

**T.C.
AKDENİZ ÜNİVERSİTESİ**



**SEÇİLMİŞ POST-AGB TÜRÜ YILDIZLARDA BİRİNCİ İYONİZASYON
POTANSİYELİ ETKİSİNİN ARAŞTIRILMASI**

Gizay YOLALAN

FEN BİLİMLERİ ENSTİTÜSÜ

UZAY BİLİMLERİ VE TEKNOLOJİLERİ ANABİLİM DALI

YÜKSEK LİSANS TEZİ

HAZİRAN 2019

ANTALYA

**T.C.
AKDENİZ ÜNİVERSİTESİ**



**SEÇİLMİŞ POST-AGB TÜRÜ YILDIZLARDA BİRİNCİ İYONİZASYON
POTANSİYELİ ETKİSİNİN ARAŞTIRILMASI**

Gizay YOLALAN

FEN BİLİMLERİ ENSTİTÜSÜ

UZAY BİLİMLERİ VE TEKNOLOJİLERİ ANABİLİM DALI

YÜKSEK LİSANS TEZİ

HAZİRAN 2019

ANTALYA

T.C.
AKDENİZ ÜNİVERSİTESİ
FEN BİLİMLERİ ENSTİTÜSÜ

SEÇİLMİŞ POST-AGB TÜRÜ YILDIZLARDA BİRİNCİ İYONİZASYON
POTANSİYELİ ETKİSİNİN ARAŞTIRILMASI

Gizay YOLALAN

UZAY BİLİMLERİ VE TEKNOLOJİLERİ ANABİLİM DALI

YÜKSEK LİSANS TEZİ

Bu tez 26/06/2019 tarihinde jüri tarafından Oybirliği/Oyçokluğu ile kabul edilmiştir.

Doç.Dr. Timur ŞAHİN (Danışman) İmza

Doç.Dr. Ahmet DERVİŞOĞLU İmza

Prof.Dr. Volkan BAKIŞ İmza

ÖZET

SEÇİLMİŞ POST-AGB TÜRÜ YILDIZLARDA BİRİNCİ İYONİZASYON POTANSİYELİ ETKİSİNİN ARAŞTIRILMASI

Gizay YOLALAN

Yüksek Lisans Tezi / Uzay Bilimleri ve Teknolojileri Anabilim Dalı

Danışman: Doç.Dr. Timur ŞAHİN

Haziran 2019; 124 sayfa

Tez kapsamında seçilmiş dokuz adet AGB sonrası evrim aşamasındaki (post-AGB) yıldızlar (AR Sgr, CE Vir, DF Cyg, DY Aql, HP Lyr, SS Gem, SZ Mon, TT Oph, ve UZ Oph) için McDonald Gözlemevi 2.1 m lik Otto Struve Teleskobu ve Sandiford Échelle tayfçekeri yardımı ile elde edilmiş yüksek çözünürlüklü tayflar kullanılarak element bolluk analizleri gerçekleştirilmiş ve tespit edilen bu element bollukları değerlendirilerek Birinci İyonizasyon Potansiyeli (First Ionization Potential – FIP) etkisinin varlığı araştırılmıştır. İlave olarak TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi RTT-150 teleskobu ve TFOSC tayfçekeri yardımı ile program yıldızlarının bir kısmı için alınan düşük çözünürlüklü échelle tayflar da mevcuttur.

FIP, literatürde özellikle RV Tauri türü değişen yıldızların tayflarında sergilemiş oldukları bolluk anormalliklerinin (abundance anomaly, depletion) izah edilmesi amacı ile gaz-toz ayrışım (gas-dust winnowing) etkisi olarak bilinen alternatif metod ile birlikte irdelenen ve incelenen sistemin fiziki doğasına da ışık tutabilecek nitelikte güçlü bir yöntemdir. FIP, Güneş ve benzeri yıldızlardaki etkisi bilinen ve kromosferik aktivite belirteci olarak sınanabilecek güncel bir teoridir ve Güneş fotosferinde birinci iyonizasyon potansiyel değerleri 8 eV'dan küçük olan elementler (Mg, Si, Ca, Fe...) için hesaplanan bollukların Güneş koronasında tespit edilmiş element bolluk değerlerinden daha düşük olmasıyla karakterize edilir. Yöntem, uygulanması aşamasında incelenen kaynakların titiz bir element bolluk analizine tabi tutulmuş olmalarını zorunlu kılar. Tez kapsamında FIP etkisi, C, Si, Ca, Sc, Ti, V, Cr, Mn, Fe, Co, Ni, ve s- ve/veya r-process katkılı elementler (Y ve Nd gibi) için hesaplanan bolluklar çerçevesinde incelenmiştir.

Kimyasal bolluk analizleri için yerel termodinamik dengedeki (LTE) model yıldız atmosferleri dikkate alınmıştır. Bolluk analizinde kullanılmak üzere güncel atomik verilerin derlenmesi aşamasında Akdeniz Üniversitesi Uzay Bilimleri ve Teknolojileri Bölümü Yüksek Çözünürlüklü Yıldız Spektroskopisi Gurubunda (HRSS) derlenen atomik veri kütüphanesi ve kaynaklardan faydalanılmıştır. Yıldız tayflarından ölçülen çizgi şiddetlerinin bolluk değerlerine dönüştürülmesi aşamasında eşdeğer genişlik

metodu ve tayf sentez tekniği kullanılmıştır. Bolluk analizinde kullanılan atomik veriler yüksek çözünürlüklü Güneş tayfı kullanılarak ve Güneş ışıkküre bolluklarını türetecek şekilde test edilmişlerdir. Tez yıldızlarının büyük bir kısmı için bolluk analizinde yararlanılan atomik geçişlere dair listeler ilk kez bu tez kapsamında paylaşılmıştır.

