Catanzaro G., Leone F., Dall T. H., 2004, *A&A*, 425, 641
- Chang S.-W., Protopoulos P., Kim D.-W., Byun Y.-I., 2013, *AJ*, 145, 132
- Chapellier E., et al., 2004, *A&A*, 426, 247
- Christiansen J. L., Drekas A., Ashley M. C. B., Webb J. K., Hidas M. G., Hamacher D. W., Kiss L. L., 2007, *MNRAS*, 382, 239
- Claret A., Rodríguez E., Rolland A., Lopez de Coca P., 1990, *ASPC*, 11, 481
- Creevey O. L., et al., 2009, *A&A*, 507, 901
- Creevey O. L., et al., 2010, *AN*, 331, 952
- Cox, J. P., 1980, *Theory of Stellar Pulsation*, Princeton University Press, Princeton N.J., 1980.
- da Silva R., Maceroni C., Gandolfi D., Lehmann H., Hatzes A. P., 2014, *A&A*, 565, A55
- Dal H. A., Sipahi E., 2013, *PASA*, 30, e016
- Dimitrov D., Kraicheva Z., Popov V., 2008, *IBVS*, 5856, 1
- Dimitrov D., Kraicheva Z., Popov V., 2009, *IBVS*, 5883, 1
- Dimitrov D., Kraicheva Z., Popov V., 2009, *IBVS*, 5892, 1
- Droege, T. F., Richmond, M. W., Sallman, M. P., Creager, R. P., 2006, *PASP*, 118, 1666
- Dupret M.-A., Grigahcène A., Garrido R., Gabriel M., Scuflaire R., 2005, *A&A*, 435, 927
- Dvorak S., 2009, *CoAst*, 160, 64
- Erdem A., Öztürk O., 2016, *NewA*, 48, 33
- ESA, 1997, *yCat*, 1239,
- Escolà-Sirisi E., Juan-Sansó J., Vidal-Sáinz J., Lampens P., García-Melendo E., Gómez-Forellad J. M., Wils P., 2005, *A&A*, 434, 1063
- Fernie J. D., 1965, *ApJ*, 142, 1072
- Fernie J. D., 1995, *AJ*, 110, 2361
- Gaulme P., Guzik J. A., 2014, *IAUS*, 301, 413
- Gray R. O., Corbally C. J., Garrison R. F., McFadden M. T., Robinson P. E., 2003, *AJ*, 126, 2048
- Gray D. F., 2008, *The Observation and Analysis of Stellar Photospheres*, Cambridge University Press, Cambridge

