

**BAZI YILDIZLARIN ATOM VE MOLEKÜL
TAYFLARININ İNCELENMESİ**

Burcu AKÇA

**Y. Lisans Tezi
Fizik Anabilim Dalı
Doç. Dr. Ali GÜROL
Yrd. Doç. Dr. Cahit YEŞİLYAPRAK**

**2010
Her Hakkı Saklıdır**

**ATATÜRK ÜNİVERSİTESİ
FEN BİLİMLERİ ENSTİTÜSÜ**

Y.LİSANS TEZİ

**BAZI YILDIZLARIN ATOM VE MOLEKÜL TAYFLARININ
İNCELENMESİ**

Burcu AKÇA

FİZİK ANABİLİM DALI

ERZURUM

**2010
Her Hakkı Saklıdır**

Doç. Dr. Ali GÜROL ve Yrd. Doç. Dr. Cahit YEŞİLYAPRAK danışmanlığında, Burcu AKÇA tarafından hazırlanan bu çalışma, 09.08.2010 tarihinde aşağıdaki jüri tarafından, Fizik Anabilim Dalı'nda Y. lisans tezi olarak kabul edilmiştir.

Başkan: Prof. Dr. S.Zeki ERZENEÖĞLU

imza: 

Üye: Doç. Dr. Ali GÜROL

imza: 

Üye: Doç. Dr. Seydi DOĞAN

imza: 

Üye: Doç. Dr. Ahmet MAVİ

imza: 

Üye: Yrd. Doç. Dr. Cahit YEŞİLYAPRAK

imza: 

Yukarıdaki sonucu onaylarım

Prof. Dr. Ömer AKBULUT

Enstitü Müdürü

ÖZET

Y.Lisans Tezi

BAZI YILDIZLARIN ATOM VE MOLEKÜL TAYFLARININ İNCELENMESİ

Burcu AKÇA

Atatürk Üniversitesi
Fen Bilimleri Enstitüsü
Fizik Anabilim Dalı

Danışman: Doç. Dr. Ali GÜROL
Yrd. Doç. Dr. Cahit YEŞİLYAPRAK

Bu çalışmada, M6III tayf türünden kırmızı bir dev olan g Herculis (g Her) ve A0V tayf türünden Vega (α Lyr) yıldızının tayfları kullanılarak optik bölgede çizgi tanıları yapılmıştır. Optik bölgedeki inceleme sonucunda g Her dev yıldızının atmosferinde; Al II, Ca I, Co I, Cr I, Fe I, Fe II, H α , Mg I, Mn I, O I, O II, O₂, Si I, Ti I, Ti II, TiO ve Zr I atom, iyon ve moleküllerine ait çizgilerin var olduğu belirlenmiştir. Optik bölgedeki inceleme sonucunda Vega yıldızının atmosferinde ise; Fe I, Fe II, H I, H₂O, Mg I, Mg II, O I ve Si II atom ve iyonlarına ait çizgilerin var olduğu belirlenmiştir

Tayfları incelenen yıldızların çizgi tanıları Vizier de bulunan ILLSS (Identification List of Lines in Stellar Spectra) (Coluzzi 1993, 1999) Kataloğu ve Moore Multiplet Kataloğu (Moore 1972) kullanılarak yapılmıştır. Vega yıldızı tayf çizgi tanıları için ayrıca Vega spektral atlasdan yararlanılmıştır (Rondi *et al.* 2002). Tayfları incelenen yıldızların temel astronomik özellikleri, Simbad veri tabanında bulunan Hipparcos kataloğundan alınmıştır (Perryman *et al.* 1997). Yıldızların tayf analizleri IRAF (Image Reduction and Analysis Facility) yazılımı ile yapılmıştır.

Yapılan incelemeler sonucunda g Her yıldızının atmosferinde tayf özelliğini yansıtan TiO bantları ve nötr metallerin baskın olduğu tespit edilmiştir. Vega yıldızının atmosferinde ise H I ve iyonik çizgiler baskın olarak tespit edilmiştir.

2010, 47 sayfa

Anahtar Kelimeler: Yıldız tayfı, çizgi analizi, dev yıldızlar, kırmızı yıldızlar

ABSTRACT

MS Thesis

EXAMINATION OF ATOMIC AND MOLECULAR SPECTRAL OF SOME STARS

Burcu AKÇA

Atatürk University

Graduate School of Natural and Applied Sciences

Department of Physics

Supervisor: Assoc. Prof. Dr. Ali GÜROL

Asist. Prof. Dr. Cahit YEŞİLYAPRAK

In this study, the line identifications of γ Herculis (γ Her), which is M6III red giant star, and the line identifications of Vega (α Lyr), which is A0V star, were carried out by using visual spectrums. The atomic, molecular and ionic spectral lines were found to be definitely present in the atmosphere of γ Her: Al II, Ca I, Co I, Cr I, Fe I, Fe II, H α , Mg I Mn I, O I, O II, O₂, Si I, Ti I, Ti II, TiO and Zr I. The atomic and ionic spectral lines were found to be definitely present in the atmosphere of Vega: Fe I, Fe II, H I, H₂ O, Mg I, Mg II, O I and Si II.

The line identifications of stars were made by using from VizieR, ILLSS Catalog (Identification List of Lines in Stellar Spectra) (Coluzzi 1993, 1999). and Moore Multiplet Catalog (Moore 1972). The line identification of Vega were made by using from Vega Spectral Atlas (Rondi *et al.* 2002). Astronomic properties of stars were made find database Simbad by using Hipparcos Catalogue (Perryman *et al.* 1997). Spectrum analysis of stars were made by software IRAF (Image Reduction and Analysis Facility).

In the atmosphere of γ Her were found to be definitely present in the dominant TiO bands and neutral metals. In the atmosphere of Vega were found to be definitely present in the dominant H I and ionic lines.

2010, 47 pages

Keywords: Stellar Spectrum, line analysis, giant stars, red stars

TEŞEKKÜR

Yüksek lisans tezi olarak sunduğum bu alışmanın planlanıp yürütülmesinde tecrübe ve bilgileri ile hep yanımda olan ok değerli hocalarım Sayın Doç. Dr. Ali GÜROL ve Sayın Yrd. Doç. Dr. Cahit YEŞİLYAPRAK'a en içten teşekkürlerimi sunarım.

Tayf incelemesini yaptığım yıldız “g Her”in tayf verileri, Sayın Yrd. Doç. Dr. Cahit YEŞİLYAPRAK'ın yürütücülüğünde 2006 yılında, Tübitak Ulusal Gözlemevi'nde (TUG) gerçekleştirilen “SR ve Mira Türü Kırmızı Yıldızların Tayfı, Kütle Kaybı, Genlik Değişimi ve Zarf Oluşumlarının İncelenmesi” adlı gözlem projesiyle alınmıştır ve bütün hakları proje yürütücüsüne aittir. Bu verileri tezimde kullanmama izin veren Sayın Yrd. Doç. Dr. Cahit YEŞİLYAPRAK'a ayrıca teşekkür ederim.

Ayrıca her zaman yanımda olup, bana hep destek olan aileme sonsuz teşekkürlerimi sunarım.

Burcu AKÇA

Ağustos 2010

İÇİNDEKİLER

ÖZET.....	i
ABSTRACT	ii
TEŞEKKÜR.....	iii
SİMGELER ve KISALTMALAR DİZİNİ.....	v
ŞEKİLLER DİZİNİ.....	vi
ÇİZELGELER DİZİNİ.....	vii
1.GİRİŞ.....	1
2.KURAMSAL TEMELLER	9
2.1. Işınım Gücü, Renk, Yüzey Sıcaklığı	9
2.2 Yıldız Tayfları.....	12
2.3. Tayf Bilimi (Spektroskopi).....	12
2.3.1. Kırınım Ağılı tayf (Echelle tayf).....	12
2.4. Değişen Yıldızlar.....	14
3. MATERYAL ve METOD.....	16
3.1. Materyal	16
3.2. Metod.....	20
4.ARAŞTIRMA BULGULARI.....	26
4.1. g Herculis Yıldızının Çizgi Tanısı.....	26
4.2. Vega Yıldızının Çizgi Tanısı.....	35
5. TARTIŞMA ve SONUÇ	42
KAYNAKLAR.....	46
ÖZGEÇMİŞ	48

SİMGELER ve KISALTMALAR DİZİNİ

Å	Angström
λ	Dalgaboyu
λ_{mak}	Maksimum Dalgaboyu
σ	Orantı katsayısı
F	Yüzey Akısı
fm	Femtometre
K	Kelvin
L	Işınım Gücü
M_{\odot}	Güneş Kütlesi
nm	Nanometre
R	Yarıçap
T_e	Etkin Sıcaklık
T	Sıcaklık

Kısaltmalar

CL	Command Language
DSCT	Delta Scuti Change Type
IRAF	Image Reduction and Analysis Facility
nflat	Normalize Flat
NOAO	National Optical Astronomy Observatories
SR	Semi Regular
TUG	Tübitak Ulusal Gözlemevi

ŞEKİLLER DİZİNİ

Şekil 1.1. Elektromanyetik tayf.....	3
Şekil 2.1. Çeşitli sıcaklıklarda karacisim eğrisi.....	10
Şekil 2.2. Bir yansıtıcı optik ağıın büyütülmüş boyuna kesiti.....	13
Şekil 3.1. Ortalama bias görüntüsü	21
Şekil 3.2. Ortalama dark görüntüsü.....	22
Şekil 3.3. Ortalama Flat görüntüsü.....	22
Şekil 3.4. g Her yıldızına ait Ham Tayf Görüntüsü.....	23
Şekil 3.5. nflat görüntüsü.....	24
Şekil 3.6. Kalibrasyonda kullanılan thar lambasının tayfı.....	25
Şekil 4.1. g Her tayfinin 1. açıklığı.....	27
Şekil 4.2. g Her tayfinin 8. açıklığı (7592,6 Å O ₂ bant başı).....	27
Şekil 4.3. g Her tayfinin 13. açıklığı (7052,3 Å TiO bant başı).....	28
Şekil 4.4. g Her tayfinin 17. açıklığı (6648,2 Å ve 6679,4 Å TiO bant başları).....	28
Şekil 4.5. g Her tayfinin 18. açıklığı.....	29
Şekil 4.6. g Her tayfinin 20. açıklığı.....	29
Şekil 4.7. g Her tayfinin 21. açıklığı.....	30
Şekil 4.8. g Her tayfinin 27. açıklığı.....	30
Şekil 4.9. g Her tayfinin 33. açıklığı (5451,2 Å TiO bant başı).....	31
Şekil 4.10. g Her tayfinin 34. açıklığı.....	31
Şekil 4.11. Vega tayfinin 26. açıklığı.....	35
Şekil 4.12. Vega tayfinin 27. açıklığı.....	36
Şekil 4.13. Vega tayfinin 28. açıklığı.....	36
Şekil 4.14. Vega tayfinin 43. açıklığı.....	37
Şekil 4.15. Vega tayfinin 45. açıklığı.....	37
Şekil 4.16. Vega tayfinin 48. açıklığı.....	38
Şekil 4.17. Vega tayfinin 51. açıklığı.....	38
Şekil 4.18. Vega tayfinin 52. açıklığı.....	39
Şekil 4.19. Vega tayfinin 68. açıklığı.....	39
Şekil 4.20. Vega tayfinin 70. açıklığı.....	40

ÇİZELGELER DİZİNİ

Çizelge 1.1. Yıldız tayf sınıflaması ve temel özellikleri.....	4
Çizelge 3.1. Tayfi incelenen yıldızın ait astronomik ve gözlemsel bilgiler.....	16
Çizelge 3.2. Tayfi incelenen yıldızlara ait yapısal bilgiler.....	17
Çizelge 4.1. g Her yıldızının tayfinda bulunan atom, iyon ve moleküller.....	32
Çizelge 4.2. Vega yıldızının tayfin da bulunan atom, iyon ve moleküller	41

1. GİRİŞ

Astronomide, gök cisimlerinden alınan en temel bilgi, elektromanyetik ışıınım yani ışııktır. Işığın şiddeti akı olarak ifade edilir. Astronomide, akı ölçümü ile bir yıldızın uzaklık bilgisi birleştirildiğinde; yıldız yüzeyinden çıkan toplam enerji yani ışıınım gücü (L), sıcaklık (T) ve yarıçap (R) gibi fiziksel parametrelerine ulaşılabilir.

Elektromanyetik ışıınım “foton” adı verilen, birbirine ve yayılma doğrultusuna dik elektrik ve manyetik alan bileşenlerine sahip, dalga paketleri şeklinde uzaya yayılan parçacıklardır. Her fotonun belirli bir enerjisi ve bu enerjiye karşılık gelen bir dalgaboyu (λ) veya frekansı (ν) vardır. Fotonlar, enerjileriyle veya enerjilerine karşılık gelen dalgaboyu ya da frekans değerleriyle sınıflandırılırlar. Gözümüzün duyarlı olduğu dalgaboyu aralığına “görünür bölge” (~400–700 nm) denir ve elektromanyetik tayfin ancak çok küçük bir kısmını oluşturmaktadır. Buna karşın, elektromanyetik tayfin görünür bölgesi astronomi için çok önemlidir. Gözlem araçlarının ve alıcıların birçoğu görünür bölgede çalışacak şekilde yapılmıştır. Bunun bir nedeni gözümüzün bu dalgaboyu aralığına duyarlı olması, diğer bir nedeni ise Dünya atmosferinin bu dalgaboyu aralığında tamamen geçirgen olmasıdır. Elektromanyetik tayfin diğer bölgeleri:

Radyo Dalgaları: İletken tellerden geçen ivmeli yüklerin sonucudur. Dalgaboyları 10^4 m’den 0,1 m’ye değişen bu dalgalar LC osilatörleri (titreşkenleri) gibi elektronik cihazlar vasıtası ile meydana getirilirler radyo ve televizyon iletişim sistemlerinde kullanılırlar (Serway 2007). En uzun dalgaboyuna sahip olduklarından en düşük enerjiye ve sıcaklığa da sahipler. Radyo dalgaları gaz ve toz bulutlarında, süpernova patlamalarının soğuk kalıntılarında bulunabilir. Bunların kaynakları elektrik titreşimleridir (Dursun vd 2009).

Mikrodalgalar: 0,3 m ile 10^{-4} m arasında değişen dalgaboylarına sahiptirler ve elektronik cihazlarla meydana getirilirler. Yani iletken üzerinde ivmelendirilen yükler tarafından meydana getirilirler (Serway 2007).

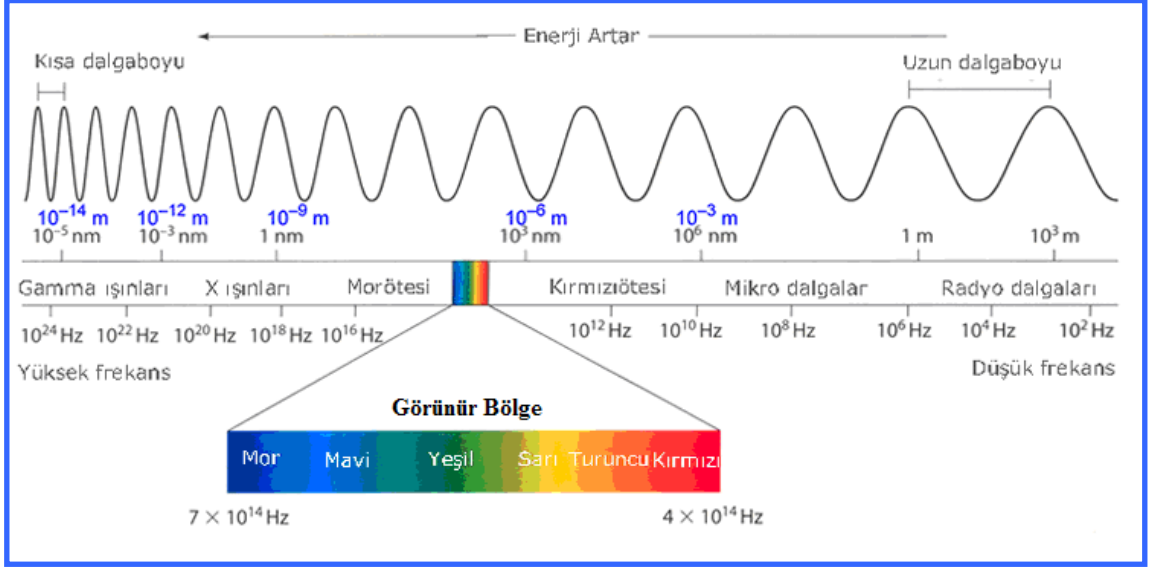
Kızılötesi Dalgalar: 1 mm'den 700 nm'ye kadar dalgaboyuna sahip elektromanyetik ışınımdır. Sıcak cisimler ve moleküller tarafından oluşturulan bu dalgalar, çoğu maddelerce kolaylıkla soğurulurlar (Serway 2007).

Morötesi (ultraviyole) Dalgalar: 400 nm ile 0,60 nm arasındaki dalgaboylarını kapsar. Güneş, güneş yanıklarının başlıca sebebi olan morötesi (UV) ışınların en önemli kaynağıdır (Serway 2007). Genç, sıcak yıldızlar bol miktarda morötesi ışık üretirler ve yıldızlararası uzayı bu yüksek enerjili ışınlarla yıkarlar. Kaynağı; lambalar ve yıldızlardır (Dursun vd 2009).

X-Işınları: 10 nm ile 1 pm aralığında dalgaboylarına sahip elektromanyetik dalgalardır. X-ışınlarının en genel kaynağı, bir metal hedefi bombardımana tabi tutan yüksek enerjili yüklü parçacıkların yavaşlamasıdır. X ışınları ayrıca atomun iç yörüngeleri arasında elektron geçişi ile de üretilebilir (Serway 2007).