Kimyasal bolluk analiz sonuçları değerlendirildiğinde AR Sgr dışındaki sistemler için FIP etkisinin nispeten baskın olduğu görülmüştür. AR Sgr yıldızı için ne gaz-toz ayrışımı ne de FIP etkisinin varlığı tespit edilememiştir. Yıldızın FIP'ye göre $[X/H]$ diyagramındaki bolluk dağılımının ilave bir bileşenden kaynaklanıyor olması muhtemeldir ve tayfsal gözlemler yardımı ile takibi önerilmektedir. DY Aql yıldızı için FIP etkisi ilk kez bu tez kapsamında araştırılmıştır ve yıldızın FIP etkisi gösterdiği tespit edilmiştir. FIP etkisi gösterdiği tespit edilen DF Cyg, fotometrik analiz tabanında literatürde bir çift sistem olarak sınıflandırılmıştır. Söz konusu yıldıza ait aktif bir kromosfer yapısında benzeri bir etkiye yol açabileceği düşünülmektedir. Yıldız için ilave takip gözlemleri planlanmaktadır. HP Lyr, SS Gem, SZ Mon, TT Oph, UZ Oph yıldızlarında da FIP etkisinin baskın olduğu tespit edilmiştir.

Çalışmanın ilerleyen dönemlerde kromosferik aktivite tespitinde kullanılabilecek atomik geçişlerin tespit edilerek çizgi listesinin genişletilmesi planlanmaktadır. Kaynaklar için alınacak ilave kırmızıöte tayflarda FIP etkisi gösteren sistemlerde optik bölgede elde edilen element bolluklarının kırmızıöte bölgedeki ölçümler ile doğrulanması planlanmaktadır. Söz konusu kaynakların zonklayan değişenler oldukları gözönüne alındığında kaynaklar için zonklama hassas geçişlerin de tespiti büyük bir önem arz etmektedir. Bu nedenle tez yıldızlarının dikine hız ölçümlerinin düzenli aralıklar ile takibi ve bu verilerin elde edilecek ve/veya arşivlerden elde edilecek ışıkölçüm verileri ile birlikte değerlendirilerek zonklama duyarlı atomik geçişlerinin doğalarının anlaşılması hedeflenmektedir.

ANAHTAR KELİMELEER: Bolluk Analizi, Birinci İyonizasyon Potansiyeli Etkisi Post-AGB yıldızları.

JÜRİ: Doç.Dr. Timur ŞAHİN

Doç.Dr. Ahmet DERVİŞOĞLU

Prof.Dr. Volkan BAKIŞ

ABSTRACT

THE INVESTIGATION OF FIP EFFECT FOR SELECTED POST-AGB STARS

Gizay YOLALAN

MSc Thesis in SPACE SCIENCE and TECHNOLOGIES

Supervisor: Assoc.Prof.Dr. Timur ŞAHİN

June 2019; 124 pages

In the frame work thesis, element abundance analysis for nine post-AGB stars (AR Sgr, CE Vir, DF Cyg, DY Aql, HP Lyr, SS Gem, SZ Mon, TT Oph, and UZ Oph) was performed via high resolution échelle spectra obtained with 2.1 m Otto Struve telescope and Sandiford Échelle spectrometer at the McDonald Observatory and the presence of first ionization potential effect (i.e. FIP) was investigated by evaluation of these abundances. For some of the program stars, low resolution échelle spectra from TFOSC spectrometer and RTT-150 telescope of the TÜBİTAK National Observatory were also present.

The FIP that is scrutinized with an alternative method also known as gas-dust winnowing effect and shed light onto physical nature of the object of interest is a powerful method that is used to explain abundance anomalies exhibited in the spectra of RV Tauri type variable stars. The FIP is an up-to-date theory known for its effects in Sun and solar like stars also to be tested as an chromospheric activity indicator and characterized with lower Solar photospheric abundances computed for elements (Mg, Si, Ca, Fe,...) with ionization potential energies less than 8 eV compared to those detected in the Solar Corona. The method, in its application stage, enforces the sources to be exposed to an accurate element abundance analysis. In the context of the thesis, the FIP effect was examined in the frame work of abundances computed for C, Si, Ca, Sc, Ti, V, Cr, Mn, Fe, Co, Ni, and s- and/or r-process contributed elements (e.g. Y and Nd).

The model stellar atmospheres in local thermodynamic equilibrium (LTE) was taken into consideration for their chemical abundance analyses. In order to be used in abundance analysis, at the stage of compilation of the up-to-date atomic data, the atomic data library and sources by Akdeniz University Space Sciences and Technologies Department High Resolution Stellar Spectroscopy Group (HRSS) was exploited. At the stage of converting line intensities measured in stellar spectra to abundance values, the equivalent width method and spectrum synthesis technique was used. The atomic data used in abundance analysis was tested by using solar spectrum and in a way to reproduce solar photospheric abundance. For the majority of sources, the lists for atomic transitions that are used in abundance analysis were provided for the first time.

When the results of abundances analysis was assessed, the FIP was seen to dominate in all sources except Ar Sgr. For AR Sgr, neither the presence of gas-dust separation nor FIP was detected. The distribution of abundances in FIP vs. $[X/H]$ diagrams due to an additional source is probable and the source should be spectroscopically followed. The FIP effect for DY Aql was investigated for the first time in the scope of this thesis and it was found to present the FIP effect. DF Cyg that is found to show FIP effect in this thesis was classified as a binary system in the literature on the basis of its photometric analysis. Active chromospheric structure that is belong to source is thought to cause a similar effect too.

In the near future, the study is planned to be extended by identification of atomic transitions that can be used for detection of chromospheric activity. In the additional infrared spectra to be obtained, the element abundances acquired in the optical region is planned to be confirmed with the measurements in the infrared region in the sources presenting FIP behaviour. In the view of the fact that these sources are pulsating variables, the determination of pulsation-sensitive transitions have importance. For this reason, the nature of pulsation-sensitive atomic transitions is planned to be understood via periodic follow up of the radial velocity measurements of the thesis stars and via evaluation of these data with the photometric data to be provided from the literature.

KEYWORDS: Abundances analysis, FIP effect, Post-AGB stars.