- Griffin R. F., Boffin H. M. J., 2003, *Obs*, 123, 203
- Gunsriwivat K., Mkrtychian D. E., 2015, *IBVS*, 6148, 1
- Guo Z., Gies D. R., Matson R. A., García Hernández A., 2016, *ApJ*, 826, 69
- Hambálek L., 2015, *CoSka*, 45, 106
- Hambleton K. M., et al., 2013, *MNRAS*, 434, 925
- Hamsch F.-J., Lampens P., van Cauteren P., Kleidis S., Robertson C. W., Krajci T., Wils P., 2010, *IBVS*, 5949, 1
- Heckmann O., 1975, *Hamburg-Bergedorf: Hamburger Sternwarte, 1975*, edited by Dieckvoss, W.,
- Heiter U., et al., 2002, *A&A*, 392, 619
- Herbig G. H., 1960, *ApJ*, 131, 632
- Hög E., Bässgen G., Bastian U., et al. 1997, *A&A*, 323, 57
- Hong K., Lee J. W., Kim S.-L., Koo J.-R., Lee C.-U., Yushchenko A. V., Kang Y.-W., 2015, *AJ*, 150, 131
- Hossainzadeh B., Pazhouhesh R., Yakut K., 2014, *NewA*, 27, 95
- Houdek G., Balmforth N. J., Christensen-Dalsgaard J., Gough D. O., 1999, *A&A*, 351, 582
- Howarth I. D., 1983, *MNRAS*, 203, 301
- Ibanoğlu C., et al., 2008, *MNRAS*, 384, 331
- Kacar, Y., PhD Thesis, Canakkale Onsekiz Mart University, 2012,
- Kahraman Aliçavuş F., et al., 2016, *MNRAS*, 458, 2307
- Khalitullin K. F., Kozyreva V. S., 1989, *Ap&SS*, 155, 53
- Kim S.-L., Lee J. W., Youn J.-H., Kwon S.-G., Kim C., 2002, *A&A*, 391, 213
- Kim S.-L., Lee J. W., Kwon S.-G., Youn J.-H., Mkrtychian D. E., Kim C., 2003, *A&A*, 405, 231
- Kim S.-L., Kwon S.-G., Lee D. J., Lee C.-U., Jin H., Lee J. W., 2004, *ASPC*, 310, 399
- Kim S.-L., Lee C.-U., Lee J. W., 2006, *MmSAI*, 77, 184
- Kim S.-L., Lee J. W., Lee C.-U., Youn J.-H., 2010, *PASP*, 122, 1311
- Koo J.-R., Lee J. W., Hong K., Kim S.-L., Lee C.-U., 2016, *AJ*, 151, 77
- Korda D., Zasche P., Kučáková H., 2015, *NewA*, 40, 64
- Kundra E., Hric L., Gális R., 2013, *BaltA*, 22, 111
- Kurtz D. W., Hambleton K. M., Shibahashi H., Murphy S. J., Prša A., 2015, *MNRAS*, 446, 1223
- Kurucz R. L., Avrett E. H., 1981, *SAOSR*, 391,
- Kurucz R., 1993, *KurCD*, 13,
- Lampens P., van Cauteren P., Strigachev A., Kim S.-L., Kang Y. B., Koo J.-R., Mkrtychian D. E., 2004, *IBVS*, 5572, 1
- Lampens P., 2006, *ASPC*, 349, 153
- Lázaro C., Arévalo M. J., Claret A., Rodríguez E., Olivares L., 2001, *MNRAS*, 325, 617
- Lee J. W., Hong K., Kim S.-L., Koo J.-R., 2016, *MNRAS*, 460, 4220
- Lee J. W., Kim S.-L., Hong K., Koo J.-R., Lee C.-U., Youn J.-H., 2016, *AJ*, 151, 25
- Lehmann H., Southworth J., Tkachenko A., Pavlovski K., 2013, *A&A*, 557, A79
- Liakos A., Ulas B., Gazeas K., Niarchos P., 2008, *CoAst*, 157, 336
- Liakos A., Zasche P., Niarchos P., 2010, *ASPC*, 435, 101
- Liakos A., Niarchos P., 2012, *NewA*, 17, 634
- Liakos A., Niarchos P., Soydugan E., Zasche P., 2012, *MNRAS*, 422, 1250
- Liakos A., Niarchos P., 2013, *Ap&SS*, 343, 123
- Liakos A., Čagaš P., 2014, *Ap&SS*, 353, 559
- Liakos A., Niarchos P., 2016, arXiv:1606.08638
- Liakos A., Niarchos P., 2017, *MNRAS*, 465, 1181
- Liakos A., Niarchos P., 2015, *ASPC*, 496, 195
- Liu N., Zhang X.-B., Ren A.-B., Deng L.-C., Luo Z.-Q., 2012, *RAA*, 12, 671
- Maceroni C., et al., 2014, *A&A*, 563, A59
- Manimanis V. N., Vamvatira-Nakou C., Niarchos P. G., 2009, *Ap&SS*, 323, 115
- Manzoori D., Salar A., 2016, *AJ*, 152, 26
- Mason B. D., Hartkopf W. I., Gies D. R., Henry T. J., Helsel J. W., 2009, *AJ*, 137, 3358
- Mkrtychian D. E., Gamarova A. Y., 2000, *IBVS*, 4836, 1
- Mkrtychian D. E., et al., 2004, *A&A*, 419, 1015
- Monet D. G., Levine S. E., Casian B., et al. 2003, *AJ*, 125, 984
- Moon T. T., Dworetzky M. M., 1985, *MNRAS*, 217, 305
- Moriarty D. J. W., Bohlsen T., Heathcote B., Richards T., Streamer M., 2013, *JAVSO*, 41, 182
- Niemczura E., Smalley B., Pych W., 2014, *Determination of Atmospheric Parameters of B-, A-, F- and G-Type Stars Lectures from the School of Spectroscopic Data Analyses Narusawa S.-y.*, 2013, *PASJ*, 65, 105
- Norton A. J., Lohr M. E., Smalley B., Wheatley P. J., West R. G., 2016, *A&A*, 587, A54
- Paunzen E., 2015, *A&A*, 580, A23
- Pigulski A., Michalska G., 2007, *AcA*, 57, 61
- Piskunov N. E., Kupka F., Ryabchikova T. A., Weiss W. W., Jeffery C. S., 1995, *A&AS*, 112, 525
- Popper D. M., 1988, *AJ*, 95, 190
- Rodríguez E., López-González M. J., López de Coca P., 2000, *A&AS*, 144, 469
- Rodríguez E., et al., 2010, *MNRAS*, 408, 2149
- Rucinski S. M., 2002, *PASP*, 114, 1124
- Russo G., Milano L., 1983, *A&AS*, 52, 311
- Sana H., Evans C. J., 2011, *IAUS*, 272, 474
- Schmid V. S., et al., 2015, *A&A*, 584, A35
- Seaton M. J., 1979, *MNRAS*, 187, 73
- Senyüz T., Soydugan E., 2008, *CoAst*, 157, 365
- Shibahashi H., Kurtz D. W., 2012, *MNRAS*, 422, 738
- Šlechta M., Škoda P., 2002, *PAICz*, 90, 9
- Skrutskie M. F., Cutri R. M., Stiening R., et al., 2006, *AJ*, 131, 1163
- Soufi F., Goupil M. J., Dziembowski W. A., 1998, *A&A*, 334, 911
- Southworth J., et al., 2011, *MNRAS*, 414, 2413
- Soydugan E., Demircan O., Akan M. C., Soydugan F., 2003, *AJ*, 126, 1933
- Soydugan E., İbanoğlu C., Soydugan F., Akan M. C., Demircan O., 2006a, *MNRAS*, 366, 1289
- Soydugan E., Soydugan F., Demircan O., İbanoğlu C., 2006b, *MNRAS*, 370, 2013
- Soydugan E., Soydugan F., 2007, *ASPC*, 370, 344
- Soydugan E., Soydugan F., Şenyüz T., Püsküllü Ç., Demircan O., 2011, *NewA*, 16, 72
- Soydugan E., Kaçar Y., 2013, *AJ*, 145, 87
- Soydugan F., Soydugan E., Kanvermez Ç., Liakos A., 2013, *MNRAS*, 432, 3278
- Soydugan E., Soydugan F., Aliçavuş F., Erdem A., 2016, *NewA*, 46, 40
- Tkachenko A., Lehmann H., Mkrtychian D. E., 2009, *A&A*, 504, 991