Gama Işınları: Radyoaktif çekirdekler tarafından ve bazı çekirdek reaksiyonlarında yayınlanan elektromanyetik dalgalardır. Yüksek enerjili gama ışınları, uzaydan dünya atmosferine giren kozmik ışınların bir bileşenidir. Dalgaboyları, 0,1 nm ile 10 fm arasında değişir (Serway 2007).

Elektromanyetik Tayfin bölgeleri Şekil 1.1'de gösterilmiştir.



Şekil 1.1. Elektromanyetik tayf (Aslan vd 1996).

Yıldızların birer karacisim olduğu kabul edilir ve bir yıldızın etkin sıcaklığı (T_e), onunla eşdeğer karacisimin sıcaklığıdır. Bir karacisimin ışınım yapmasının en temel nedeni sıcak olmasıdır. Karacisimin temel özellikleri: Üzerine düşen bütün dalgalı boyundaki ışınımı soğurur, sıcaklığı arttıkça daha fazla enerji salar ve daha kısa dalgalı boylarında ışınım yapar.

Yıldız tayfı, yıldızlarla ilgili çok önemli bilgiler içerir. Yıldızlarda 3 farklı tayf (sürekli, soğurma ve salma) görülebilir. Kirchhoff Yasası'na göre; i) Sürekli tayf: Sıcak bir katı cisimden veya yüksek yoğunlukta bir gazdan gelen ışıktan, elde edilen tayf, sürekli tayftir. ii) Salma tayfı: Düşük yoğunluklu (yıldızlararası ortamda bulunan gazlar gibi) gazlardan gelen ışık prizmadan geçirilirse parlak çizgi (salma) tayfı elde edilir. iii) Soğurma tayfı: Sıcak bir cisimden gelen ışık, sıcaklığı daha düşük olan bir gazdan geçtikten sonra tayfı alınırsa soğurma çizgi tayfı elde edilir (Aslan vd 1996).

Çok sayıda yıldızların tayfları topluca incelendiğinde onların birbirinden farklı görünümlere sahip oldukları görülür. Bununla beraber tayflar arasında az ya da çok

benzerlikler de vardır. Onun için onları benzerliklerine göre gruplara ayırmak mümkündür. Örneğin, H çizgileri keskin olanlar bir grupta, H ve He çizgileri aynı olanlar bir grupta, metal çizgileri üstün olanları da başka bir grupta toplamak mümkündür. Bu şekilde yapılan işleme genel olarak “SINIFLAMA” denir.

Bu işlemlerde E.C. Pickering, Mrs. Fleming, Miss Cannon ve Mrs. Mayall’ın çalışmaları olmuş ve böylece 391000 yıldızın tayfları sınıflara ayrılmıştır. Bu çalışmalar Harvard Gözlemevinde yapılmıştır (Ekmekçi 1999).

Astronomide bu tayf sınıflaması O, B, A, F, G, K, M, C (R, N), S olarak verilir ve bu sınıflamanın temel özellikleri Çizelge 1.1’de gösterilmiştir.

Çizelge 1.1. Yıldız tayf sınıflaması ve temel özellikleri

Tür	Sıcaklık (°K)	Tayf Özellikleri	Örnek Yıldız
O	100,000-30,000	Nötür ve iyonlaşmış He çizgileri, H Balmer çizgileri	Zeta Pub
B	25,000-12,000	Nötür He çizgileri, iyonize olmuş metal çizgileri, güçlü H çizgileri	Rigel
A	11000-8000	Şiddetli H çizgileri, bir kez iyonize olmuş metal çizgileri	Vega
F	7800-6200	İyonlaşmış Ca çizgileri, metal çizgileri, daha zayıf H çizgileri	Procyon
G	6000-4600	Çok sayıda metal çizgileri, kuvvetli iyonlaşmış Ca çizgileri, iyonlaşmış ve nötür Fe	Güneş
K	4900-3350	Şiddetli nötür metal çizgileri, molekül bantları	Aldebaran
M	3400-2600	Molekül bantları, TiO çizgileri, nötür metal çizgileri	Antares
C	4500-2000	CN ve CH çizgileri, nötür metal çizgileri,	U Cyg
S	<2000	ZnO ve VO çizgileri, nötür metal çizgileri	S UMa

Her bir sınıfın tayfları arasındaki görüntü farklılıklarına yanıt verebilecek alt türler oluşturulmuştur. Bundan dolayı, bir yıldızın tayf türü şu sembollerden biri ile temsil edilir: B0, B1, B2,B8, B9, A0, A1, ...vb. Burada B9 yıldızının tayfı B0 yıldızınınkinden daha çok A0 yıldızının tayfına benzerlik gösterir.

Tayf çizgilerinin ilk sınıflamalardaki görüntüleri aynı tayf sınıfından yıldızların farklı özelliklerini ayırt etmede yetersiz kalmıştır. Bu farklılığa yanıt vermek için ikinci bir parametreye gerek duyulmuştur. 1913 yılından beri yapılan çalışmalar sonucunda, bu farkların aynı etkin sıcaklığa sahip yıldızlar arasındaki farklı ışınım güçlerinden kaynaklandığı bulunmuştur. Dolayısıyla, bu fark yarıçaplar arasındaki farkı yansıtmaktadır. Tayf türü ve ışınım gücü sınıflarını temel alan tayf sınıflaması bağımsız iki fiziksel parametre kullandığından iki boyutlu tayf sınıflaması olarak adlandırılır. Boyutlardan biri Harvard tayf sınıfları, diğeri de Morgan-Keenan-Kellmann'ın ışınım gücü sınıfıdır. Bu yeni sınıflamaya kısaca MKK düzeneği ya da sınıflaması denir. Tayf türü yıldızın atmosfer sıcaklığının (etkin sıcaklığının) bir göstergesidir. Bu sınıflamayla her bir yıldızın ait bir tayf türü ve bir ışınım gücü sınıfı belirlenir. Bu sınıflamaya göre örneğin g Her'in tayf türü M6, ışınım gücü sınıfı III'dür. Tayf sıralaması, bir sıcaklık sıralaması, dolayısıyla bir renk sıralamasıdır (Ekmekçi 1999).

Yıldız tayflarının belirlenmesinde sıcaklığın bu kadar önem taşımasının nedeni şudur: Eğer bir yıldız atmosferinde özel bir tayf çizgisi soğurur veya salınırsa, soğurma veya salmanın olması için ilgili enerji düzeylerinde elektronları olan atomlar mevcut olmalıdır. Düşük sıcaklıklarda atomların tümü temel seviyelerindedirler ve elektronlar çekirdeğe yakındır. Sıcaklık arttıkça atomlar uyarılırlar veya iyonlaşırlar. Bir elektrona sahip hidrojenin görünür bölgedeki tayf çizgileri, birinci uyarılmış enerji seviyesine daha üst seviyelerden geçişleri içerir (Aslan vd 1996).

Balmer serisi olarak da bilinen bu çizgiler, yüzey sıcaklığı orta seviyedeki yıldızlar da kuvvetlidir, düşük sıcaklıklarda hidrojen atomlarının tamamı temel seviyededir ve mümkün soğurma çizgileri mor ötesi bölgededir. Yüksek sıcaklıklarda ise hidrojen atomları genellikle iyonlaşır. Açıkça yıldız tayflarının sınıflaması sıcaklığa dayalı bir sınıflamadır ve yıldızdan yıldıza kimyasal yapı çok az değişmektedir. M–S tayf tipine sahip en soğuk yıldızlarda görel olarak küçük elemental bolluk farkları gözlenen tayflarda çok önemli etkilere sahiptir, çünkü onlar hangi moleküllerin oluşacağını belirler. Yıldız tayflarında sıcaklığın anahtar rol oynadığının anlaşılmasından sonra yıldızların kimyasal yapısında görel olarak az fark olduğu ispat edildiği halde gözlemlerin ham verilerini kullanarak yıldızların kimyasal yapılarının çözülmesinde hala birtakım güçlükler vardır. Çünkü yıldız atmosferinin ayrıntılı yapısı ve pek çok atomik parametre sonuçları etkilemektedir. Sonuç olarak yıldız atmosferlerinin yapı kuramında ilerleme kaydedilince hesaplanan kimyasal yapıların yeniden gözden geçirilmesi mümkündür. Bununla beraber gözlemlerin genel karakteri oldukça açıktır. Hidrojen en bol elementtir yalnız Helyum onunla karşılaştırılabilir kadar boldur. Bolluklarda daha yüksek atom numaralarına doğru bir azalma söz konusudur (Tayler 2004).

Soğuk yıldızlardan olan Antares, Arcturus, Muphrid'in yüzey sıcaklığının 2500–6000 K arasında olduğu yapılan çalışmalarla tespit edilmiştir. Bir yıldızın tayfına mavi ışık hakimse o yıldız sıcak yıldızdır, aksine tayfında kırmızı ışık baskın olan yıldızlar ise soğuk yıldızlar olarak bilinirler. Yıldızların tayflarında atmosferlerindeki atomlar tarafından üretilen salma ve soğurma çizgileri bulunmaktadır. Yıldızlar çoğunlukla hidrojen içerirler, fakat az miktarlarda diğer elementlere ve tabii ki helyuma da sahiptirler (Richmond 2009).

Kırmızı Devler ve Kırmızı Cücelerde soğuk yıldızlara örnek teşkil etmektedirler. Yıldızlarda yüzey sıcaklığı düştükçe daha çok soğurma çizgilerine rastlanmıştır. Yani soğuk yıldızlarda dikkate değer bir şekilde soğurma çizgileri vardır bunun sebebi soğuk

yıldızların atmosferlerinde birçok molekül bulunmasıdır. Bu yıldızlarda hidrojen çizgileri çok zayıftır ya da yoktur. Soğuk yıldızların atmosferlerinde elementlerin nötr atomları ve moleküller vardır (Dupree and Gilliland 2007).

K, M, S, R, N, C, tayf sınıflarına ait yıldızların tayflarında TiO, Fe I, Fe II, Ti I, Ti II, Ca II, Cr I, O I, Li I, Ca I, H₂O, Mg I, Mn I, O₂, Ni I, CN, Zr I, ZrO, CO₂, CH, OH, SiO, HF, HCl, Al II, Si I, VO, çizgileri bulunmaktadır. Değişen soğuk yıldızlarda salma çizgili tayf yapısı bu grubun ortak karakteristiğidir ve zonklama kökenli şok dalgalarının açık belirteçidir (Russell *et al.* 1938).

Yıldızlarda tayf gözlemi ve tayf analizinin amacı, yıldızın parlaklığını ve uzaydaki hareketini gözlemleyerek o yıldızın kütlesi, yaşı, kimyasal bileşimi ve bunun gibi birçok özelliğini belirlemektir. Bir yıldızın toplam kütlesi, yıldızın gelişiminin ve sonunun ana belirleyicisidir. Bir yıldızın gelişim süreci içinde bulunduğu evrim aşamasına göre çapı, sıcaklığı, kimyasal bileşimi, kütlesi ve bunun gibi birçok özelliği değişim göstermektedir. Yıldız evrimin en önemli aşamaları Anakol Evresi ve Kırmızı Dev Evresi olarak bilinmektedir. Bu aşamalardaki yerini ise yıldızın kütlesi belirlemektedir. Bu tez çalışmasında tayfi incelenen Vega Anakol Evresinde, g Her ise Kırmızı Dev Evresinde bulunmaktadır. Yıldız evriminde, bir yıldız ömrünün ya büyük bir bölümünü ya da hemen hemen tamamını anakolda geçirir. Aynı zamanda bu evre, yıldız evriminin başlangıç noktası olarak ta kabul edilir. Anakolda bulunan bir yıldız enerjisini, özeğinde (merkez) hidrojeni yakarak helyuma dönüştürmesi ile elde edilmektedir. Yıldızların anakol evresinde kalma süreleri, kütlelerine bağlıdır ve kütle arttıkça bu süre kısalmaktadır. Bu hem büyük kütleli yıldızların daha kısa sürede evrimleştiklerini hem de kütleli yıldız evrimindeki önemini göstermektedir. Yıldız özeğinde hidrojenin ~% 10 'nu yakıp tükettiği anda anakoldan ayrılır ve artık helyum özeğine sahiptir. Kırmızı dev aşamasına gelen yıldız özeğinde helyumu yakarak karbon ve oksijene dönüştürmekte, kabuğunda ise hidrojen yakmaktadır. Özekte helyum yanma evresi, anakol evresinden çok daha kısadır. Bunun iki nedeni vardır: birincisi, helyumun

yanarak karbon ve oksijene dönüşmesinin hidrojenin yanmasının ürettiği birim kütle başına düşen enerjinin yaklaşık 1/10'u kadar enerji açığa çıkarmasıdır. İkinci neden ise, bu evredeki yıldızların anakolda ki yıldızların ışınım gücünden merteye olarak daha fazla ışınım gücüne sahip olmasıdır. Bu yüzden kırmızı dev yıldızların evrimi daha çabuk olmaktadır ve buda bize daha kısa zamanda bilgi vermesi açısından önemlidir. Bu tez çalışmasında farklı etkin sıcaklığa sahip iki yıldız seçme amacımız, bu iki yıldızın farklı özelliklerini ortaya koymaktır. Tayfını incelediğimiz yıldızların şu anki mevcut kimyasal bileşimleri, farklı evrim aşamalarında değişmektedir. Bu tez çalışmasında incelediğimiz yıldız tayfları, o yıldızların gelecekleri hakkında fikir sahibi olmamızı da sağlamaktadır. Yani bir sonraki evrim aşamasına ışık tutmaktadır. Çünkü yıldız evrim aşamalarında özekte tüketilen elemente göre yapısında bulunan atomlar, iyonlar ve moleküller değişmektedir.

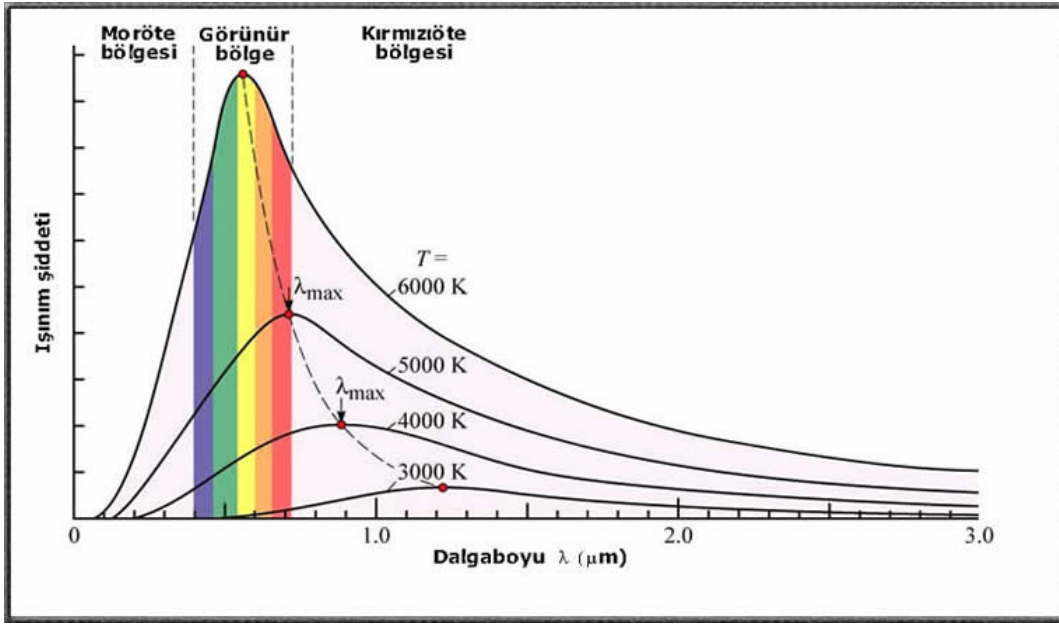
Bu çalışmada yıldız tayfları görünür bölgede alınmıştır. g Her tayfı 400 sn poz süresi ve 40000 çözünürlükle alınmıştır. Oksijen zengini bir dev olan g Her' in dış atmosferik yapısı yarı deneysel modellerle ilk kez 1994 yılında ayrıntılı bir şekilde çalışılmıştır. Luttermoser tarafından yapılan 1994 yılındaki çalışmada yıldız tayfları UV bölgede ve görünür bölgede 2 sn poz süresi ve 23000 çözünürlükle alınmıştır (Luttermoser *et al.* 1994). Bizim çalışmamızdaki g Her tayfı daha yüksek çözünürlüklü olduğundan daha fazla tayf çizgisine rastlanmıştır.

2. KURAMSAL TEMELLER

2.1. Işınım Gücü, Renk, Yüzey Sıcaklığı

Yıldızlara ilişkin bilgilerin çoğu onların, saldığı ışık ve diğer elektromanyetik ışınımdan elde edilir. Gözlemler bize bu ışığın hem nitelik hem de niceliği hakkında bazı bilgiler verir. İlke olarak bir yıldızdan çıkan ve yer üzerinde birim yüzeye düşen ışınım miktarını toplayabilir ve bu ışınımın dalgaboyunun fonksiyonu olarak dağılımını araştırabiliriz. Kullanılan pek çok farklı alıcı sistemleri vardır. Bir fotoğraf plağı ile doğrudan fotoğraf çekmek bu alıcılara girer. Fotoğraf plağı geniş bir dalgaboyu aralığında duyarlıdır. Işığı fotoğraf plağı üzerine düşmeden önce renklerine ayırarak tayf haline getiren prizmalar ve kırınım ağları da bu ışık alıcılarındandır. Bu çalışmada alıcı olarak CCD (Andor) kullanılmıştır. CCD yardımıyla hem sayısal hem de görsel veri elde edilmektedir.

Bazı amaçlar için ışınımı dar dalgaboyu bantlarında algılamak yararlı hatta zorunlu olduğu halde diğer bazı amaçlar için mümkün olduğu kadar geniş bir dalgaboyu aralığına duyarlı algılayıcı kullanmak çok daha yararlıdır (Tayler 2004).