COMMITTEE: Assoc.Prof.Dr. Timur ŞAHİN

Assoc.Prof.Dr. Ahmet DERVİŞOĞLU

Prof.Dr. Volkan BAKIŞ

ÖNSÖZ

Bu tezde, evrende sayıları çok az olan Post-AGB yıldızlarının doğalarına ilişkin bazı bilinmezliklere ışık tutması hedeflenmiştir. Bu hedef doğrultusunda yıldızlara ilişkin en noksan bilgi bolluklardır. Güneş'te görülen FIP etkisinin bu yıldızlardaki mevcudiyeti bollukların irdelenmesini gerektirir. Yıldızlarda azalış şeklinde görülen bolluk anormalliklerin açıklanmasında kabul görülen bu teori aynı zamanda yıldızların doğalarına ilişkin bilgi veren fiziksel bir olguyu betimlemesiyle tezin spesifik ilgi konusu olmuştur. Bu bağlamda bu tez, literatürde Post-AGB yıldızlarının doğaları üzerine ve bolluk analizi çalışan araştırmacılar için faydalı bir veri seti sunmaktadır.

Tez içerisinde konunun daha iyi kavranabilmesi için FIP etkisinin tarihsel gelişimine yer verilmektedir. Akabinde bolluk analizi için kullanılan metodoloji, teorisiyle birlikte olabildiğince detaylandırılmaya çalışılmıştır. Böylece bolluk analizi üzerine çalışma gerçekleştirecek olanlar için bu tezin rehber olması amaçlanmıştır.

Tez çalışmamın planlanmasında, araştırılmasında, yürütülmesinde ve oluşumunda ilgi ve desteğini esirgemeyen, engin bilgi ve tecrübelerinden yararlandığım, yönlendirme ve bilgilendirmeleriyle çalışmamı bilimsel temeller ışığında şekillendiren sayın hocam Doç. Dr. Timur ŞAHİN'e sonsuz teşekkürlerimi sunarım. Ayrıca bugünlere gelmemde büyük emek sahibi olan aileme şükranlarımı sunarım.

İÇİNDEKİLER

ÖZET.....	i
ABSTRACT.....	iii
ÖNSÖZ.....	v
AKADEMİK BEYAN	ix
SİMGELER VE KISALTMALAR	x
ŞEKİLLER DİZİNİ.....	xiii
ÇİZELGELER DİZİNİ	xv
1. GİRİŞ	1
1.1. Post-AGB Evrim Aşaması.....	3
2. KAYNAK TARAMASI	8
2.1. Birinci İyonizasyon Potansiyeli Etkisi (FIP Etkisi)	8
3.1.1. Termal difüzyon modeli	12
3.1.1. İyon-nötral ayrışım modelleri	15
3.1.1. Manyetik alan bağıllığı	21
2.2. Ters FIP Etkisi.....	23
2.3. Güneş, Güneş Tipi ve Evrimleşmiş Yıldızlarda FIP	25
3. MATERYAL VE METOT	29
3.1. Echelle Tayf Gözlemleri	29
3.2. Echelle Tayfın Doğası – Echelle Kırınım Şebeke.....	29
3.3. Yıldız Seçimi.....	32
3.4. Ham CCD Echelle Tayf Görüntülerinin İndirgenmesi.....	32
3.5. Büyüme Eğrisi Analizi ve Tayf Sentez Tekniği.....	38
3.6. Model Yıldız Atmosferi - Varsayımlar	40
3.7. Model Atmosfer Hesabı - ATLAS Kodu	47
3.8. Atomik Verilerin Derlenmesi ve Test Edilmesi	51
3.9. Model Atmosfer Parametre Tayini - Işıkölçüm Metodu	53
3.10. Çizgi Teşhisi.....	53
3.11. Dikine Hız Ölçümü	54

3.12. Eşdeğer Genişlik (EW) Ölçümü - LIME Kodu.....	54
3.13. Model Atmosfer Parametre Tayini - Tayfsal Metot.....	56
3.13.1. Hata analizi	58
4. BULGULAR VE TARTIŞMA	59
4.1. RV Tau Türü Bir KEPLER Yıldızı: AR SGR.....	59
4.1.1. Model parametre tayini.....	59
4.1.2. Element bollukları	60
4.1.3. Literatür karşılaştırması ve FIP etkisi.....	61
4.2. En Soğuk RV Tau Yıldızları: CE Vir ve DY Aql	63
4.2.1. Model parametre tayini.....	65
4.2.2. Element bollukları	67
4.2.3. Literatür karşılaştırması ve FIP etkisi.....	68
4.3. DF Cyg: Şüpheli Bileşen.....	72
4.3.1. Model parametre tayini.....	72
4.3.2. Element bollukları	75
4.3.3. Literatür karşılaştırması ve FIP etkisi.....	77
4.4. HP Lyr	79
4.4.1. Model parametre tayini.....	79
4.4.2. Element bollukları	80
4.4.3. Literatür karşılaştırması ve FIP etkisi.....	82
4.5. Değişen Atmosfere Sahip RV Tau Yıldızı: SS Gem.....	82
4.5.1. Model parametre tayini.....	84
4.5.2. Element bollukları	84
4.5.3. Literatür karşılaştırması ve FIP etkisi.....	87
4.6. Stobie'nin RV Tau Yıldızı: SZ Mon	87
4.6.1. Model parametre tayini.....	89
4.6.2. Element bollukları	89
4.6.3. Literatür karşılaştırması ve FIP etkisi.....	92
4.7. IRAS Renksiz RV Tau Yıldızları: TT Oph ve UZ Oph	92
4.7.1. Model parametre tayini.....	94
4.7.2. Element bollukları	95
4.7.3. Literatür karşılaştırması ve FIP etkisi.....	100

5. SONUÇLAR	104
6. KAYNAKLAR	110
7. EKLER.....	116
ÖZGEÇMİŞ	



AKADEMİK BEYAN

Yüksek Lisans Tezi olarak sunduğum “Seçilmiş Post-AGB Türü Yıldızlarda Birinci İyonizasyon Potansiyeli Etkisinin Araştırılması.” adlı bu çalışmanın, akademik kurallar ve etik değerlere uygun olarak yazıldığını belirtir, bu tez çalışmasında bana ait olmayan tüm bilgilerin kaynağını gösterdiğimi beyan ederim.

...26.../...06...../2019....