- Tkachenko A., Lehmann H., Mkrтчian D., 2010, *AJ*, 139, 1327
- Tkachenko A., et al., 2013 b, *A&A*, 556, A52
- Turcu V., Pop A., Moldovan D., 2008, *IBVS*, 5826, 1
- Turcu V., Pop A., Marcu A., Moldovan D., 2011, *Ap&SS*, 331, 105
- Uytterhoeven K., Moya, A., Grigahcène A., Guzik, J. A., Gutiérrez-Soto, J., et al., 2011, *A&A*, 534, AA125
- Valenti J. A., Piskunov N., 1996, *A&AS*, 118, 595
- Van Eylen V., Winn J. N., Albrecht S., 2016, *ApJ*, 824, 15
- van Leeuwen F., 2007, *A&A*, 474, 653
- Yang Y.-G., Wei J.-Y., Li H.-L., 2014, *AJ*, 147, 35
- Zasche P., 2011, *NewA*, 16, 157
- Zhang X. B., 2008, *IAUS*, 252, 429
- Zhang X. B., Luo C. Q., Fu J. N., 2013, *ApJ*, 777, 77
- Zhang X. B., et al., 2014, *AJ*, 148, 106
- Zhang X. B., Luo Y. P., Wang K., 2015, *AJ*, 149, 96
- Zhang X. B., Luo Y. P., Wang K., Luo C. Q., 2015, *AJ*, 150, 37
- Zhou A.-Y., 2001, *IBVS*, 5087, 1
- Zwitter T., Munari U., Marrese P. M., Prša A., Milone E. F., Boschi F., Tomov T., Siviero A., 2003, *A&A*, 404, 333