Şekil 2.1. Çeşitli sıcaklıklarda karacisim eğrisi (Aslan vd 1996).

Yıldızların birer karacisim olduğu kabul edilmektedir. Bir karacisimin saldığı ışınım enerjisi, dalgaboyunun sürekli bir fonksiyonudur; yani bir dalgaboyundan diğereine geçiş süreklidir, arada boşluklar, kesikler, iniş-çıkışlar yoktur. Buna karacisim eğrisi ya da karacisim tayfi denir.

Dalgaboyu arttıkça salınan ışınım enerjisi önce çok çabuk artarak maksimuma ulaşır, sonra yavaş yavaş sıfıra kadar düşer. Daha yüksek sıcaklıktaki bir karacisim eğrisinin biçimi de aynıdır fakat eğri daha kısa dalgaboyunda maksimuma ulaşır ve maksimum değeri daha büyüktür (Şekil 2.1). Her sıcaklıkta ışınım salınır. Birkaç $^{\circ}\text{K}$ (yani -273°C olarak bilinen mutlak sıfırın birkaç derece üstünde) sıcaklığındaki karacisim yalnız radyo bölgede ışımaya yapar. T sıcaklığı, birkaç yüz $^{\circ}\text{K}$ ise hem radyoda hem de kırmızıötesi bölgede ışımaya yapar fakat insan gözü cismi yine göremez. $T=1000^{\circ}\text{K}$ yöresinde görsel (optik) bölgede ışımaya yapmaya başlar.

Cismin sıcaklığı arttıkça kısa dalgaboyunda salınan ışık miktarı, uzun dalgaboylarına göre daha çok artar; bu demektir ki ısıtılmakta olan bir demir çubuğun önce ısını hissederiz (mikrodalga ve kırmızı ötesi), sonra rengi kırmızı daha sonra turuncu olur. Işınım enerjisinin en büyük olduğu dalgaboyu, Wien yasası diye bilinen şu ifade ile verilir:

$$T \lambda_{\text{mak}} \text{ (nm)} = 2,9 \times 10^6 \text{ nm } ^\circ\text{K} \quad (2.1)$$

Yine kuramsal hesaplar ve deneyler gösteriyor ki bir karacismin 1m^2 lik yüzeyinden 1 saniyede çıkan ışınım miktarı F (yüzey akısı), sıcaklığın dördüncü kuvveti ile orantılıdır. Bu watt/m^2 birimlerinde,

$$F = \sigma T^4 \quad (2.2)$$

şeklinde yazılır, buna Stefan-Boltzmann yasası denir. Burada σ orantı katsayısıdır ve deneylerle bulunmuştur. Sıcaklığı bir karacismin sıcaklığının 2 katı olan bir başka karacisim birim alan başına $2^4 = 16$ kat daha çok ışınım salar ve dolayısıyla 16 kat daha parlak olur. Bir karacismin saldığı toplam ışınım, yüzey alanı ile yüzey akısının çarpımına eşit olacaktır; buna, ışınım gücü denir. Eğer cisim R yarıçaplı küre ise alanı $4\pi R^2$ dir. O zaman ışınım gücü,

$$L = 4\pi R^2 \sigma T^4 \quad (2.3)$$

olur. Bu, astrofizik'te çok önemli bağıntılardan biridir; L , R ve T den herhangi ikisi bilinince üçüncüsü bu formülden hesaplanabilir. Burada L (ışınım gücü), R (yarıçap), T (sıcaklık) olmaktadır. Eğer kaynak karacisim değilse yukarıdaki bağıntı geçerli değildir (Aslan vd 1996).

2.2 Yıldız Tayfları

Yıldızdan gelen ışığı analiz etmenin en güçlü yollarından birisi ışığın tayfını, başka bir deyişle gelen ışık miktarını dalgaboyunun fonksiyonu olarak incelemektir. Fotosfer tarafından salınan ışığın tayfi soğurma çizgisi tayfidir. Güneş tayfindaki soğurma çizgilerini ilk farkedilen bilim insanından dolayı Fraunhofer çizgileri olarak anılırlar. Soğurma çizgilerinin göreceli şiddetleri ve şekilleri etkin sıcaklık ve fotosferik basınçla birlikte yıldızın tayf türünü belirlemede kullanılır. Yüksek çözünürlüklü tayflar çok fazla ayrıntı içerdiği ve çizgiler karıştığından, düşük çözünürlüklü tayflar ise tayf çizgilerini ayırt etmede yetersiz olduğu için bilgi kaybı meydana geldiğinden tayf sınıflamasında tercih edilmemektedir. Tayf sınıflaması sırasında, tayf türü belirli olmayan bir yıldızın tayfi standart yıldızınki ile karşılaştırılarak çizgi şiddetleri ve oranları tahmin edilir (Afşar 2008).

2. 3. Tayf Bilimi (Spektroskopi)

Geniş ve dar band fotometrik çalışmalar, astronomik cisimlerin incelenmesinde çok kullanışlıdır fakat zaman zaman daha yüksek ayırma gücüne sahip olacak şekilde, ışınım şiddetinin dalgaboyuna göre dağılımı incelenmek istenebilir. Dalgaboyuna göre ışınım şiddeti incelendiğinde, bir cismin tayfına bakıyoruz demektir. Bir cismin “beyaz ışığını” tayfsal olarak incelemenin iki ana yöntemi bulunur, bunlar ışığı bir prizmadan geçirerek veya bir kırınım ağı (optik ağ) kullanarak dalgalarına ayırmak ile mümkündür.

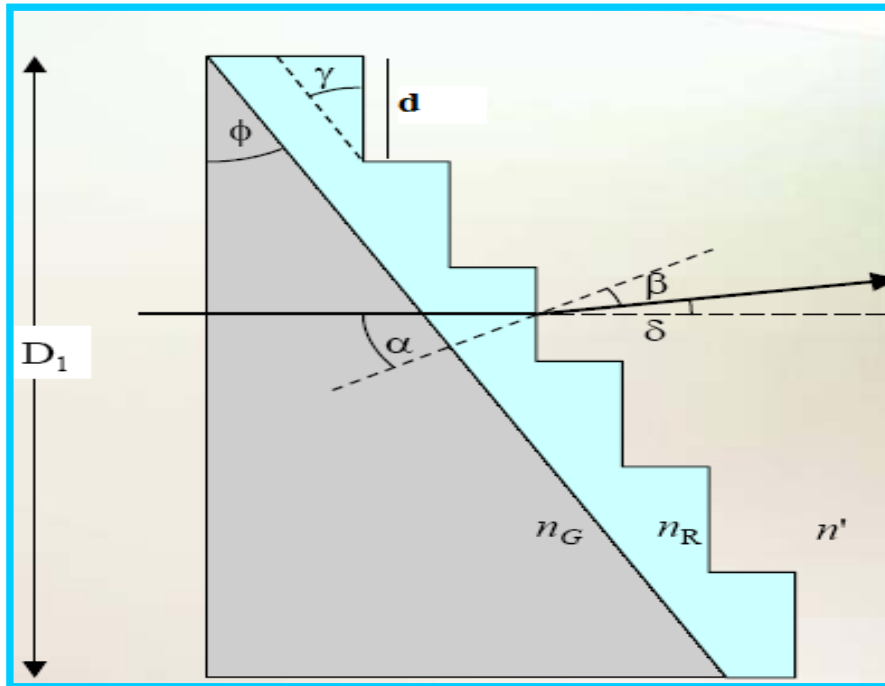
2. 3. 1. Kırınım Ağı tayf (Echelle tayf)

Bir yansımali kırınım ağının büyütülmüş bir kesiti Şekil 2.2’de görülmektedir. Buradaki ışığın yansıtıldığı yüzeyler, çift yarıkli girişim deneyine benzer şekilde çalışırlar ve yansıyan çok sayıda ışığın birbiri ile girişim yapmasına neden olurlar. Bazı bölgelerde yansıyan ışınlar birbirlerini güçlendirecek şekilde, bazı bölgelerde ise birbirlerini yok

edecek şekilde girişimde bulunurlar. Işınlardan birbirini güçlendirmesi için gerekli olan açı,

$$\sin\beta = \frac{n\lambda}{d} \quad (2.4)$$

eşitliği ile verilir. Burada λ dalga boyu, d ise kırınım ağında bulunan yüzeyler arasındaki uzaklıktır. n ise alınan tayfin mertebesini gösterir. Bu açılar girişim sonucu ışınların güçlenmesine neden olduğundan ve bu açının λ dalga boyuna bağlı olması nedeniyle bir dizi (n sayısı ile belirlenir) parlak tayf elde edilir. Dikkat edilirse sıfırıncı mertebeye ilişkin tayfin dalga boyuna bağlılığı bulunmaz ve bu nedenle sadece beyaz ışık görüntüsü elde edilir. İkinci bir nokta ise tayfin ayırma gücünün (renklerin birbirinden ayrılması), mertebesi arttıkça arttığıdır. Üçüncü olarak, küçük açılar için $\sin\beta \sim \beta$ olarak alınabildiğinden ayırma gücü yaklaşık olarak λ dalga boyuna göre doğrusal değişim gösterir.



Şekil 2.2. Bir yansıtıcı optik ağı büyütülmüş boyuna kesiti

Farklı basamaklardan yansıyan ışınlarının girişim oluşturmaları sonucu dalgaboyu büyüdükçe yansıma açısında büyür. Böylece bir tayf meydana gelir. Basamakların yükseklik açısına “blaze” (γ) açısı denilir ve ağıın kullanılacağı düzenek de ışık miktarını maksimum yapacak şekilde ayarlanır. Normal bir kırınım ağıının yüksek basamaklarına da, yüksek ayırma gücü (renklerin birbirinden daha fazla ayrılması) nedeniyle, üst üste binmeler gerçekleşeceğinden, kullanılmaz. Yüksek ayırmagüçlü tayfsal gözlemler için bu amaçla echelle kırınım ağıları üretilmiştir.

Bu tür tayfçekerlerde kırınım ağı çok küçük bir açı altında aydınlatılır. Tipik kullanışlı basamaklar 50–100 arasında bulunanlardır. Düşük ayırmagüçlü bir kırınım ağıının echelle eksenine dik olacak şekilde kullanılması ile birlikte üst üste gelen basamaklar taraf tarafa toplanabilmektedir. Bu nedenle iki boyutlu bir dedektörün kullanılması zorunludur.

Echelle Spektrografın Getirdiği Avantajlar: **1.** Echelle ızgara düşük blaze (parlaklık açısı) ızgaradan daha yüksek açılar da kırınıma sahiptir, bu da kamera ve paralelleştirici olarak kullanılan elemanların (ayna ve mercek gibi) daha kısa odak uzunluğu kullanmalarına imkan sağlar. **2.** Teleskop uygulamalarında diğer bir avantajı ise yüksek ışık toplama kapasitesidir, aynı çözünürlük değerleri dikkate alındığında Echelle spektrografın optik çıkışı klasik ızgara spektrograftakinden daha büyüktür. **3.** CCD gibi 2 boyut formatındaki elektronik dedektörlerin her bir pozu geniş dalgaboyunu kapsar (Özdemir vd 2005).

2.4. Değişen Yıldızlar

Değişen Yıldızlar, parlaklıkları zaman içinde farklılık gösteren yıldızlardır. Bunun nedeni, yapılarındaki zonklama, parlama gibi yıldızın iç dinamiğinden ya da iki veya daha fazla yıldızın birbirlerinin yörüngelerinde dönerken oluşturdukları tutulmalardan kaynaklanan dış dinamiklerdir. Yeterli duyarlılıkta ölçüldüğünde, yıldızların tamamının parlaklıkları değişmektedir.

Bu tez çalışmasında incelenen g Her yarı düzenli değişen (SR) bir yıldızdır. Yarı düzenli değişenler; yarı düzenli ya da düzensiz aralıklarla ışık değişikliği dönemleri gösteren dev ya da üst devlerdir. Değişkenlik yıldızın içinde ya da yıldız sistemindeki fiziksel değişiklikten oluşur (Mayall *et al.* 1970). SR değişenlerinin periyotları 20 ve >2000 gündür, ışınım genlikleri ise 1-2 kadir arasında değişmektedir. Bu tez çalışmasında incelenen Vega ise Delta Scuti tipi (DSCT) değişendir. Delta Scuti değişenleri A0-F5 III-V tayf tipine sahiptirler ve ışınım genlikleri 0,003 ve 0,9 kadir arasında değişmektedir. Periyotları ise 0,01 ve 0,2 gün arasında değişmektedir (Samus *et al.* 2002).

3. MATERYAL ve METOD

3.1. Materyal

Bu çalışmada incelenen yıldız tayfi, M tayf türünden bir kırmızı dev yıldız g Her ve A tayf türünden Vega tayfidir. g Her'e ait tayf, Tübitak Ulusal Gözlemevi'nde (TUG) bulunan RTT150 teleskobundaki Coude Echelle tayf ölçeri ile 2006 yılında Yrd. Doç. Dr. Cahit Yeşilyaprak'ın yürütücülüğünü yaptığı "SR ve Mira Türü Kırmızı Yıldızların Tayfi-Kütle Kaybı, Genlik Değişimi ve Zarf Oluşumlarının İncelenmesi" isimli gözlem projesi kapsamında alınmıştır. Tayfları alınan yıldızların çizgi tanıları Vizier de bulunan ILLSS (Identification List of Lines in Stellar Spectra) (Coluzzi 1993, 1999) Kataloğu ve Moore Multiplet Kataloğu (Moore 1972) kullanılarak yapılmıştır. Ayrıca Vega'nın tayf çizgi tanıları Vega spektral atlasından (Rondi *et al.* 2002) yararlanılarak elde edilmiştir. Tayfi incelenen yıldızların çizgi tanılarında kataloglar ve atlaslar dışında kesin sonuçlar için önceden yapılan çalışmalardan da yararlanılmıştır. Tayfları incelenen yıldızların temel astronomik özellikleri, Simbad astronomik veri tabanında bulunan Hipparcos Kataloğundan alınmıştır (Perryman *et al.* 1997). Bu yıldızların temel özellikleri, Çizelge 3.1'de verilmiştir.

Çizelge 3.1. Tayfi incelenen yıldızlara ait astronomik ve gözlemsel bilgiler

Yıldız	m_v	Tayf Türü	Değişim Tipi	P (periyot) (d)	B - V (renk)	Poz Süresi (s)	Çözünürlük	CCD
g Her	4,91	M6III	SR	89,2	1,28	400	40000	ANDOR
Vega	0,03	A0V	DSCT	0,1	0,00	10	40000	ANDOR

Tayfi incelenen yıldızlara ait yapısal bilgiler Çizelge 3.2'de verilmiştir

Çizelge 3.2. Tayfi incelenen yıldızlara ait yapısal bilgiler

Yıldız	Etkin sıcaklık(°K)	Kütle
g Her	3250	~4 M _⊙
Vega	9500	>2,5 M _⊙

g Her yıldızının başlık bilgileri:

```
OBSERVAT= 'TUG'  
TELESCOP= 'RTT150'  
INSTRUME= 'Coude-echelle spec'  
OBSERVERS= 'C.Yesilyaprak, M.Parmaksizoglu'  
OBJECT = 'g_her '  
AUTHOR = 'C.Yesilyaprak'  
FILENAME= 'G001.FTS'  
IMAGETYP= 'object'  
TSTART = '02:13:51' (local) (hh:mm:ss)  
EXPTIME = 400.000 (sec)  
DETECTOR= 'ISD17A'  
UT    = 'UT = TSTART - 3h' universal time (hh:mm:ss.ms)  
ST    = '15:22:50' sidereal time (hh:mm:ss.ms)  
RA    = '19:31:46' Right Ascension (DD MM SS)  
DEC   = '34:27:11' Declination (DD MM SS)  
EPOCH = 2000.0 EPOCH OF RA AND DEC  
SEEING = '1.5'  
FILTER = 'no'  
RESOLUT = 40000.0  
WIND   = 3.5 (m/s)
```

Vega yıldızının başlık bilgileri:

```
OBSERVAT='TUG'(National Observatory of Turkey)
TELESCOP= Russian-Turkish 1.5-m Telescope (RTT150)
INSTRUME= ANDOR CCD DV436
PI = 'Z.Bozkurt, EGE Uni, Turkiye'
OBSERVER= 'M.Parmaksizoglu, Z.Bozkurt'
DATE-OBS= '2009-07-26' [YYYY-MM-DD]
TIME-OBS= '21:07:08.000' [hh:mm:ss]
EXPTIME = 10 [sec]
IMAGETYP= object
FILTER = Sh
AIRMASS = 1.0173182
RA = '18:36:56.340'
DEC = '38:47:01.290'
EPOCH = 2000
ST = '19:30:01.952'
JD = 2455039.3799537
FOCUS = 19.825
AIRTEMPR= 17.4/ [C dg] Air temperature
HUMIDITY= 37.7/ [%] Humidity
```

3.2. Metod

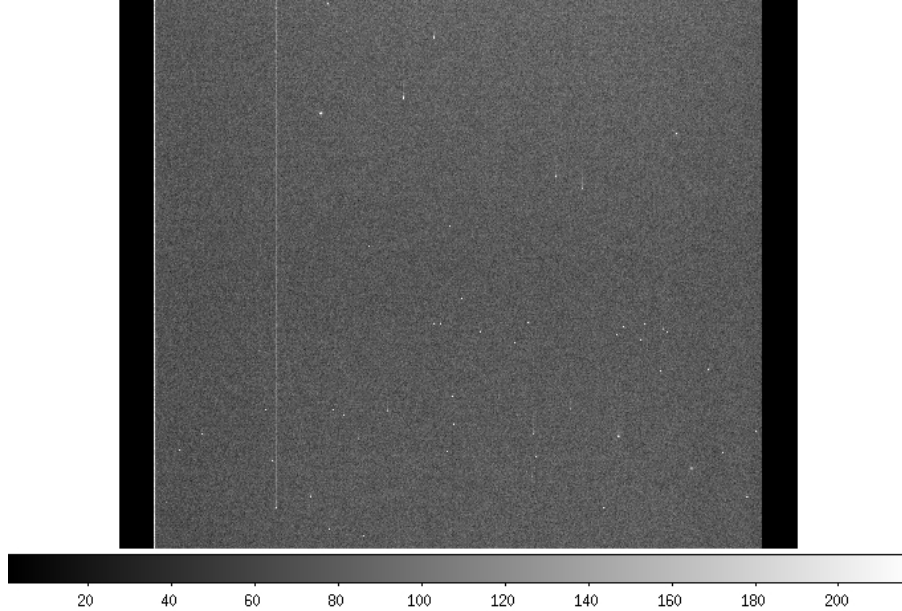
Yıldızların tayf analizleri (ön indirgeme, indirgeme, dalgaboyu kalibrasyonu gibi) IRAF (Image Reduction and Analysis Facility) yazılımı ile yapılmıştır. Analiz sonucunda, bu yıldızların tayf türlerini belirleyen temel tayf çizgileri belirlenmiştir. Bir yıldız için yapılan tayfsal analiz sonuçlarının doğruluğu herşeyden önce analiz edilen gözlemsel verilerinin kalitesine, analizde kullanılan yöntemlerin güncel ve doğru olmasına, kullanılan atomik verilerin güvenilirliğine bağlıdır. Bu çalışmada kullanılan optik bölge tayflarının hepsi Echelle tayftır.