Gizay YOLALAN



SİMGELER VE KISALTMALAR

Simgeler:

$\odot$	: Güneş
$^{\circ}\text{K}$	: Kelvin
$\text{\AA}$	: Angstrom
c	: Işık hızı
G	: Gauss
eV	: Elektron Volt
nm	: Nanometre
$V_{\star}$	: Radyal Hız
$V_{\odot}$	: Güneş merkezli hız
$\log\epsilon(X)$	: Mutlak bolluk
ν	: Frekans (Hertz)
λ	: Dalgaboyu
κ	: Soğurma katsayısı
k	: Boltzmann sabiti
σ	: Stefan-Boltzmann sabiti
h	: Planck sabiti
ξ_0	: Geçirgenlik katsayısı
ξ	: Mikrotürbülans hızı
l	: Galaktik boylam
b	: Galaktik enlem
π	: Paralaks
mas	: Mili yay saniyesi

Kısaltmalar:

$P\text{-AGB}$	: Post-Asymptotic Giant Branch
$GCVS$	: General Catalogue of Variable Stars
FIP	: First Ionization Potential
SW	: Solar Wind
$GCRS$	: Galactic Cosmic Ray Sources
SEP	: Solar Energetic Particle
$WISE$	: Wide-field Infrared Survey Explorer
T_c	: Yoğuşma Sıcaklığı (Condensation Temperature)

<i>FWHM</i>	: Full Width at Half Maximum
<i>IRAF</i>	: Image Reduction and Analysis Facility
<i>LIME</i>	: Line Measurement for Échelle Spectra
<i>R.W.</i>	: Reduced Equivalent Width
<i>LEP</i>	: Lower Excitation Potential
<i>VALC</i>	: Vernezza Avrett Loeser C modeli
<i>WKB</i>	: Wentzel Kramers Brillouin yaklaşımı
<i>PP</i>	: Proton Proton
<i>CNO</i>	: Carbon Nitrogen Oxygen
<i>1D</i>	: 1 boyutlu
<i>2D</i>	: 2 boyutlu
<i>LTE</i>	: Local Thermodynamic Equilibrium
<i>MHD</i>	: Magneto Hydro Dynamic
<i>ODF</i>	: Opacity Distrubution Function
<i>V_{mac}</i>	: Makrotürbülans hızı
<i>McD</i>	: McDonald Gözlemevi
<i>ASAS</i>	: All Sky Automated Survey

ŞEKİLLER DİZİNİ

Şekil 1.1. AGB evresine doğru evrimleşen yıldızın 2 termal atım gerçekleştirdiği zaman diliminde gözlenen kütle değişimi.....	2
Şekil 1.2. Post-AGB yıldızları için örnek tayfsal enerji dağılım (SED) grafikleri.....	5
Şekil 1.3. HR Diyagramı.....	5
Şekil 2.1. Frank-Hertz deney düzeneği.....	9
Şekil 2.2. Periyodik cetvel	10
Şekil 2.3. Yıldız atmosfer katmanlarını ve fotosferden koronaya uzanan manyetik ilmekler ve Alfvén dalga hareketi	11
Şekil 2.4. Güneş kompozisyonunun bölgesel tasviri	13
Şekil 2.5. Güneş için düşük FIP elementleri ve yüksek FIP elementleri için bolluklar	14
Şekil 2.6. Güneş atmosfer katmanları	14
Şekil 2.7. VALC modelleri - H, Ne, Mg ve Fe elementleri ve çekim kuvveti etkisi.....	16
Şekil 2.8. Hénoux-Somov modeli ve öngörülen manyetik akı tüpü ara kesiti	18
Şekil 2.9. Alfvén dalgasının hareketi	19
Şekil 2.10. Yıldız yüzeyinde manyetik alanla ilişkili gerçekleşen madde akışı	21
Şekil 2.11. Kapalı manyetik alan boyunca dalganın yayılımı, pertürbasyonu ve akış hızı, vb. parametreleri	22
Şekil 2.12. VALC modelleri - Fe, Si, Mg, S, C ve He elementleri için FIP ayrışımı (siyah) ve iyonizasyon oranı (gri) gösterilmektedir	23
Şekil 2.13. Şekil 2.11. benzeri ve açık manyetik alan boyunca parametrelerdeki değişimi	24
Şekil 2.14. Şekil 2.12 benzeri açık manyetik alan boyunca He, Mg ve Fe elementleri ve FIP ayrışımı	24
Şekil 2.15. Ters FIP ve Si, Mg, He ve Fe elementleri	25
Şekil 2.16. Düşük hızlı SW, flare parçacıkları ve yüksek hızlı akışlardan elde edilen FIP davranışı.....	26
Şekil 2.17. Güneş benzeri anakol yıldızlarında FIP etkisi-tayf türüne göre değişimi	27
Şekil 2.18. CE Vir ve EQ Cas için literatürde gerçekleştirilen çalışmalar	28

Şekil 2.19. Anakol ve dev yıldızları için akı tüpü içindeki manyetik alanın karakteristiği.....	28
Şekil 3.1. TT Oph ve UZ Oph için TFOSC görüntüleri	29
Şekil 3.2. Program yıldızlarının Sandiford tayfçekerinden alınan örnek tayfları	30
Şekil 3.3. Echelle bir kırınım şebekesi.....	31
Şekil 3.4. 326 Post-AGB yıldızının galaktik koordinatları çerçevesinde dağılımı.....	32
Şekil 3.5. Kaynak, Th-Ar, Bias ve Flat kalibrasyon görüntüleri gösterilmiştir	34
Şekil 3.6. IRAF ve Görüntü kalibrasyon aşamaları	35
Şekil 3.7. Kaynak görüntü için kozmik ayıklanma süreci	36
Şekil 3.8. Örnek bir kaynak için echelle tayf görüntüsü.....	36
Şekil 3.9. Büyüme eğrisi ve temsili gösterimi	38
Şekil 3.10. Örnek bir sentetik tayf - bolluklar Fe, Ti, Cr, Ni, Sc ve Ca için elde edilen bolluk değerlerine sabitlenmiştir	39
Şekil 3.11. Yıldız atmosferi ve ışınım taşımını tasviri.....	40
Şekil 3.12. Küresel bir atmosfer geometrisine sahip yıldızlarda 1D düzlem-paralel atmosferin tasviri.....	41
Şekil 3.13. Fe, Be, Ca, N ve Zr için Maxwell-Boltzmann hız dağılımları	42
Şekil 3.14. Güneş'in 250-2500 nm arasında gözlemsel (sarı) ve teorik (mavi) enerji dağılımı	44
Şekil 3.15. Kaynak fonksiyonu ve ışınım şiddeti ilişkisi.....	45
Şekil 3.16. CE Vir yıldızına ait bir ATLAS model içeriği	49
Şekil 3.17. ATLAS model parametrelerinin karşılaştırılması	50
Şekil 3.18. Atmosfer parametreleri ve element bolluklarının tespiti için örnek bir akış şemasıdır.....	51
Şekil 3.19. Gauss, Lorentz ve Voigt profil tasviri	56
Şekil 3.20. CE Vir için Blackwell diyagramı	58
Şekil 4.1. AR Sgr yıldızının LEP - Bolluk ve R.W. - Bolluk grafiği	60
Şekil 4.2. AR Sgr yıldızının 4860-5660 Å dalgaboyu aralığını kapsayan tayfı	62