Appendix

ÖZGEÇMİŞ

KİŞİSEL BİLGİLER

Adı Soyadı : Filiz KAHRAMAN ALIÇAVUŞ

Doğum Yeri : Adana

Doğum Tarihi : 25.08.1986

EĞİTİM DURUMU

Lisans Öğrenimi : Fizik Bölümü, Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi

Yüksek Lisans Öğrenimi : Uzay Bilimleri ve Teknolojileri Anabilimdalı, Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fen Bilimleri Enstitüsü

Bildiği Yabancı Diller : İngilizce

BİLİMSEL FAALİYETLERİ

a) Yayınlar -SCI -Diğer

- Kahraman Aliçavuş F., Soydugan E., Smalley B., Kubat J., "Eclipsing binary stars with a δ Scuti component", 2017 Doi: 10.1093/stx1241.
- Kahraman Aliçavuş F., Niemczura E., De Cat P., Soydugan E., Kołaczkowski Z., Ostrowski J., Telling J. H., Uytterhoeven K., Poretti E., Rainer M., Suarez J.C., Mantegazza L., Kilmartin P. ve Pollard K. L., "Spectroscopic survey of γ Doradus stars I. Comprehensive γ atmospheric parameters and abundance analysis of γ Doradus stars", 2016, MNRAS, 458, 2307.
- Kahraman Aliçavuş F., Soydugan E., "KIC 10486425: A Kepler eclipsing binary system with a pulsating component", 2014, IAU ,301, 433.
- Kahraman F., Soydugan F., Şenyuz T., Alicavuş F., Soydugan , E., "Absolute Parameters and Photometric Properties of V1073 Cyg and V357 Peg ", Balkan Physics Letters, pp.251256, 2013.
- Kahraman F., Alicavuş F., Demircan O., "Evolution of Contact Binaries to Red Nova: An example of Nova Sco 2008 and its progenitor V1309 Sco", Balkan Physics Letters, pp.160163, 2013.

b) Bildiriler -Uluslararası -Ulusal

- Kahraman Aliçavuş, F., Soydugan E, Kubat J., “*Atmospheric parameters determination of eight Delta Scuti stars*”, Türk Fizik Derneği, 32. Uluslararası Fizik Kongresi, 6-9 Eylül, 2016, Türkiye.
- Kahraman Aliçavuş, F. , E. Niemczura, E. Soydugan, P. De Cat, M. Polińska, K. G. Helminiak, P. Lampens, J. MolendaŻakowicz, Z. Kołaczkowski, J. Ostrowski, N. Ukita, E. Kambe, E. Poretti, J. H. Telting, K. Uytterhoeven, M. Rainer, J. C. Suarez, L. Mantegazza, P. Kilmartin, K. R. Pollard, “*Comparison of δ Scuti and γ Doradus Stars*”, STAR2016, Understanding the roles of rotation, pulsation and chemical peculiarities in the upper main sequence, 11-16 Eylül, 2016, İngiltere.
- Kahraman Aliçavuş, F., E. Soydugan, J. Kubat, “ *δ Scuti Components in eclipsing binary systems*” STAR2016, Understanding the roles of rotation, pulsation and chemical peculiarities in the upper main sequence, 11-16 Eylül, 2016, İngiltere.
- Kahraman Aliçavuş, F. “*Spectroscopy of Gamma Doradus and Delta Scuti stars*”, Binary Stars and Exoplanets workshop, 21 – 23 Şubat, 2016, Türkiye.
- Kahraman Aliçavuş, F., Niemczura E., De Cat P., Telting J., Wright D., “*Spectroscopic Survey of Gamma Dor Stars*”, The Variable Sky: from Tiny Variations to Big Explosions, 22-26 Eylül 2014, Almanya.
- Kahraman Aliçavuş, F., Niemczura E., Polinska M., Helminiak K., Molenda Zakowicz J., “*Spectroscopic Study of Delta Scuti Stars*”, The KASC8/TASC1 Workshop Space Asteroseismology: The next generation,15-19 Haziran 2015, Danimarka.
- Kahraman F., Soydugan E., Püsküllü Ç., “*V469 Cyg: a δ Scuti star in an eclipsing binary system observed with the T122 telescope*”, XVIII. Ulusal Astronomi Kongresi, 27 Agustos – 1 Eylül, 2012, Türkiye.
- Fahri Alicavuş, Filiz Kahraman, Faruk Soydugan, Esin Soydugan, “*Absolute parameters of EL Aqr and V407 Peg*”, XVIII. Ulusal Astronomi Kongresi, 27 Agustos – 1 Eylül, 2012, Türkiye.