IRAF yazılımı birçok işletim sisteminde (Solaris ve Linux gibi) kullanılabilen çok amaçlı (astrometri, tayf, ışıkölçüm, radyal hız analizleri yapabilen) olarak oluşturulmuş açık kodlu, astronomi amaçlı bilimsel bir yazılımdır. IRAF yazılımı, National Optical Astronomy Observatories (NOAO)'in bir ürünüdür ve astronomik amaçlı da kullanılabilen görüntü işleme ve analiz yazılımıdır. IRAF'ın komut dili, "CL" (Command Language) modunda gerçekleştirilmektedir. "Task" olarak adlandırılan komutlar çalıştırılarak, çeşitli fonksiyonların işletilmesi ve bunun sonucunda bir çıktı dosyasının veya görüntüsünün elde edilmesi sağlanır. IRAF, "Paket" adı verilen ve belirli türden işlemleri bünyesinde barındıran komutlar dizininden oluşan bir yapıya sahiptir. Kullanılabilir her komut veya paketin kendine özgü parametreleri bulunur ve komutlar bu parametrelerde verilen bilgilere göre çalışır. Kullanıcı paket veya komutlara ait parametre değişiklikleri gerçekleştirerek, kendi gözlemlerinin indirgenmesinde kullanılabilir.

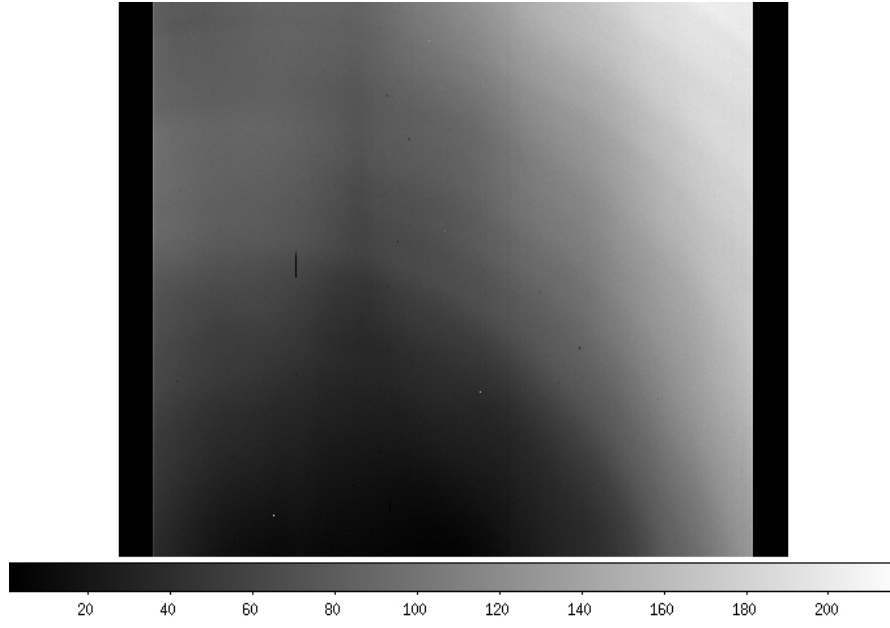
IRAF sisteminin temel öğeleri; terminal aracılığı ile komut verilebilmesi, çıktı bilgilerinin yönlendirilmesi, komutların arka planda çalıştırılabilmesi, zengin yardım kütüphanesine hızla ulaşılabilmesi, metin ve grafiksel çıktılarının alınabilmesi, programlanabilir olmasıdır. Bir bilgisayara kurulduktan sonra, işlemler komut penceresi ile yapılmaktadır. Ayrıca yıldız görüntülerinin gösterilmesi açısından, "DS9" görüntü yazılımı da kullanılmaktadır. İndirgeme işlemleri; NOAO paket programı altında

bulunan “IMRED–ECHELLE” alt paketleri ile yapılmaktadır. Optik bölge tayflarının indirgenmesi ve işlenmesi için izlenen yol kısaca aşağıda açıklanmıştır:

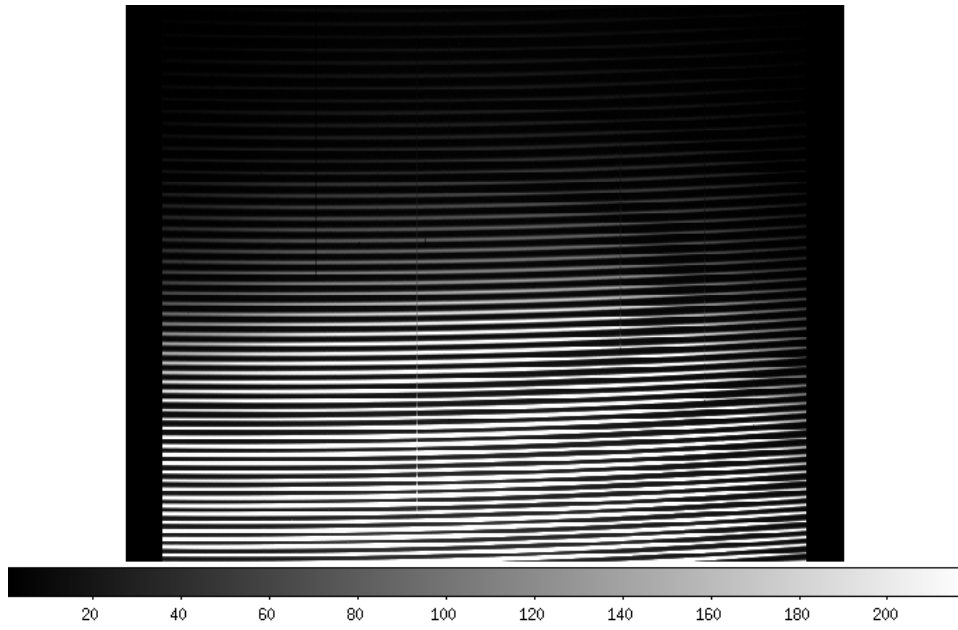
Echelle tayflarının indirgenme işlemleri sırasında izlenmesi gereken bazı kurallar vardır; CCD ile ilgili işlemler: Tayfta CCD’den kaynaklanan bazı düzeltmelerin yapılması gerekmektedir. En önemlileri karanlık düzeyi (dark), sıfır noktası (bias) ve düz alan (flat) kalibrasyonlarıdır. Düzeltmeler yapılırken, IRAF üzerinde çalışan “NOAO-IMRED–CCDRED” yazılım paketlerindeki “darkcombine”, “zerocombine” ve “flatcombine” yazılımları kullanılır. Bu programlar birden fazla alınan dark, bias, flat görüntülerinden tek bir “en iyi / master” tayf oluşturulmasını sağlar. Daha sonra, “NOAO–IMRED–ECHELLE” paketlerindeki “CCDPROC” kullanılarak bias ve dark görüntüleri, ham görüntülerden çıkarılır. Tayfin belirlenebilmesi için şiddeti fazla olan bir yıldız kullanılarak açıklıklar (aperture) belirlenir. Bu işlem “NOAO–IMRED–ECHELLE” paketlerinin altında bulunan “APALL” taskının gerekli parametrelerinin düzenlenmesiyle gerçekleştirilir (Derman vd 2009).



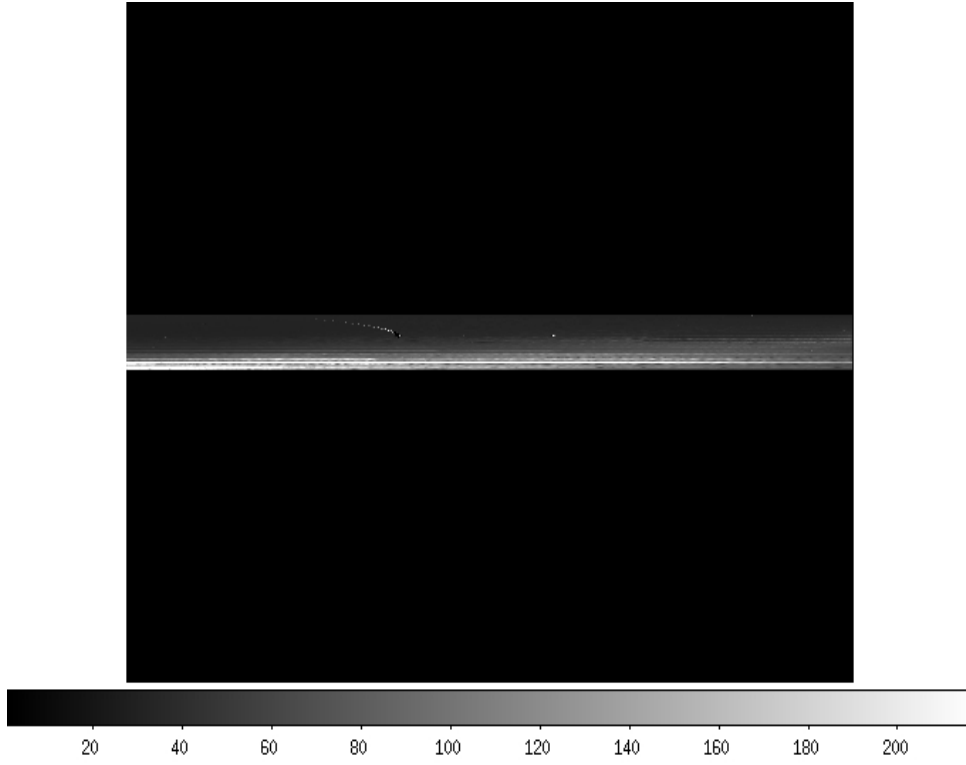
Şekil 3.1. Ortalama bias görüntüsü



Şekil 3.2. Ortalama dark görüntüsü



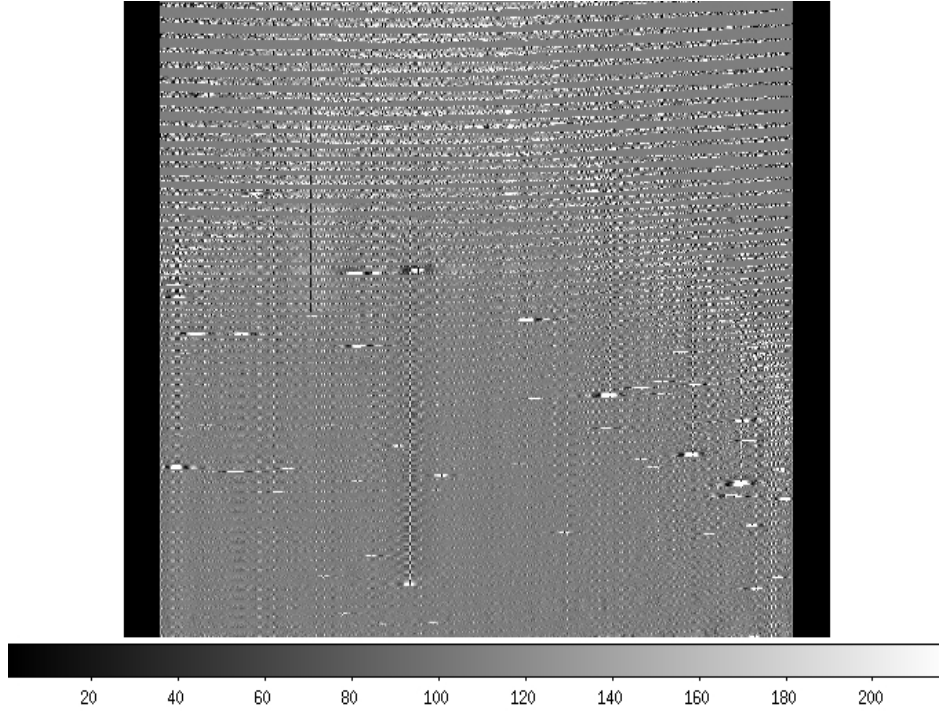
Şekil 3.3. Ortalama Flat görüntüsü



Şekil 3.4. g Her yıldızına ait Ham Tayf Görüntüsü

Herhangi bir echelle tayfını indirgemek için ek görüntülere ihtiyaç vardır. Bunlar düz alan (flat) görüntüsü, ark lambasına ilişkin görüntü ve hemen hemen aynı tayf türünden akı değerleri bilinen standart yıldızla ilişkin görüntüdür. Ark lambası görüntülerinde belirlenen çizgilerin dalgaboyları echelle tayfın dalga boyu kalibrasyonunda, standart yıldızın tablo şeklindeki dalgaboyu–akı kalibrasyonu sırasında indirgeme yapan programlar tarafından kullanılır.

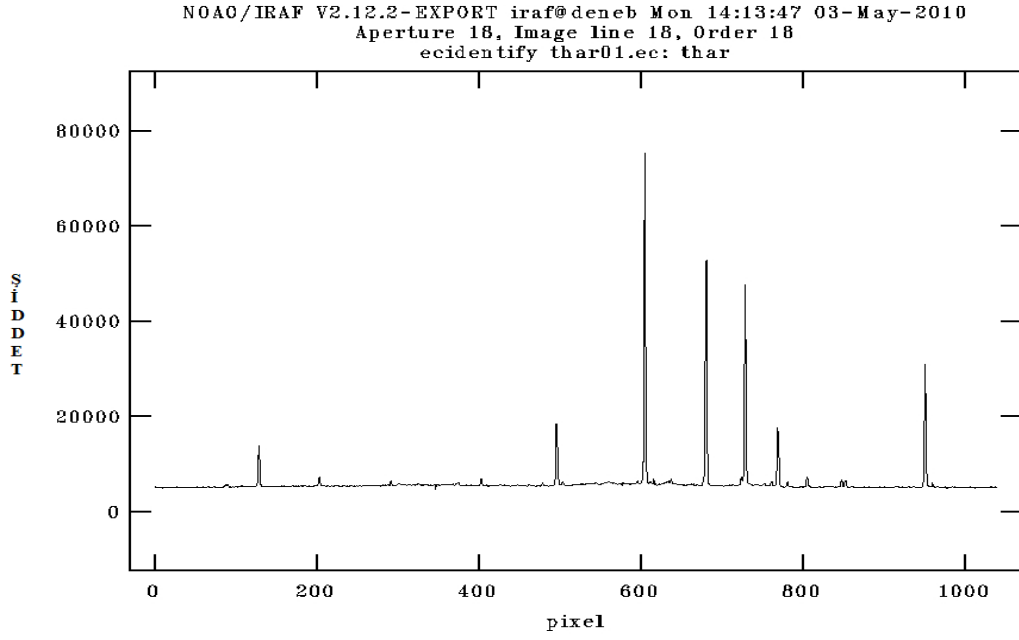
Normalize düz görüntü (nflat) NOAO–ECHELLE paketi altındaki APFLATTEN yardımıyla oluşturulur. Normalize düz görüntünün oluşturulmasından sonra, diğer tayfların (yıldızın echelle tayfı, ark tayfı ve standart yıldız tayfı) bu görüntü ile bölünmesi gerekmektedir.



Şekil 3.5. nflat görüntüsü

Echelle tayf indirgemesinde dikkat edilmesi gereken en önemli konu dalgaboyu kalibrasyonudur. Dalgaboyu kalibrasyonu için gerekli olan ark tayfındaki çizgilerin dalgaboylarının doğru olarak belirlenmesi çok önemlidir. Genel kanı, bir merteye içerisine giren ark lambasına ait çizgilerin en az beş tanesinin dalgaboyu değerlerinin bilinmesi ve girilmesi gerekir. Bu beş çizgiden üçünün mertebenin kapsadığı dalgaboyu aralığının başında, ortasında ve sonunda belirlenmesi daima önerilir (Koçak 2007).

Ark (lambda) tayfi gözlemden önce ve sonra alınabilir ve aletsel kaymayı belirlemesi açısından önemlidir.



Şekil 3.6. Kalibrasyonda kullanılan thar lambasının tayfı

İndirgemedede dalgaboyu kalibrasyonunun ardından ASTUTIL paketi yardımı ile akı kalibrasyonu, ECHELLE-DISPCOR ile dispersiyon düzeltmesi ve zaman düzeltmesi yapılmaktadır.

RTT150 Coude Eşel tayfçekeri ile alınan görüntülerde overscan bölgesi bulunmadığı için indirgemedede overscan ve trim işlemleri yapılmamıştır (Derman vd 2009).