Şekil 4.3. AR Sgr yıldızının FIP - $[X/H]$ ve T_c - $[X/H]$ grafikleri	64
Şekil 4.4. CE Vir yıldızının LEP - Bolluk grafikleri ve R.W. - Bolluk grafiği	65
Şekil 4.5. DY Aql yıldızının LEP - Bolluk grafikleri ve R.W. - Bolluk grafiği.....	66
Şekil 4.6. CE Vir yıldızının 4860-5660 Å dalgaboyu aralığını kapsayan tayfı	69
Şekil 4.7. DY Aql yıldızının 4860-5660 Å dalgaboyu aralığını kapsayan tayfı.....	70
Şekil 4.8. CE Vir yıldızının FIP - $[X/H]$ ve T_c - $[X/H]$ grafikleri	73
Şekil 4.9. DY Aql yıldızının FIP - $[X/H]$ ve T_c - $[X/H]$ grafikleri.....	74
Şekil 4.10. DF Cyg yıldızının LEP - Bolluk ve R.W. - Bolluk grafiği.....	75
Şekil 4.11. DF Cyg yıldızının 4860-5660 Å dalgaboyu aralığını kapsayan tayfı.....	76
Şekil 4.12. DF Cyg yıldızının FIP - $[X/H]$ ve T_c - $[X/H]$ grafikleri.....	78
Şekil 4.13. HP Lyr yıldızının LEP - Bolluk ve R.W. - Bolluk grafiği.....	80
Şekil 4.14. HP Lyr yıldızının 4860-5660 Å dalgaboyu aralığını kapsayan tayfı.....	81
Şekil 4.15. HP Lyr yıldızının FIP - $[X/H]$ ve T_c - $[X/H]$ grafikleri.....	83
Şekil 4.16. SS Gem yıldızının LEP - Bolluk ve R.W. - Bolluk grafiği	85
Şekil 4.17. SS Gem yıldızının 4860-5660 Å dalgaboyu aralığını kapsayan tayfı	86
Şekil 4.18. SS Gem yıldızının FIP - $[X/H]$ ve T_c - $[X/H]$ grafikleri	88
Şekil 4.19. SZ Mon yıldızının LEP - Bolluk ve R.W. - Bolluk grafiği	90
Şekil 4.20. SZ Mon yıldızının 4860-5660 Å dalgaboyu aralığını kapsayan tayfı	91
Şekil 4.21. SZ Mon yıldızının FIP - $[X/H]$ ve T_c - $[X/H]$ grafikleri	93
Şekil 4.22. TT Oph yıldızının LEP - Bolluk grafikleri ve R.W. - Bolluk grafiği.....	95
Şekil 4.23. UZ Oph yıldızının LEP - Bolluk grafikleri ve R.W. - Bolluk grafiği	96
Şekil 4.24. TT Oph yıldızının 4860-5660 Å dalgaboyu aralığını kapsayan tayfı.....	98
Şekil 4.25. UZ Oph yıldızının 4860-5660 Å dalgaboyu aralığını kapsayan tayfı	99
Şekil 4.26. TT Oph yıldızının FIP - $[X/H]$ ve T_c - $[X/H]$ grafikleri.....	102
Şekil 4.27. UZ Oph yıldızının FIP - $[X/H]$ ve T_c - $[X/H]$ grafikleri	103
Şekil 5.1. Program yıldızlarının tümü için derlenmiş FIP – $[X/H]$ grafikleri.....	107

ÇİZELGELER DİZİNİ

Çizelge 1.1. Torun kataloğunda Post-AGB benzeri kaynakların türleri ve sayıları	4
Çizelge 3.1. Program yıldızlarının gözlem parametreleri	30
Çizelge 3.2. Güneş bolluklarının karşılaştırılması	52
Çizelge 3.3. Tez yıldızlarının ışıkölçüm verileri ve ışıkölçümle elde edilen T_{eff} , log g değerleri	53
Çizelge 3.4. Tez yıldızları için dikine hız ölçümleri.....	54
Çizelge 4.1. AR Sgr yıldızının tez kapsamında ve literatürde elde edilen element bollukları	60
Çizelge 4.2. CE Vir yıldızının tez kapsamında ve literatürde elde edilen element bollukları	67
Çizelge 4.3. DY Aql yıldızının tez kapsamında ve literatürde elde edilen element bollukları	67
Çizelge 4.4. DF Cyg yıldızının tez kapsamında ve literatürde elde edilen element bollukları	75
Çizelge 4.5. HP Lyr yıldızının tez kapsamında ve literatürde elde edilen element bollukları	80
Çizelge 4.6. SS Gem yıldızının tez kapsamında ve literatürde elde edilen element bollukları	85
Çizelge 4.7. SZ Mon yıldızının tez kapsamında ve literatürde elde edilen element bollukları	90
Çizelge 4.8. TT Oph yıldızının tez kapsamında ve literatürde elde edilen element bollukları	96
Çizelge 4.9. UZ Oph yıldızının tez kapsamında ve literatürde elde edilen element bollukları	97
Çizelge 5.1. Tez yıldızları için tez kapsamında belirlenen atmosfer parametreleri ve literatürde rapor edilen model parametreleri	106
Çizelge 5.2. Tez yıldızlarında gözlenen element bollukları	108
Çizelge 5.3. Tez yıldızlarında gözlenen element bollukları -2	109

1. GİRİŞ

Klasik yıldız evrim teorilerine göre $0.8-2.5M_{\odot}$ kütesine sahip yıldızların anakol evresi, merkezdeki H'nin Chandrasekhar limiti olarak tanımlanan H'nin %12 si nin Proton-Proton (PP) ve CNO çevrimleriyle H'i He'a dönüşmesi ile sona erer. (Iben 1965, 1967; Karaali 1999). He üretimi PP çevriminde 3 farklı tepkime mekanizmasıyla oluşturulur; PPI, PPII ve PPIII.