- Demircan O., Alicavuş F. ve Kahraman F., “*Secret of Red Novas*”, XVIII. Ulusal Astronomi Kongresi, 27 Agustos- Eylül, 2012, Türkiye.
- Kahraman F., Soydugan, E., “Frequency analysis of some selected β Cephei variables”, XVII. Ulusal Astronomi Kongresi, 31 Agustos – 4 Eylül, 2010, Türkiye.
- Kahraman F., Soydugan, E., Şenyuz, T., “An oEA type *eclipsing binary sytem: BG Peg*”, XVII. National Astronomical Congress, 31 Agustos – 4 Eylül, 2010, Türkiye.
- Kahraman, F., Şenyuz, T., Soydugan, E., “Light curve and frequency analysis of an Algol type system: DY Aqr”, II. Öğrenci Bilim Şenliği, Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, 3-5 Mart, 2009, Türkiye.

c) Seminerler

- 10/2016 “*Eclipsing binary stars with a Delta Scuti component*”, Wrocław Üniversitesi, Wrocław, Polonya.
- 06/2015 “*Spectroscopic survey of γ Doradus stars*”, Wrocław Üniversitesi, Wrocław, Polonya.
- 01/2015 “*Turkish Astronomy: from past to present*”, Wrocław Üniversitesi, Wrocław, Polonya.
- 10/2013 “*A/F type hybrid stars*”, Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Türkiye.
- 09/2011 “*Kepler Satellite*”, Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Türkiye.

d) Diğer Bilimsel Katılımlar

- An ESO/OPTICON/IAU yaz okulu, “*Modern Instruments, Their Science Case, and Practical Data Reduction*”, 31 Agustos – 11 Eylül, 2015, Çek Cumhuriyeti.

- Yaz okulu, "*Virtual Observatory Tools and Their Applications*", 16 - 18 Haziran, 2014, Polonya.
- Yaz okulu, "*Software Systems for Astronomy*", 7 – 18 Temmuz, 2014, Polonya.
- *Spectroscopy Workshop*, 19 – 23 Mayıs, 2014, Danimarka.
- Çalıştay, "Astronomi ve Uzay Bilimlerinde ÇOMÜ-İÜ Ortaklığı Çalıştayı", 17 – 18 Nisan, Türkiye.
- "*Binary Stars and Exoplanets*" çalıştayı, organizasyon komitesi üyeliği, 2016, Turkey.
- TÜBİTAK, Lisans öğrencileri yaz okulu, 21-27 Temmuz, 2008, Türkiye.

c) Katıldığı Projeler

- 2016 "*Spectroscopy of stars observed by BRITE satellites*", Araştırmacı , TUG, 17ARTT150-1139, projesi.
- 2016 "*Spectroscopy of hot γ Doradus and hybrid AF stars discovered by Kepler*" , Araştırmacı, Nordic optik Teleskobu, 54-003 nolu proje.
- 2009 – 2011 "*Determination the pulsations properties of δ Sct stars in eclipsing binary systems*", Burslu öğrenci, Tübitak 107T634, projesi.

İŞ DENEYİMİ

Çalıştığı Kurumlar ve Yıl : Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Araştırma görevlisi,
2010 -

İLETİŞİM

E-posta Adresi : filizkahraman01@gmail.com / filizkahraman@comu.edu.tr