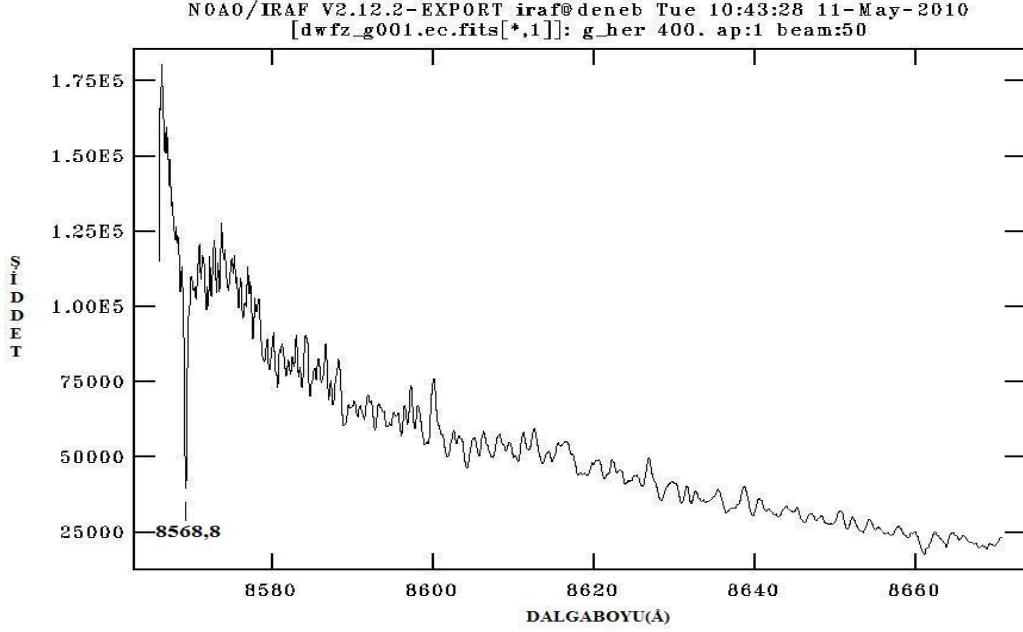
4. ARAŞTIRMA BULGULARI

4.1. g Herculis Yıldızının Çizgi Tanısı

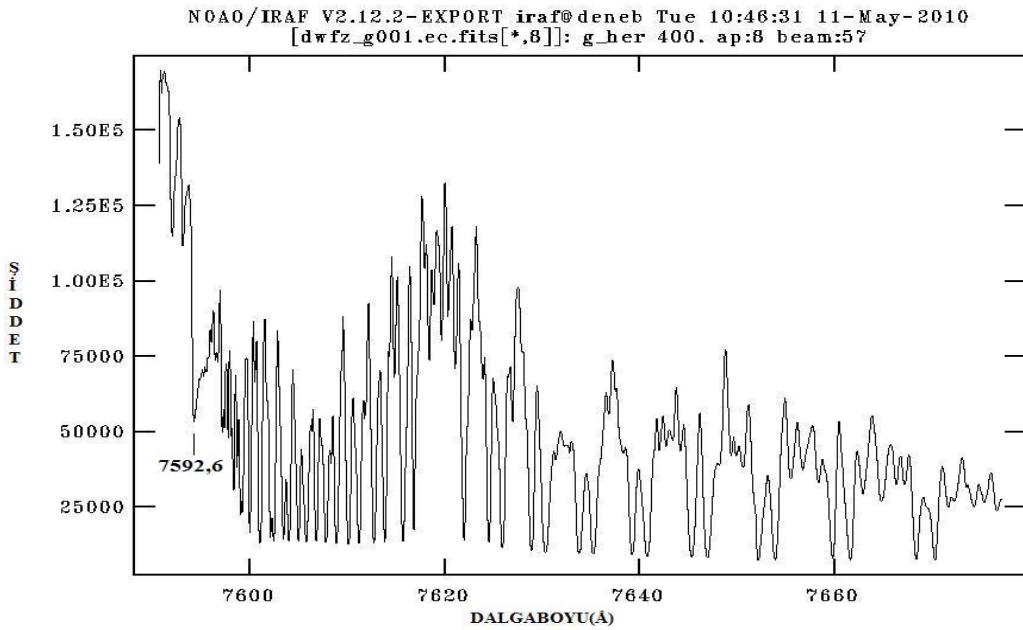
Yıldızlarda çizgi tanıları yapılırken göz önünde bulundurulan en önemli parametreler çizginin oluştuğu dalgaboyu ve laboratuvar çalışmaları ile belirlenen çizgi şiddetleridir. Tayf çizgi tanılarına başlarken öncelikle şiddetli ve temiz çizgilerden başlanmalıdır. Bu tür çizgiler genellikle yıldızın tayf türüne bağlıdır. Çizgi tanıları yapılırken izlenecek yol, gözlenen ve laboratuvar çizgi şiddetlerinin ve dalgaboylarının karşılaştırılmasıdır. g Her yıldızının tayfını inceleyen Luttermoser et al. (1994) tarafından yapılan çalışmayla indirgediğimiz tayfların karşılaştırılması sonucu dalgaboyunda yıldızın radyal hızından dolayı $\sim 2,5-2,6$ Å civarında kayma tespit edilmiştir. Luttermoser çalışmasında 6575-6555 Å aralığında incelediği açıklık da 6562,3 Å da H α ve 6573,2 Å da Ca I baskın olarak elde edilmiştir. Çalışmamızda 18. açıklığa karşılık gelen 6610-6540 Å aralığı incelendiğinde, Luttermoser tarafından baskın olarak tespit edilen H α ve Ca I çizgisinin çalışmamızda 6560,0 Å da H α ve 6570,6 Å da ise Ca I olarak tespit edilmiştir (Luttermoser *et al.* 1994). Bu dikkate alındığında tayfta $\sim 2,5-2,6$ Å civarındaki kayma doğrulanmıştır. Luttermoser tarafından yapılan çalışmada alınan g Her tayfi ile bizim aldığımız g Her tayfi karşılaştırıldığında, çalışmamızdaki çizgilerin olması gereken yerden $\sim 2,5-2,6$ Å civarında kaydığı tespit edilmiştir. Bu durum dikkate alınarak çizgi tanıları tayftan okunan dalgaboylarına $\sim 2,5-2,6$ Å eklenerek doğru bir şekilde yapılmıştır.

g Her tayfinda çizgi tanıları yapılırken elementlerin multiplerlerinden faydalanılmıştır. Bunun nedeni aynı dalgaboyuna birden fazla element çizgisinin karşılık gelmesidir. Buna göre Çizelge 4.1'de mesela 8568,8 Å da bulunan Fe I kesin olan çizgiyi belirtirken, 8436,4 Å da bulunan Ti I ve Fe I muhtemel olan çizgileri belirtmektedir. Birden fazla olan çizgiler aynı multipler numaralarına sahip olan elementlerin incelenmesiyle kesinleştirilmeye çalışılmıştır. Aynı elementin farklı dalgaboylarına sahip birçok çizgisi mevcuttur. Bu çizgiler o elemente ait multiplerlerdir. Bundan dolayı aynı elementin multipler numaraları da aynıysa mevcut çizgi kesinlikle o elemente aittir.

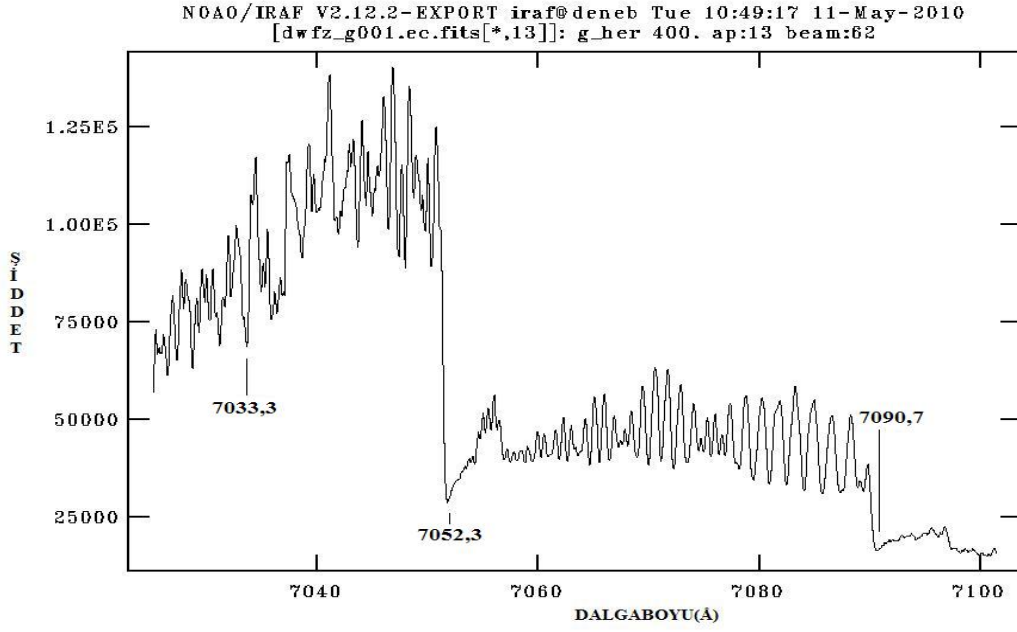
g Her dev yıldızının tayfinin önemli olan bazı açıklıkları Şekil 4.1–4.10’da gösterilmiştir.



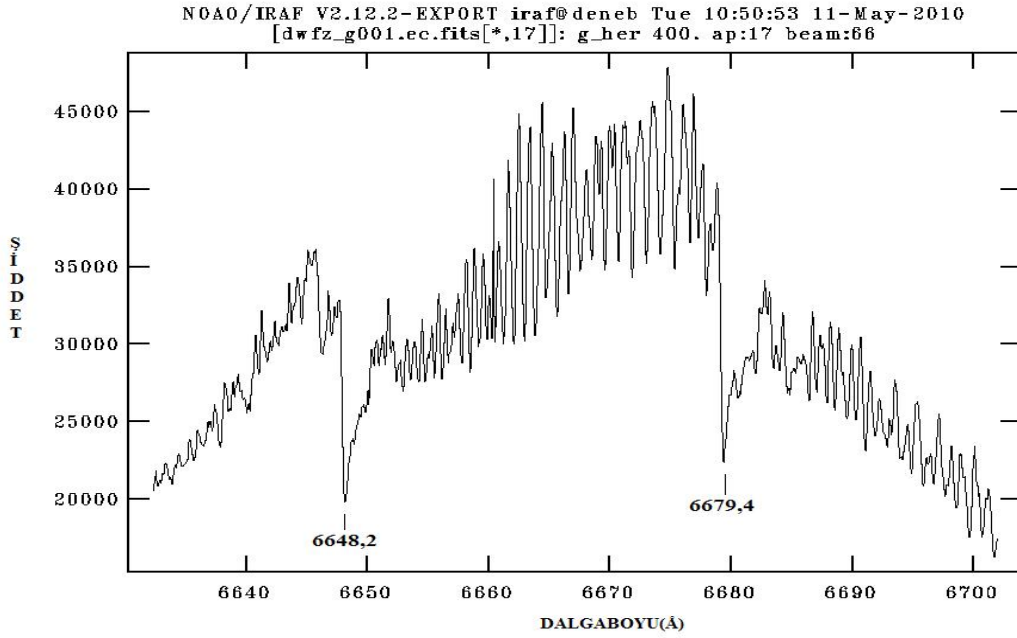
Şekil 4.1. g Her tayfinin 1. açıklığı



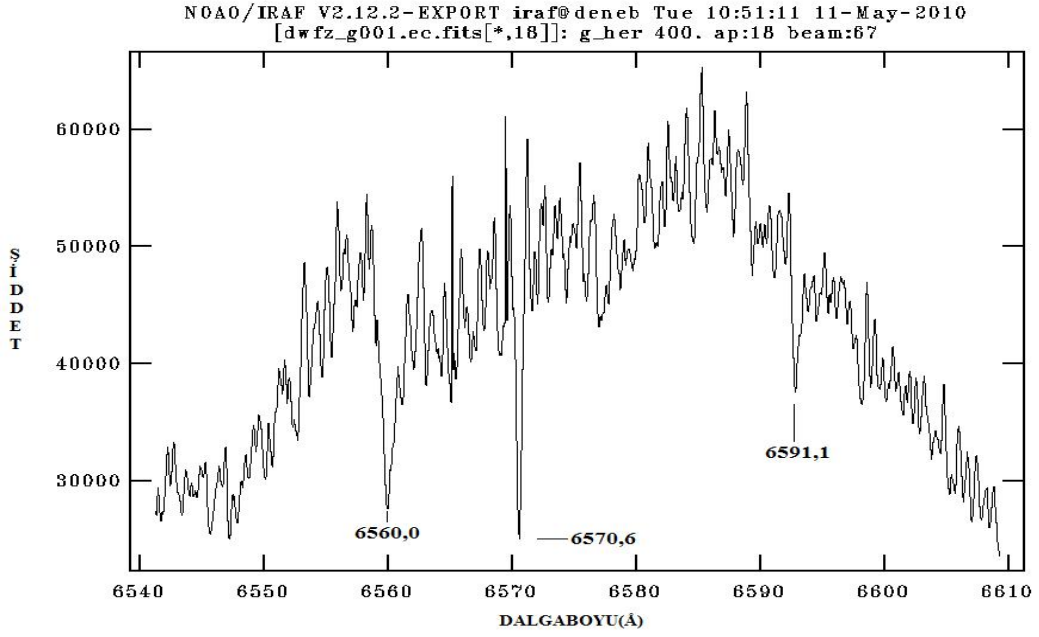
Şekil 4.2. g Her tayfinin 8. açıklığı (7592,6 Å O₂ bant başı)



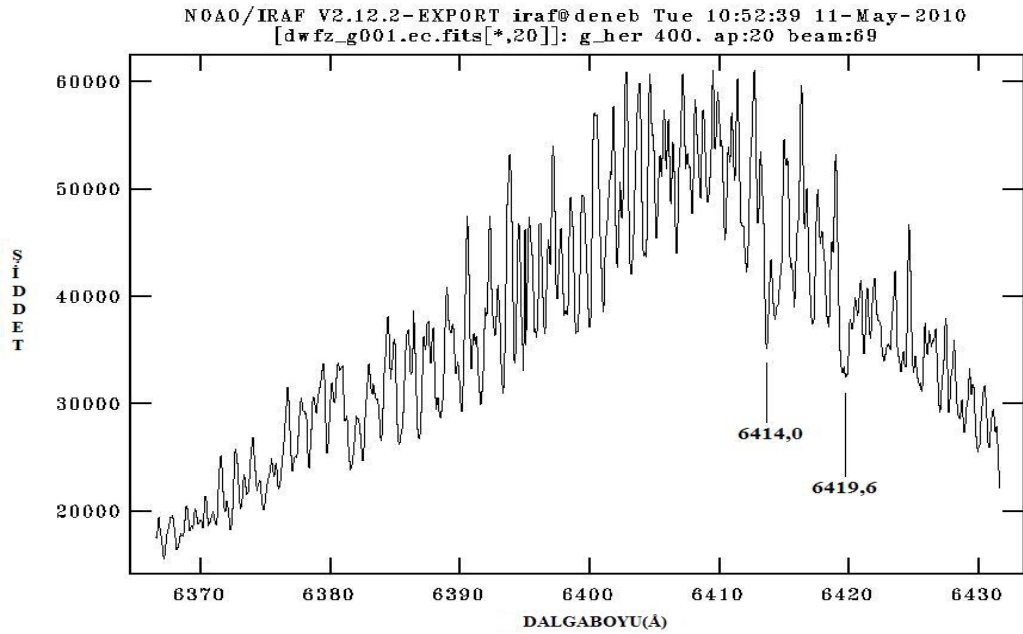
Şekil 4.3. g Her tayfının 13. açıklığı (7052,3 Å TiO bant başı)



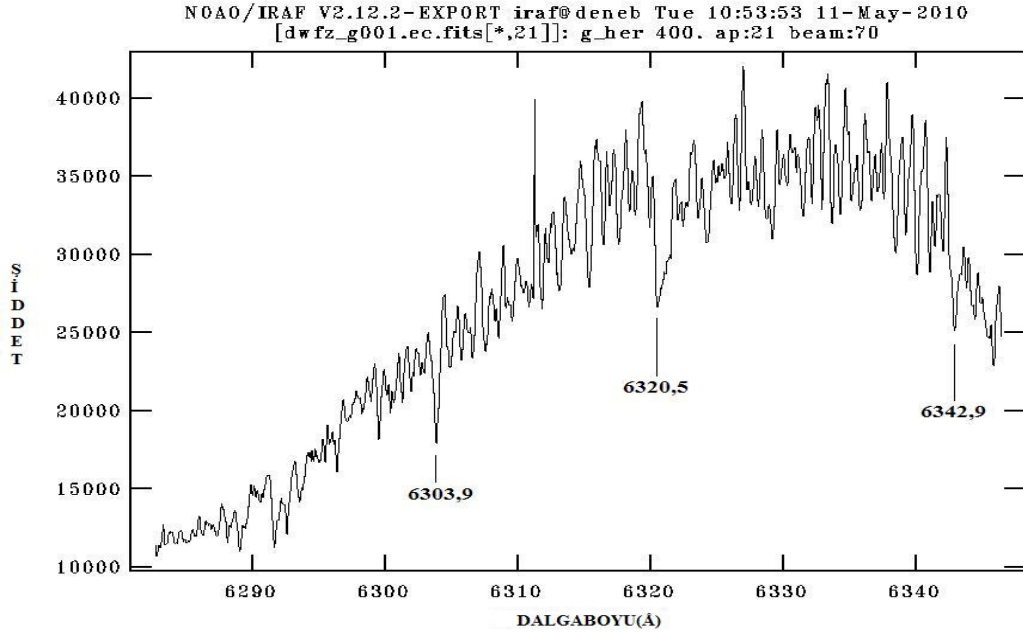
Şekil 4.4. g Her tayfının 17. açıklığı (6648,2 Å ve 6679,4 Å TiO bant başları)