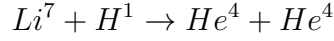
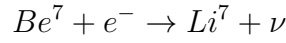
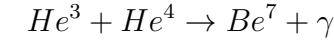
Merkezde He, kabukta ise H bulunan yıldızda, nükleer reaksiyonlar bir süre He çekirdek etrafındaki kabukta devam eder. Bu esnada kararsız haldeki He çekirdeği çöker. Açığa çıkan kütle çekimsel enerjinin bir kısmı yıldızın merkez sıcaklığını arttırırken bir kısmıda ışıma yoluyla yıldızı terk eder. H yakan kabuğa ulaşan ışıma, kabuğun sıcaklığını arttırır. H miktarındaki azalışa He miktarındaki artış eşlik eder. Merkezde artan He yoğunluğu He çekirdeğin dejenere bir hal almasına neden olur. Bu esnada enerji kondüksiyonla iletilerek merkezi izotermal duruma getirir. İlerleyen aşamada sıcaklık azalır ve yıldız konveksiyon bölgesi genişleyerek, enerji iletimini hızlandırır. Bu aşamada yıldız ışıma gücü artar. H-R diyagramında devler koluna yerleşen yıldızın H yaktığı kabuktaki sıcaklık, CNO reaksiyonlarını etkin yapar ve çekirdeğe gittikçe artan miktarda bir He içeriği ile katkıda bulunur. Çekirdekte sıcaklık H yakan kabuğun sıcaklığından fazla olunca, yıldızın merkezindeki yapı değişmeye başlar. 10^8 °K sıcaklığa ulaşan çekirdekte $3-\alpha$ reaksiyonları başlar ve artık kabukta ($H \rightarrow He$) ve merkezde ($He \rightarrow C$) olmak üzere iki enerji kaynağı bulunur. C dejenere olduğundan yoğunluk sıcaklıktan bağımsızdır. Bu yüzden sıcaklık, çekirdekteki diğer fiziksel şartları değiştirmeden artabilir: Dejenere maddeden ötürü çekirdek kendini genişletemeyeceği için nispeten kısa bir zaman diliminde (saniyeler içerisinde) He parlaması gözlenir ve sıcaklık değişir. Artan sıcaklıkla dejenere ortadan kalkar. Bu dönüşümle, çekirdek basıncını, dolayısıyla çekirdek çapını arttırır. Artan çapla birlikte soğuyan çekirdekte, $3-\alpha$ tepkimeleri yavaşlar ve kabukta gerçekleşen H yanması sonlanır. Artık merkezdeki He çekirdek mevcut tek enerji kaynağıdır. Çekirdeğin genişlemesi dış tabakaların çökmesine neden olur ve dış kısımdaki konveksiyon taşınım sona erer. Böylelikle ışıma gücü azalır. H-R diyagramında yıldız artık ikinci kez kırmızı dev kolunun (asimptotik dev kolu, AGB) başlangıcındadır.

$3-\alpha$ tepkimeleri sıcaklığa CNO tepkimelerinden daha bağımlı olduğundan enerji üretimi merkezde daha yoğundur. H kabuk halen yanmasını sürdürürken merkezde C miktarının artışıyla He kabuk oluşumu gerçekleşir ve artık C yakan bir merkez ve içeriden dışa doğru He ve H yakan kabuklar yer alır. Düşük ve orta kütleli yıldızlar için nükleosentez yolu ile element üretiminin son evresini temsil eden bu evrede (AGB evresi) gerek H ve He yanması ile gerekse Fe grubu elementleri üzerine yavaş nötron yakalama süreçleri üretilen elementler (slow neutron capturing process - s-process) yıldız fotosferine taşınırlar. AGB aşamasına gelene kadar belirli dönemlerde tekrarlayan He kabuk yanmalarından ötürü bu yıldızlar, yaşadıkları termal kararsızlıklık sebebiyle

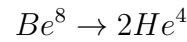
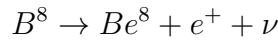
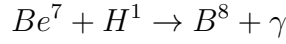
Fe den ağır tüm diğer elementler nötron yakalama reaksiyonu ile üretilirler. Yavaş nötron yakalama (Slow neutron capture) elementleri olarak geçen s-process elementleri, AGB aşamasında gerçekleşen 3. harmanlamayla birlikte yıldızın atmosferini zenginleştirir. Kabuk yanmalarıyla bir kaç yılda oluşan bu elementlerden bazıları; Sr (Strontium), Zr (Zirconium), Y (Yttrium), Ba (Barium), Ce (Cerium), La (Lanthanum), Nd (Neodymium) ve Pr (Praseodymium) dir.

- $$\begin{aligned} H^1 + H^1 &\rightarrow D^2 + e^+ + \nu \\ D^2 + H^1 &\rightarrow He^3 + \gamma \\ He^3 + He^3 &\rightarrow He^4 + H^1 + H^1 \end{aligned}$$

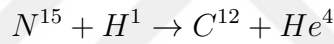
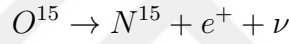
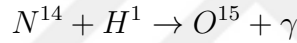
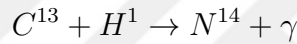
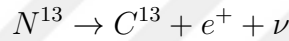
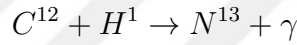
- PP II mekanizması;



- PP III mekanizması;



- CNO mekanizması;



1.1. Post-AGB Evrim Aşaması

Bir yıldızın anakol sonrası evrimi, yıldızın kütlesine göre farklılık gösterir. Post-AGB yıldızlarının başlangıç kütleleri $0.8-8M_{\odot}$ arasındadır. Nebula olmadan önceki son kütleleri ise $0.5M_{\odot}-0.8M_{\odot}$ arasındadır. AGB aşamasının devamı olan bu evrede yıldızın etkin sıcaklığı kısa sürede artar fakat yıldızı çevreleyen çevre zarfını fotoiyonize edemediği için gezegenimsi nebula döner (Miranda vd. 2014).