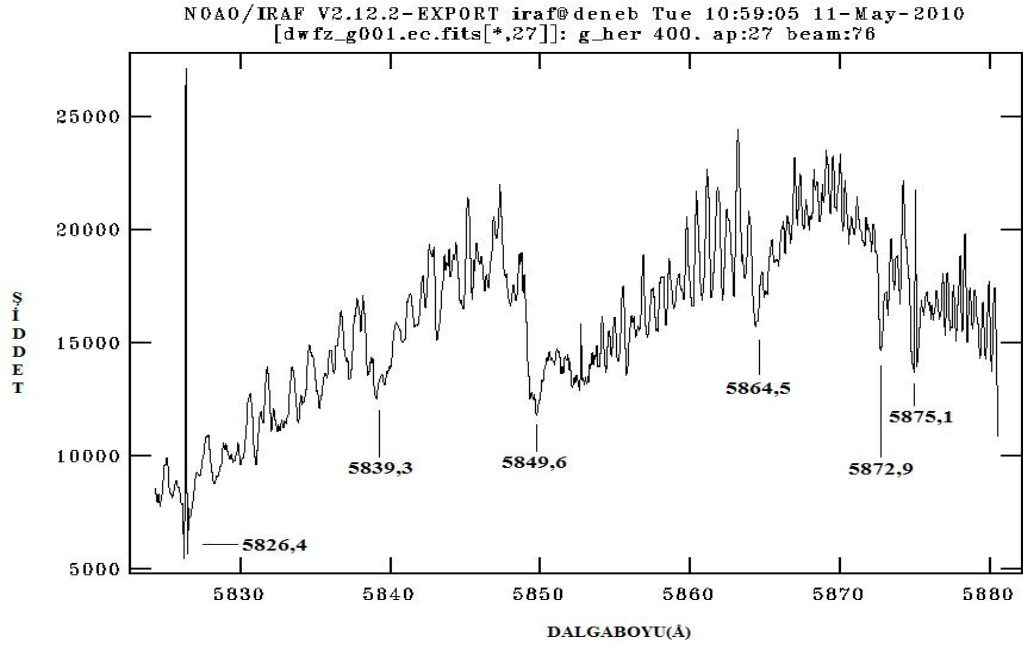
Şekil 4.5. g Her tayfının 18. açıklığı



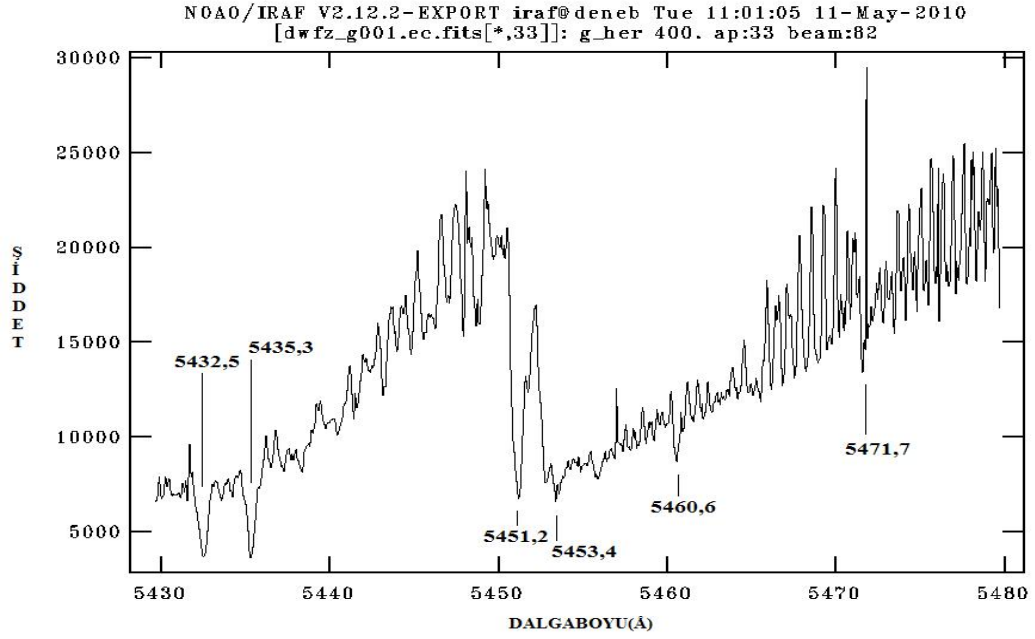
Şekil 4.6. g Her tayfının 20. açıklığı



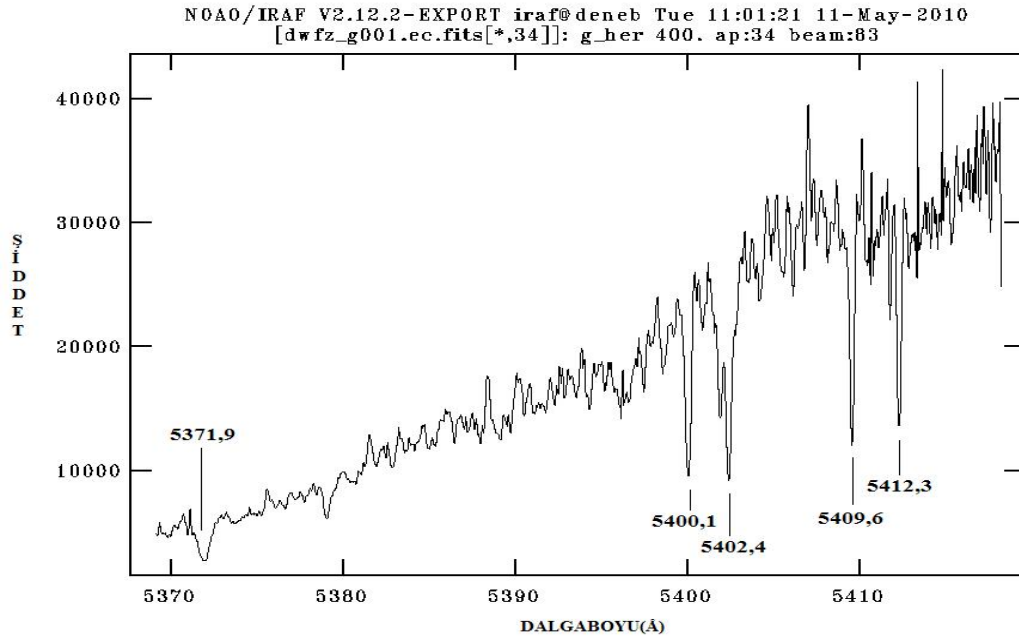
Şekil 4.7. g Her tayfının 21. açıklığı



Şekil 4.8. g Her tayfının 27. açıklığı



Şekil 4.9. g Her tayfının 33. açıklığı (5451,2 Å TiO bant başı)



Şekil 4.10. g Her tayfının 34. açıklığı

g Her dev yıldızının tayfında bulunan atom, iyon ve moleküller Çizelge 4.1'de ayrıntılı olarak verilmiştir.

Çizelge 4.1. g Her yıldızının tayfında bulunan atom, iyon ve moleküller

Tayftan Okunan λ (Å)	Lab λ (Å)	Multiplet No	Tayftan Okunan λ (Å)	Lab λ (Å)	Multiplet No
8568,8	8571,6 Fe I	1272	7492,2	7494,9 Fe I	33
8454,1	8456,2 Fe I	33	7477,2	7479,3 O I	55
8436,4	8438,1 Ti I Fe I	224 1172	7474,4	7476,8 O I	55
8421,1	8423,4 Fe I	999	7422,8	7425,7 Fe II	209
8412,4	8414,5 Fe I	1154	7381,8	7383,8 Cr I	1105
8304,4	8306,3 Si I	19	7358,7	7361,9 Ti I	212
8294,9	8297,4 Cr I	297	7309,3	7311,5 Fe I	1105
8290,9	8293,3 Fe I	623	7275,9	7278,4 Fe I	1274
8286,9	8289,4 Fe I	13	7271,4	7273,8 Ti I	212
8211,3	8213,1 Mg I	28	7176,9	7179,5 Fe II	72
8196,4	8198,5 Fe I	1154	7090,7	7093,1 Fe I Fe II	1189 31
8151,4	8153,9 Ti I	18	7052,3	7054,9 TiO bant başı	
8150,8	8153,3 Ti I	18	7033,3	7035,8 Ti I	307
8126,9	8129,5 Fe I	265	6968,9	6971,3 Fe I	404
7883,1	7885,1 Ti I	34	6882,8	6885,3 O II Fe I	45 1173
7877,4	7879,9 Fe I	1306	6843,6	6846,1 O II	45
7752,5	7755,1 Mn I	55	6781,2	6783,1 Fe I Fe I	205 206
7745,7	7748,2 Fe I	402	6766,9	6769,2 Fe I	1226
7743,1	7745,3 Fe I	1305	6753,7	6756,2 Fe I	1120
7592,6	7594,4 O ₂ bant başı		6679,4	6681,4 TiO bant başı	

Çizelge 4.1. Devam

Tayftan Okunan λ (Å)	Lab λ (Å)	Multiple t No	Tayftan Okunan λ (Å)	Lab λ (Å)	Multiplet No
6648,2	6651,5 TiO bant başı		6090,2	6092,8 Ti I	153
6591,1	6593,7 Fe I	168	6080,0	6082,9 Co I Fe I	169 64
6570,6	6573,1 Ca I	1	6064,1	6066,6 Al II	92
6560,0	6562,6 H α		5953,1	5955,5 Fe I	1105
6495,5	6498,0 Fe I	13	5948,3	5950,5 Fe I	1200
6419,6	6422,5 Ti II	31	5875,1	5877,8 Fe I	1083
6414,0	6416,9 Fe I Fe II	1253 74	5872,9	5875,4 He I	11
6320,5	6323,0 O I	31	5864,5	5867,1 Si I	8
6303,9	6306,1 Fe I	1334	5849,6	5852,1 Fe I	1178
6221,3	6223,9 Fe I	1257	5826,4	5828,2 Ti I	6
6210,4	6212,8 Fe I Ti II	1142 108	5804,4	5806,7 Si I	8
6172,8	6175,3 Fe II	200	5797,8	5800,4 Si I	8
6162,0	6145,4 Ti II	26	5796,6	5796,5 Fe I	31
6156,9	6159,3 TiO bant başı		5736,4	5738,6 Fe I Cr I	1084 227
6148,9	6151,3 Ti II	26	5730,2	5732,0 Fe I Fe I Fe II	1313 1055 57
6140,9	6143,1 Zr I	2	5665,4	5667,8 Fe I	209
6129,3	6131,3 Ti I	197	5663,7	5666,4 Fe I	1053

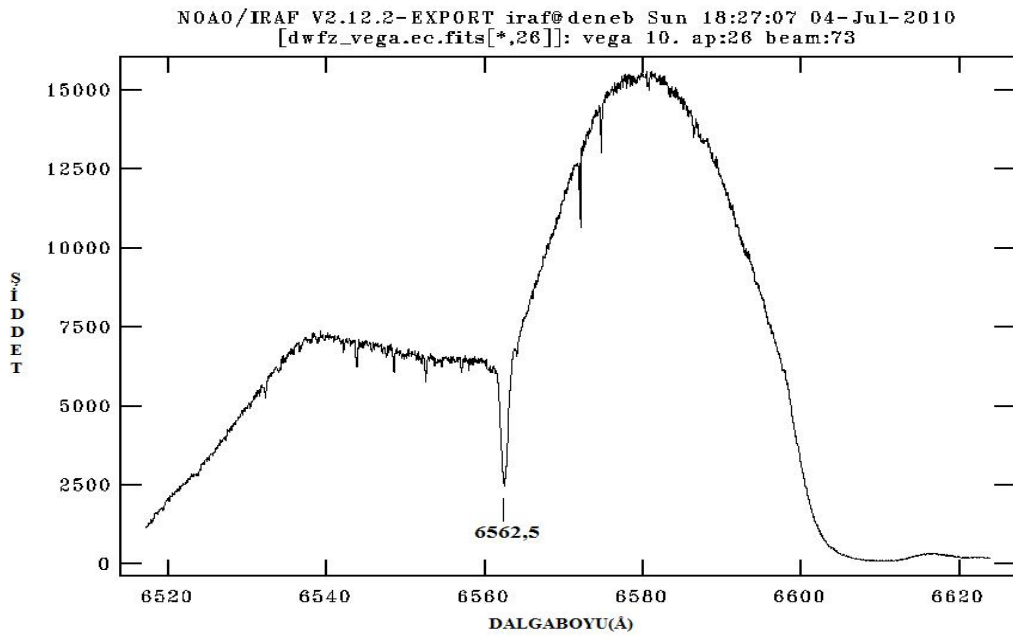
Çizelge 4.1. Devam

Tayftan Okunan λ (Å)	Lab λ (Å)	Multiplet No	Tayftan Okunan λ (Å)	Lab λ (Å)	Multiplet No
5599,5	5602,5 Fe I	686	5412,3	5414,9 Fe II	48
5594,9	5597,2 TiO bant başı Ti I	229	5409,6	5412,3 Fe I	20
5587,2	5589,9 Fe I	1160	5402,4	5404,1 Fe I	20
5584,3	5586,7 Fe I	686	5400,1	5402,8 Co I	195
5535,4	5535,3 Mn I	4	5351,6	5354,5 Co I	91
5471,7	5474,5 Fe I Ti I Ti I	1314 108 259	5349,9	5352,7 Co I Fe I	172 20
5460,6	5463,9 Fe I Cr I	1163 204	5346,2	5348,9 Mn I Cr I	36 18
5453,4	5455,4 Fe I	1145	5298,1	5300,9 Ti I Fe I Cr I	74 1240 75
5451,2	5453,9 TiO bant başı		5297,2	5299,1 O I	26
5435,3	5437,2 Fe I	1145	5275,3	5277,5 Fe I	1149
5432,5	5435,3 Fe II	48	5256,8	5259,1 Fe I Ti I	1149 298

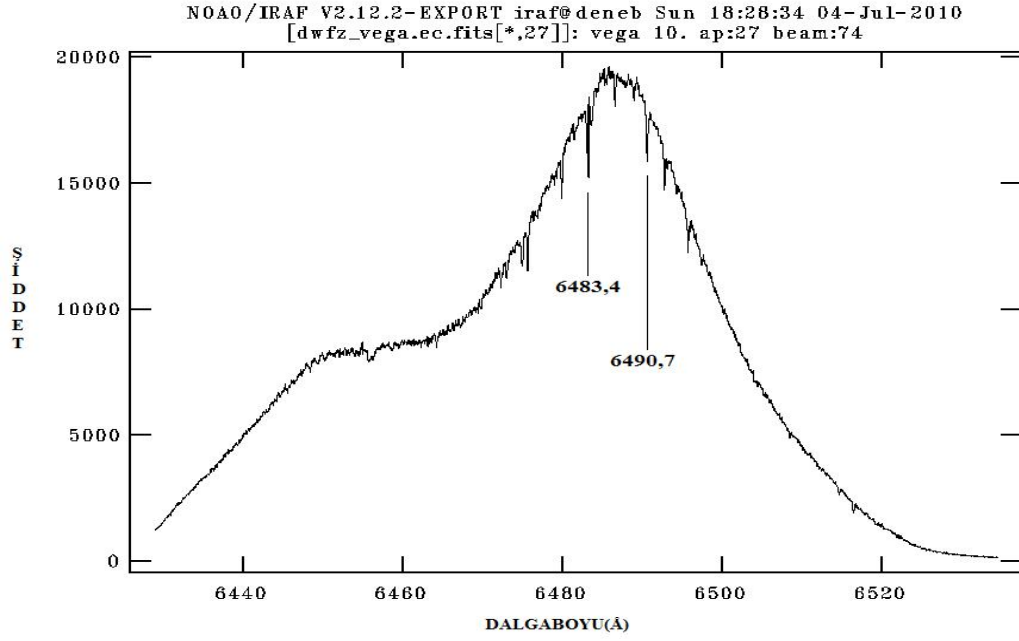
4.2.Vega Yıldızının Çizgi Tanısı

Çalışmamızda elde edilen Vega tayfında yapılan incelemelerde herhangi bir kaymaya rastlanmamıştır. Çizgi tanıları elde ettiğimiz tayftan okunan değerlere göre yapılmıştır.

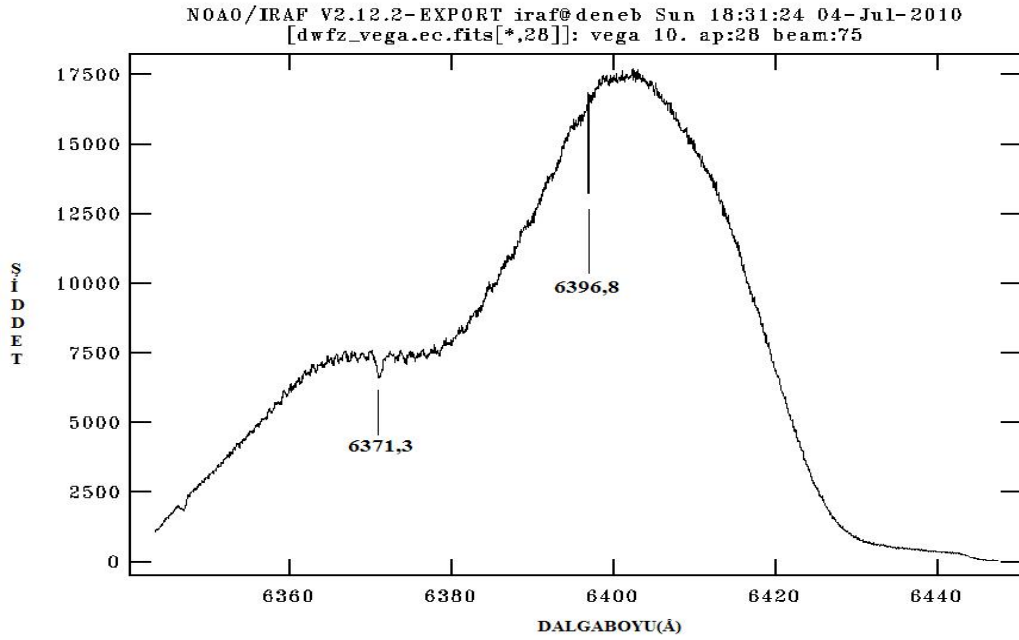
Vega yıldızının tayfının önemli olan bazı açıklıkları Şekil 4.11–4.20’de gösterilmiştir.



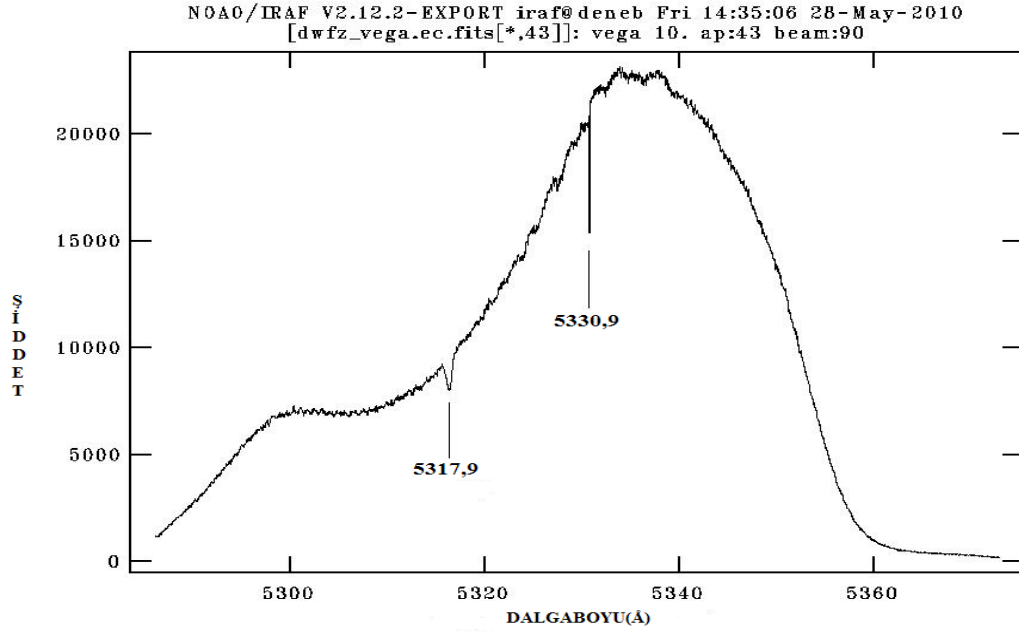
Şekil 4.11. Vega tayfının 26. açıklığı



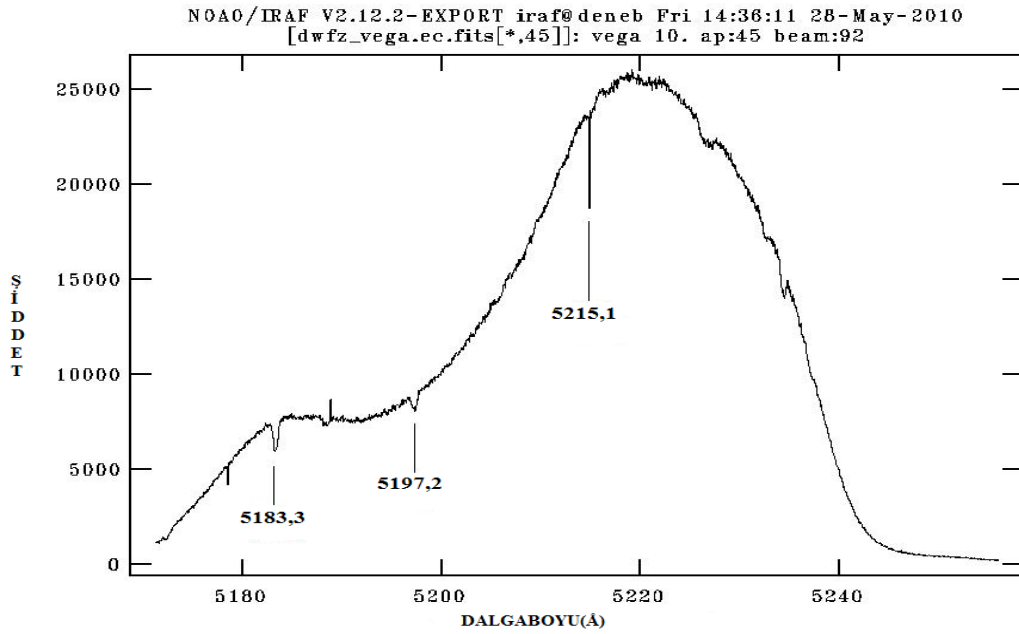
Şekil 4.12. Vega tayfının 27. açıklığı



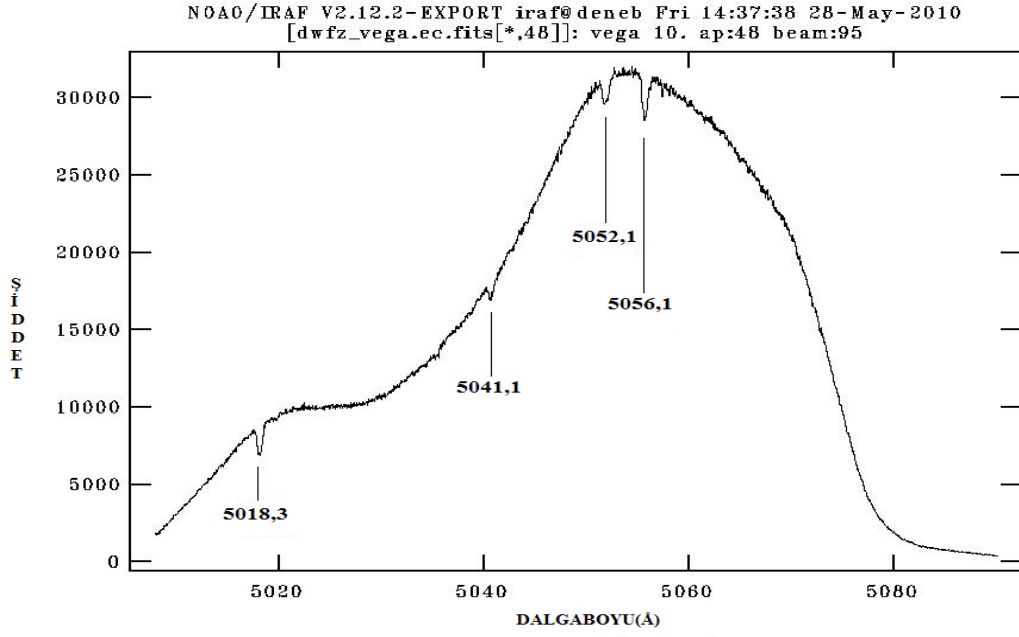
Şekil 4.13. Vega tayfının 28. açıklığı



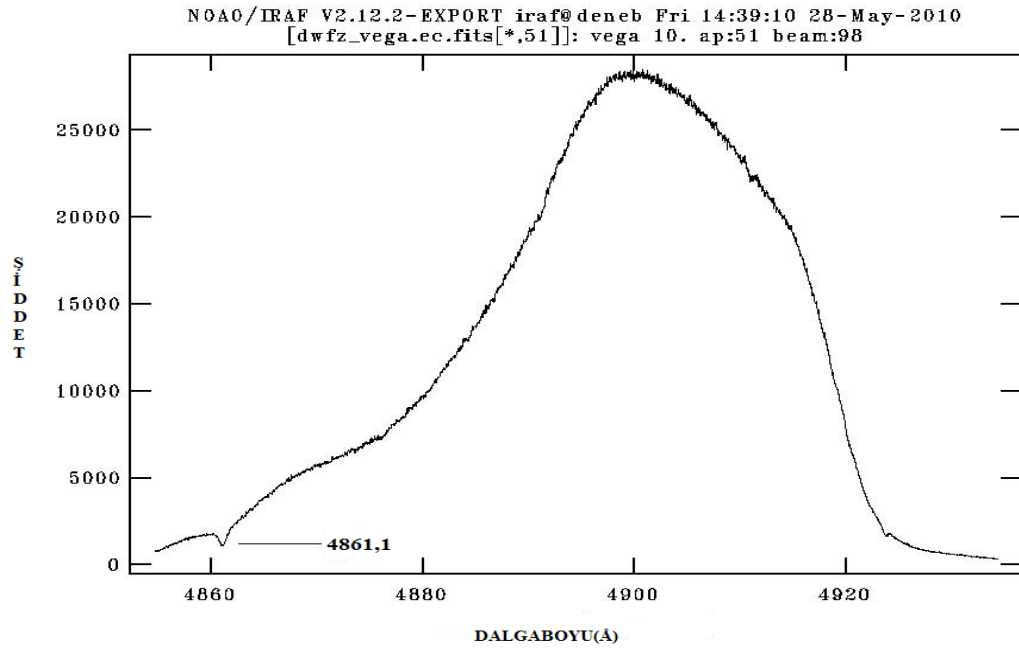
Şekil 4.14. Vega tayfının 43. açıklığı



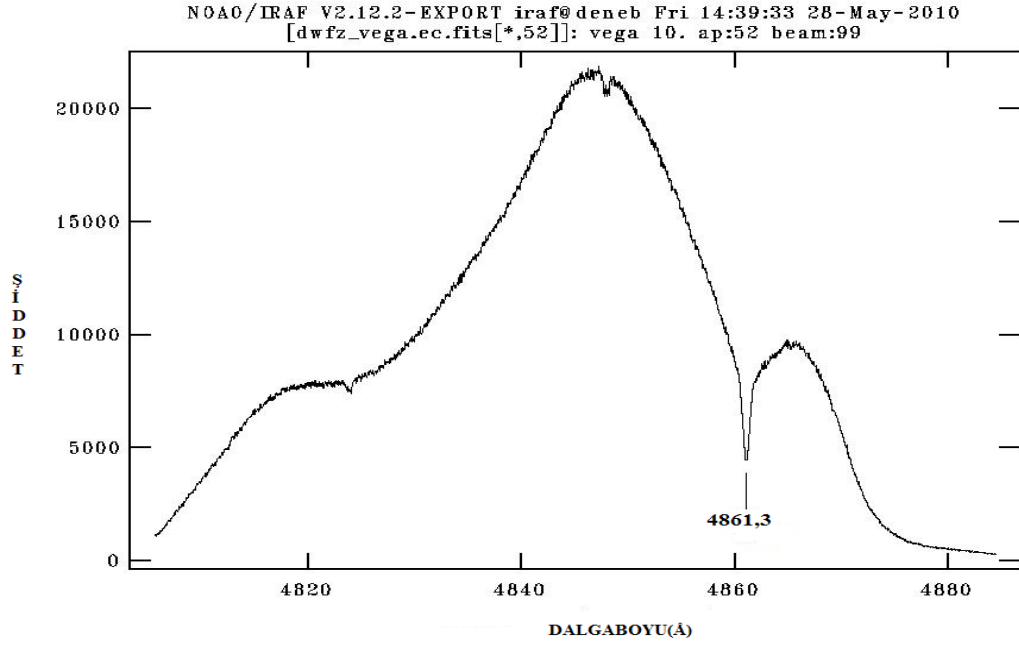
Şekil 4.15. Vega tayfının 45. açıklığı



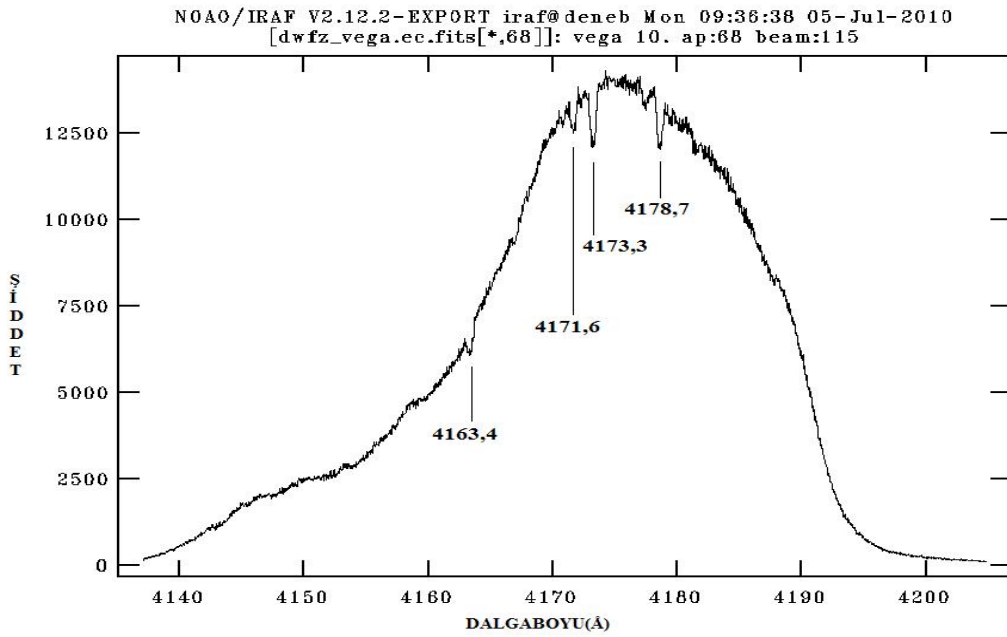
Şekil 4.16. Vega tayfının 48. açıklığı



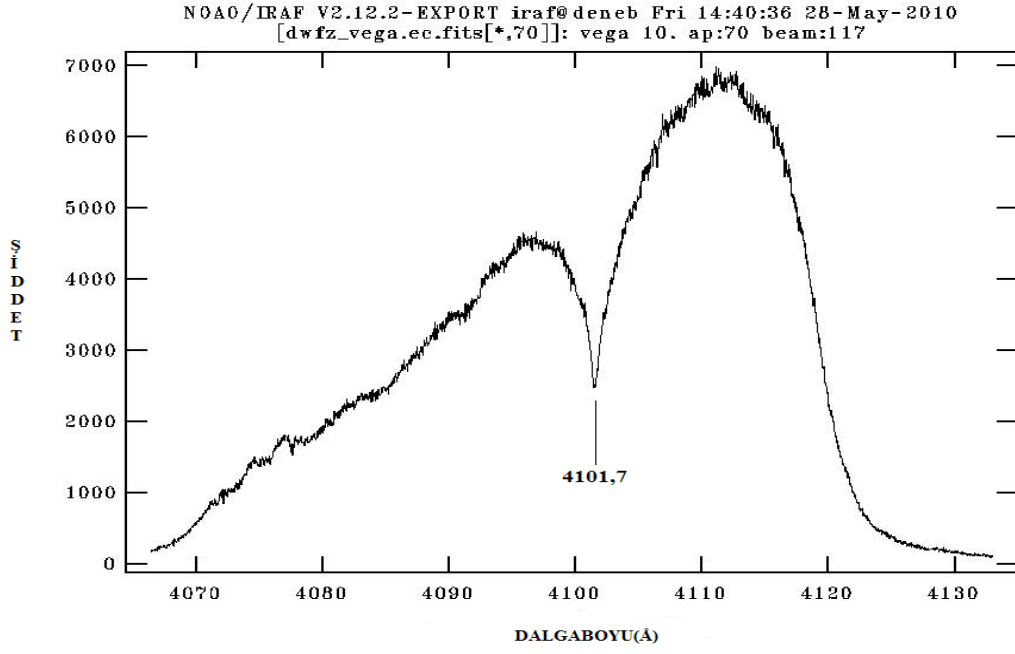
Şekil 4.17. Vega tayfının 51. açıklığı



Şekil 4.18. Vega tayfının 52. açıklığı



Şekil 4.19. Vega tayfının 68. açıklığı



Şekil 4.20. Vega tayfının 70. açıklığı

Vega yıldızının tayfında bulunan atom, iyon ve moleküller Çizelge 4.2'de ayrıntılı olarak verilmiştir.

Çizelge 4.2. Vega yıldızının tayfinda bulunan atom, iyon ve moleküller

Tayftan Okunan λ (Å)	Lab λ (Å)	Tayftan Okunan λ (Å)	Lab λ (Å)
6562,5	6562,8 H I	5169,1	5169,0 Fe II
6516,7	6516,9 H ₂ O	5056,1	5056,0 Si II
6490,7	6490,8 H ₂ O	5052,1	5052,3 Fe II
6483,4	6483,6 H ₂ O	5041,1	5041,2 Si II
6475,3	6475,5 H ₂ O	5018,3	5018,4 Fe II
6456,5	6456,4 Fe II	4923,8	4923,9 Fe II
6396,8	6396,9 Fe II	4861,1	4861,2 H I
6371,3	6371,4 Si II	4861,3	4861,7 H I
6347,1	6347,2 Si II	4583,5	4583,8 Fe II
6158,3	6158,2 O I	4491,3	4491,4 Fe II
5968,1	5968,3 H ₂ O	4481,1	4481,5 Mg II
5944,6	5944,5 H ₂ O	4416,9	4416,8 Fe II
5923,5	5923,7 H ₂ O	4385,4	8385,6 Fe II
5919,3	5919,2 H ₂ O	4383,6	4383,7 Fe I
5317,9	5317,7 Fe II	4340,6	4340,5 H I
5330,9	5330,8 Fe II	4271,9	4271,8 Fe I
5276,1	5276,0 Fe II	4233,3	4233,5 Fe II
5234,5	5234,6 Fe II	4178,7	4178,8 Fe II
5215,1	5215,3 Fe II	4173,3	4173,5 Fe II
5197,2	5197,6 Fe II	4171,6	4171,5 Fe II
5183,3	5183,5 Mg I	4163,4	4163,5 O I
		4101,7	4101,9 H I

5. TARTIŞMA ve SONUÇ

Yıldızlarda tayf gözlemi ve tayf analizinin amacı, yıldızın parlaklığını ve uzaydaki hareketini gözlemleyerek o yıldızın kütlesi, yaşı, kimyasal bileşimi ve bunun gibi birçok özelliğini belirlemektir. Bir yıldızın toplam kütlesi, yıldızın gelişiminin ve sonunun ana belirleyicisidir. Bir yıldızın gelişim süreci içinde bulunduğu evrim aşamasına göre çapı, sıcaklığı, kimyasal bileşimi, kütlesi ve bunun gibi birçok özelliği değişim göstermektedir. Bu tez çalışmasında yıldızların kimyasal bileşimleri tespit edilerek yapıları hakkında bilgi elde edilmiştir.