Gökadamızdaki Post-AGB yıldızları için Szczerbar vd. (2007) tarafından derlenen Torun kataloğu bu alandaki çalışmalar için sıklıkla başvuru olan güncel bir veri tabanıdır. Katalog, post-AGB yıldızlarını 3 sınıfa ayırır: Post-AGB benzeri (very likely post-AGB), Post-AGB aday yıldızları (candidate) ve sınıflandırılmamış Post-AGB yıldızları (disqualified). Birinci gruptaki yıldızların sayısı 326 olarak belirtilmiştir ve bu sınıfa ait alt gruplar takip eden şekilde listelenir.

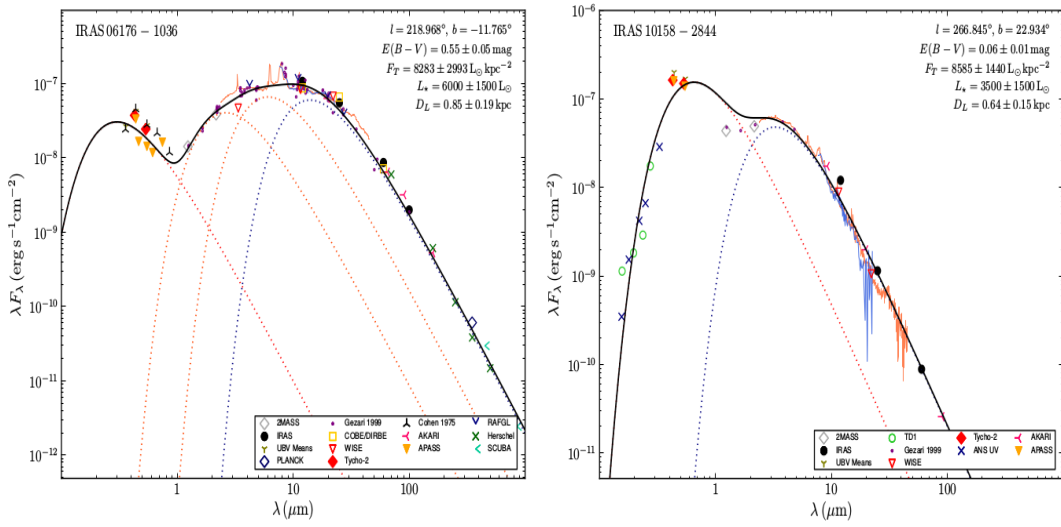
Çizelge 1.1. Torun kataloğunda Post-AGB benzeri kaynakların türleri ve sayıları

Yıldız Türü	Açık ifadesi	sayı
R CrB	(R CrB stars)	36
eHe	(extrem Helium stars)	36
refneb	(reflection nebulousity)	4
UU Her	(UU Her type stars)	13
RV Tau	(RV Tauri type stars)	99
LTP	(late thermal pulse objects)	2
IRASsel	(IRAS selected sources)	115
hot pAGB	(hot Post-AGB objects)	18
hglB	(high galactic latitude B type stars)	9
hglsg	(high galactic latitude super giant)	63
21 mikron	(21 micron emission sources)	12
IRexc	(Bright stars with infrared (IR) excess)	34

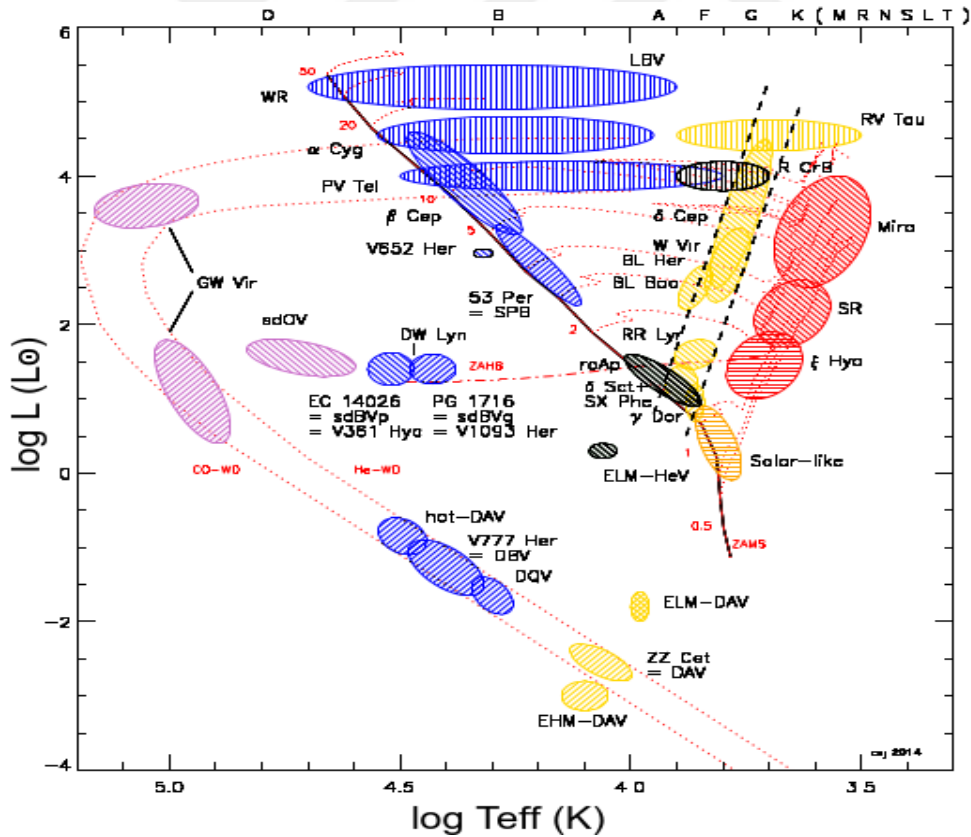
Kırmızı öte bölgede gerçekleştirilen çalışmalar, Post-AGB evrimindeki yıldızlar için yeni bir keşfi de beraberinde getirmiş ve bu alandaki çalışmaların sayısını arttırmıştır. Özellikle IRAS misyonu ile, H, J ve K bantlarında (12, 25, 60 μm) Post-AGB yıldızlarının kırmızı öte bölgede yayılım yapmakta oldukları keşfedilmiştir. Kırmızı öte yayılımının temel sebebi, AGB evresi sonrası yıldız etrafında biriken artık gaz ve toz yığınıdır. Yıldızı çevreleyen bu gaz ve toz, bazı yıldızlarda ince bir zarf/kabuk gibi, bazı yıldızlarda ise disk şeklinde yıldızı çepeçevre kuşatan bir yapı olarak görülmektedir. IRAS misyonu DENIS, 2MASS, UKIDSS, WISE, AKARI, Spitzer gibi yine kırmızı ötede faaliyet gösteren uydu projeleri ile nispeten geniş bir perspektif kazanmıştır. Örnek bir Post-AGB yıldızının karakteristiği, Şekil 1.2'deki gibi tayfsal enerji dağılımlarında (Spectral Energy Distribution, "SED") biri kırmızı ötede olacak şekilde 2 tepeye sahiptir (Vickers vd. 2015). Soğuk Post-AGB lerde açıkça görülen 2. tepe, sıcak Post-AGB lerde ya ayırt edilemez ya da mevcut değildir.