Bu çalışmada, M6III tayf türünden kırmızı bir dev yıldız olan g Herculis (g Her) ve A0V tayf türünden Vega (α Lyr) yıldızının tayfları kullanılarak optik bölgede çizgi tanımları yapılmıştır. g Her'in optik bölge tayfı 8560-5300 Å aralığında kusursuz açıklıklar seçilerek incelenmiştir. Vega yıldızının optik bölge tayfı 6520-4130 Å aralığındaki kusursuz açıklıklar seçilerek incelenmiştir.

Optik bölgedeki inceleme sonrasında g Her dev yıldızının atmosferinde; Al II, Ca I, Co I, Cr I, Fe I, Fe II, H α , Mg I, Mn I, O I, O II, O₂, Si I, Ti I, Ti II, TiO ve Zr I atom, iyon ve moleküllerine ait çizgilerin var olduğu belirlenmiştir.

Optik bölgedeki inceleme sonrasında Vega yıldızının atmosferinde Fe I, Fe II, H I, H₂O, Mg I, Mg II, O I ve Si II atom ve iyonlarına ait çizgilerin var olduğu belirlenmiştir.

g Her yıldızının atmosferinde birçok atom çizgisi olmasına rağmen tayf türünün özelliği olan molekül bantları da baskındır. Bunlar 7594,2 Å O₂, 7054,8 Å TiO, 6681,8 Å TiO, 6651,3 Å TiO, 6159,4 Å TiO, 5453,8 Å TiO molekül bant başlarıdır. Özellikle TiO bandı bu türün özelliğini yansıtmaktadır.

Oksijen zengini bir dev olan g Her' in dış atmosferik yapısı yarı deneysel modellerle ilk kez 1994 yılında ayrıntılı bir şekilde çalışılmıştır. Luttermoser tarafından yapılan 1994 yılındaki çalışmada yıldız tayfları UV bölgede ve görünür bölgede 23000 çözünürlükle alınmıştır. İncelenen yıldız tayfında görünür bölgede TiO bantları baskındır. Ayrıca optik bölgede alınan tayfta 6562,3 Å da H α , 6573,2 Å da Ca I tespit edilmiştir. Bu iki çizgi yapılan bu tez çalışmasında da küçük bir farkla elde edilmiştir. Bu çizgiler çalışmamız da 6562,6 Å da H α , 6573,1 Å da ise Ca I olarak doğrulanmıştır. Bu tez çalışmasında tayflar 40000 çözünürlükle alınmıştır yani daha yüksek çözünürlüklü tayflar kullanılarak daha ayrıntılı bir inceleme yapılmıştır (Luttermoser *et al.* 1994).

M tayf tipine sahip yıldızlarda en önemli özellik tayflarındaki TiO molekülünün baskın olmasıdır. Bu tür yıldızlarda etkin sıcaklık düşük olduğundan dolayı özellikle metal çizgileri yoğundur. M tayf türünden yıldızların tayflarında moleküllere rastlanmaktadır, çünkü moleküller düşük sıcaklıklarda bağ yapmaktadırlar. Yüksek sıcaklıklarda bu mümkün değildir. M tayf türü yıldızlarda TiO' nun güçlü soğurma bantları ve metalik çizgiler 4000 Å dan daha kısa dalgaboylarında bulunmamaktadır (Melikian *et al.* 2003). Bu tez çalışmasında M6III tayf türüne sahip g Her tayfindan elde edilen TiO bantları ve metalik çizgilerin hepsi 4000 Å dan daha uzun dalgaboylarında tespit edilmiştir.

TiO bantları M6 ve M7 tayf türüne sahip yıldızlarda 9000 Å'dan daha kısa dalgaboylarında güçlü bir hale gelir. Bu türlerde TiO bantları 10,000 ve 10,300 Å civarında zayıftır. Bu bant M3 tayf türünden yıldızlarda görünür düzeye gelir ve M tayf sınıfı boyunca şiddeti artar. Bu yüzden M tayf türünden yıldızlar için tayf sınıfının belirlenmesinde kullanışlı bir ölçüt haline gelir. M tayf türünden yıldızlarda görülen diğer bir bant ise VO bandıdır. VO bandı ise M7, M8-9 tayf türü için baskın hale gelmektedir (Lockwood 1973).

g Her, rho Per, 2 Cen yıldızlarının dış atmosferleri 1986 yılında yapılan çalışmalarla incelenmiştir. U V'de yüksek çözünürlüklü tayfları elde edilen bu soğuk yıldızlar da Al II, Fe I, Fe II, Mg I çizgileri tespit edilmiştir (Eaton *et al.* 1986). Bu tez çalışmasında da

görünür bölgede farklı dalgalıboylarında Al II, Fe I, Fe II, Mg I çizgilerinin varlığı ispatlanmıştır.

Vega yıldızının tayfindan elde edilen, özellikle H I çizgileri, A tayf türünün özelliğini yansıtmaktadır. Çünkü Vega sıcak bir yıldızdır. Düşük sıcaklıklarda birinci uyarılmış seviyedeki hidrojen atomlarının sayısı ihmal edilecek kadar azdır; fakat bu sayı sıcaklık arttıkça hızla artar. Bu sonuca uygun olarak hidrojen çizgilerinin M tayf türünden K, G, F ve A'ya doğru gidildiğinde sürekli olarak şiddeti artar ve A sınıfında maksimum şiddete ulaşırlar (Ekmekçi 1999).

Vega yıldızının kızılötesi bölgedeki tayfi 2007 yılında ayrıntılı bir şekilde incelenmiştir. Bu inceleme sonrasında Vega tayfinda 6562,8 Å, 4861,4 Å ve 4101,8 Å da güçlü H I çizgileri tespit edilmiştir (Takeda *et al.* 2007). Bu tez çalışması görünür bölgede yapılmıştır ve tayflar 40000 çözünürlükle alınmıştır. Bu tez çalışmasında da 6562,5 Å, 4861,3 Å ve 4101,7 Å da güçlü H I çizgileri tespit edilmiştir.

Vega için UV bölgede yapılan çalışma da tayflar 3800-2000 Å dalgalıboyların da alınmıştır. UV'de yapılan inceleme sonrasında Vega'nın atmosferinde Fe I, Fe II, Mg I, Mg II çizgilerinin varlığı tespit edilmiştir. Bu çizgilerden 2803 Å civarındaki Mg II, 2755 Å ve 2712 Å'daki Fe II çizgileri diğerlerine oranla daha güçlüdür. Fakat bu çizgiler her zaman Vega da bulunan hidrojen çizgilerine göre daha zayıftırlar (Gurzadyan and Ohanesyan 1972).

Çalışmamızdaki Vega tayfları görünür bölgede alınmıştır fakat farklı dalgalıboylarında Fe I, Fe II, Mg I, Mg II çizgileri tespit edilmiştir. Beklenildiği gibi, tespit edilen bu çizgiler, H I çizgilerine oranla daha zayıftır.

Gökcisimlerinden elde edilen tayf onlar hakkında pekçok bilginin elde edilmesinde önem teşkil etmektedir. Tayfta görülen elementler ve moleküller yıldız sıcaklığı ile ilişkilidir. Bundan dolayı, soğuk yıldızlar ve sıcak yıldızlar yapılarında farklı elementler

ya da moleküller bulundurlar. Aslında gökcisminin sıcaklığı onda hangi element ya da moleküllerin olabileceğinin açık bir belirleyicisidir. Mesela metal çizgileri düşük sıcaklıklarda mevcutken yüksek sıcaklıklarda görülmez. Çünkü metaller yüksek sıcaklıklarda bağ yapamazlar. Düşük sıcaklıklarda atomlar temel seviyede bulunurlar ve elektronlar çekirdeğe en yakın durumdadır. Sıcaklık arttığında elektronların uyarma durumları da artar ve iyonize atomlar oluşur. Çok yüksek sıcaklıklarda moleküller oluşmaz. Yani moleküller ve molekül bantları düşük sıcaklığa sahip yıldızlarda görünür. Bu çalışmada tayfi incelenen g Her ve Vega yıldızlarının etkin sıcaklıkları çok farklıdır. Bu sıcaklık farkı görülen yıldızların tayflarındaki iyon, atom ve molekül farklılığını ortaya çıkarmaktadır. Fakat bu yıldızlarda görülen ortak çizgilerde tespit edilmiştir. Bu yıldızların tayf sınıfı belirlenirken onlarda olan karakteristik çizgiler ve onların baskın oluşu dikkate alınmaktadır. Mesela etkin sıcaklığı çok düşük olan g Her yıldızında nötr metaller ve molekül bantları ayırtediciidir. Özellikle molekül bantları diğerlerine göre daha şiddetlidir. Vega tayfında ise etkin sıcaklığın yüksek olmasından dolayı molekül bantlarına rastlanmamıştır. Vega tayfında şiddetli H I çizgileri bu yıldız tayfinin karakteristiğidir. Yani tayfta baskın olan çizgiler önemlidir, zayıf çizgiler yıldız tayfinin belirlenmesinde ölçüt olarak kabul edilmemektedir. g Her ve Vega tayfında ortak görülen özellikle Fe I ve Fe II çizgileri dikkate alınırsa g Her tayfında Fe I çizgileri düşük etkin sıcaklık nedeniyle sayıları Fe II çizgilerine göre daha fazladır. Vega'da etkin sıcaklığın g Her'e oranla yüksek olmasından dolayı ise Fe II çizgileri, Fe I ya göre sayıca daha fazla oranda görülmüştür.

Etkin sıcaklıkları çok farklı bu iki yıldız karşılaştırıldığında g Her tayfında nötr moleküller ve molekül bantlarının baskın olduğu görülmüştür. Vega tayfında ise iyonlar ve hidrojen çizgileri baskındır, Vega tayfında moleküllerin oluşturduğu bantlara rastlanmamıştır. Vega tayfında gözlenen H_2O çizgileri; yer atmosferi içindeki CO_2 , H_2O gibi gazlar tarafından gökcisimlerinin tayflarındaki çizgilerin soğurulmasıyla oluşan telluric çizgilerdir.

KAYNAKLAR

- Afşar, M. , 2008. Gökbiliminde Tayftan Nasıl Yararlanılır. İraf ve Tayfsal İndirgeme, Derman, E. , Gürol, B. , Çağlar, H. , Cuhacı, L. , Demircan, Y. , Gökay, H. G. İstanbul Kültür Üniversitesi, İstanbul, 27 – 58.
- Aslan, Z. , Aydın C. ,Demircan O. ,Kırbıyık H. , Derman E. , 1996. Astronomi ve Uzay Bilimleri. Tekışık Yayıncılık, 277 s, Ankara.
- Coluzzi, R. , 1993-1999. A Revised Version of the Identification List of Lines in Stellar Spectra (ILLSS). Roma, Italy,
<http://vizier.u-strasbg.fr/viz-bin/asu.txt> (30.06.2010).
- Derman, E. , Gürol, B. , Çağlar, H. , Cuhacı, L. , Demircan, Y. , Gökay, H. G. , 2009. İraf ve Tayfsal İndirgeme. İstanbul Kültür Üniversitesi Yayınları No: 105, 158 s, İstanbul.
- Dupree, A. , and Gilliland, R. , 2007. Arcturus.Department of Astronomy, University of Illinois, <http://www.solstation.com/stars2/arcturus.html> (24.07.2009).
- Dursun, M. F. , Gülbay İ. , Çetin , S. , Güntut , M. , 2009. Fizik Ders Kitabı. Devlet Kitapları, 311 s, İstanbul.
- Ekmekçi F. , 1999. Tayf Sırası. Ankara Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü,
<http://dione.astro.science.ankara.edu.tr/~ekmekci/AST308.pdf> (29.05.2010).
- Ekmekçi F. , 1999. Tayf Sınıfı. Ankara Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü,
<http://dione.astro.science.ankara.edu.tr/~ekmekci/AST305.pdf> (30.06.2010).
- Eaton, J. A. ,Johnson, H. R. ,1986. The Outer Atmospheres Of Cool M Giants: High-Dispersion Ultraviolet Spectra Of rho Per, 2 Cen, and g Her. Astronomy Soc. ,263(2), 145-148.
- Gurzadyan , G. A. , Ohanesyan, J. B. , 1972. Ultraviolet Absorption Lines in the Spectrum of Vega. Astron & Astrophys, 20(1), 321-324.
- Koçak, S. ,2007. Bazı Süperdev Yıldızların Tayfsal Analizi. Doktora Tezi, Fen Bilimleri Enstitüsü, Ankara.
- Lockwood , G. W. , 1973. Scanner Photometry Of Weak TiO Bands Near 1 Micron in Cool M Stars. The Astrophysical Journal, 180(1), 845-855.
- Luttermoser, D. G. , Johnson, H. R. , Eaton J.A. ,1994. The Chromospheric Structure of The Cool Giant g Herculis. The Astrophysical Journal, 422 (1) , 351 – 365

- Mayall, M. W. , Çev: Uşşaklı, T. , Menali, H. , Bilsel, S. , 2006. The American Association of Variable Star Observers. Cambridge University Pres, 78 s, USA.
- Melikian, N. D. , Magnan, C. , Sarkissian, J. M. ,Karapetian, A. A. ,2003.New M-Type Variables in Galactic Dark Clouds. Astrophysics, 46 (1), 10-17.
- Moore, C. E. , 1972. A Multiplet Table of Astrophysical Interest Revised Edition Nat. Stand. Ref. Data Ser. USA,
[http://vizier.u-strasbg.fr/viz-bin/VizieR-3\(06.07.2010\)](http://vizier.u-strasbg.fr/viz-bin/VizieR-3(06.07.2010)).
- Özdemir, S. , Gürol, B. , Demircan O. , 2005. Astronomi ve Astrofizik. Asil Yayın Dağıtım Ltd. Şti. , 429 s, Ankara.
- Perryman, M. A. C. , Lindegren, L. , Kovalevsky, J. , Hog, E. , Bastian, U. , Bernacca, P. L. , Creze, M. , Donati, F. , Grenon, M. , Grewing, M. , Leeuwen, F. V. , Marel, H. , Mignard, F. , Murray, C. A. , Poole, R. S. , Schrijver, H. , Turon, C. , Arenou, F. , Froeschle, M. , and Petersen, C. S. , 1997. The Hipparcos Catalogue. European Space Agency The Netherlands,
<http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/sim-fid> (25.05.2010).
- Richmond, M. , 2009.The Chemical composition of stars and the universe Department of Astronomy, University of Illinois,
[http://spiff.rit.edu/classes/phys240/lectures/elements/elements.html\(23.07.2009\)](http://spiff.rit.edu/classes/phys240/lectures/elements/elements.html(23.07.2009)).
- Rondi, A. , Desnoux, V. , Buil, C. , 2002. Vega Spectrum atlas the Meris Spectrograph. Castanet, Tolosan, France,
[http://www.astrosurf.com/~buil/us/vatlas/vatlas.htm\(25.05.2010\)](http://www.astrosurf.com/~buil/us/vatlas/vatlas.htm(25.05.2010)).
- Russell, H. , Dugan, R. , Stewart, J. , 1938. Astrophysics and Stellar Astronomy. Ginn and Company Printed in The United States of America, 959 p, USA.
- Samus, N. N. , Goranskii, V. P. , Durlevich, O. V. , Zharova, A. V. , Kazarovets, E. V. , Pastukhova, E. N. , Hazen, M. L. , and Tsvetkova T. M. ,2002. An Electronic Version of Volume I of the General Catalogue of Variable Stars with improved Coordinates. Institute of Astronomy of Russia Academy of Sciences and Sternberg State Astronomical Institute of the Moscow state University,
<ftp://ftp.sai.msu.su/pub/groups/cluster/gcvs/gcvs/iii/> (22.07.2010).
- Serway, R. A. , Beichner, R. J. ,Çev: Çolakoğlu, K. , 2007. Elektrik ve Manyetizma. North Carolina State Üniversitesi, 1511 s, Pomona.
- Takeda, Y. ,Kawanomoto, S. , Ohishi , N. , 2007. High Resolotion and High-S/N Spectrum Atlas Of Vega .Astronomy Soc. , 59(1), 245-261.
- Tayler, R. J. , Çev: Aydın, C. , Aslan, Z. , 2004. Yıldızlar Yapıları ve Evrimleri. A.Ü.F.F. Döner Sermaye İşletmesi Yayınları, 232 s, Ankara

ÖZGEÇMİŞ

1983 yılında Erzurum'da doğan Burcu AKÇA ilk, orta ve lise eğitimini Erzurum'da tamamladı. 2007 yılında Atatürk Üniversitesi Fen Edebiyat Fakültesi Fizik Bölümünden mezun oldu. 2007 yılında, Atatürk Üniversitesi Fen Bilimleri Enstitüsü'nde Fizik Anabilim Dalı'nda Yüksek lisans yapmaya başladı.