Post-AGB evresi, HR diyagramında B ve K tayf türüne kadar uzanan geniş bir yelpazeye sahiptir. Bu evredeki yıldızlar yaşlı yıldızlardır ve galaksimizin kimyasal geçmişine dair izler taşırlar. AGB evresinde iken yeterince kütle kaybı tecrübe eden bu yıldızlar, geniş ve kararsız bir atmosfere sahiptirler. Atmosferlerindeki bu kararsızlık, yıldızı kararsızlık kuşağına sürükler ve yıldızın ışıma gücünde değişime sebep olur. Kararsızlık kuşağı, Tip I ve Tip II Cepheid yıldızlarından bir çok değişen yıldız grubu içerir. Örneğin RR Lyr, W Wirgin, RV Tauri ve δ Scuti bu gruplar içerisinde yer alır. Şekil 1.3'de söz konusu bu kuşak yıldızlarının Jeffery vd. (2016) tarafından derlenmiş HR diyagramındaki konumları gösterilmektedir.

Gökadamızda, Mira Türü Değişenler ile Cepheid kararsızlık kuşağı arasında bir



Şekil 1.2. Post-AGB yıldızları için örnek tayfsal enerji dağılım (SED) grafikleri. Kırmızı ötedeki 2. tepe yıldızı çevreleyen gaz toz yığını temsil eder. Enerji dağılımını temsil eden eğriler gözlem noktalarına uydurulan Planck fonksiyonudur (Vickers vd. 2015)



Şekil 1.3. HR diyagramı. Zonklayan değişen yıldızlar tayf türüne göre renklendirilmiştir. RV Tau, Delta Cep, W Vir, BL Her, BL Boo, RR Lyra gibi Cepheid kararsızlık kuşağı yıldızları da içerilmiştir (sarı renk) (Jeffery vd. 2016)

bölgede yer alan Post-AGB türü RV Tauri yıldızları için GCVS¹ (General Catalogue of Variable Star) katalogunda listelenen sayı 154'tür. 30 ila 150 gün arasında değişen zonklama dönemlerine sahip bu yıldızlar fotometrik olarak da derin ve sığ minimumlar şekline kendini tekrarlayan karakteristik ışık eğrilerine sahiplerdir ² (Willson ve Templeton 2009). F, G, ve K tayf türünde olan bu yıldızlar, fotometrik olarak RVa ve RVb olmak üzere iki alt gurup altında sınıflandırılırken (Kukarkin 1958), tayfsal özellikleri çerçevesinde RVA, RVB, ve RVC olarak 3 alt guruba ayrılırlar (Preston 1963). RVA ve RVB türü RV Tau türü değişenler disk popülasyonuna ait (Rao ve Reddy 2005), RVC ler ise yüksek dikine hıza sahip, metalce fakir yıldızlardır (Joy 1952; Pollard ve Cottrell 1995; Pollard vd. 1996, 1997).

Literatürde bu yıldızlara dair ilk çalışmalar (mevcut literatür 1918'de başladığını işaret eder) ışıkölçüm temellidir. Süre gelen gözlemler sayesinde görünür parlaklıkları tabanında belirlenen değişim periyotları bir kesinlik kazanmıştır. Son zamanlarda bu yıldızlar üzerine yapılan çalışmalarda, bu yıldızların etraflarında bulundurdıkları gaz - tozun fiziksel ve kimyasal özelliklerinin anlaşılması amacıyla IR bölgede gerçekleştirilen tayfsal analizlerden yararlanılır. Bu sayede bu yıldızların fiziğinin anlaşılmasında etraflarında bulunan gaz-tozun etkisinin belirlenmesi hedeflenmektedir. Bunun yanı sıra literatürde optik bölgede gerçekleştirilen kimyasal bolluk analizleri temelli çalışmaların olması söz konusu bu yıldızların yapısına dair özelliklerin tespitindeki belirsizlikleride arttırmaktadır. Galaksimizin geçmişine dair izler taşıyan bu yaşlı yıldızlar için evrimsel durumlarına ilişkin belirsizlikler Galaktik kimyasal evrim modelleri açısından belirsizliklere neden olur. Söz konusu bu yıldızların kimyasal kompozisyonlarının tespitine yönelik her çalışma büyük bir önem arz etmektedir.

Post-AGB yıldızlara dair tayfsal çalışmalarda (Gonzalez vd. 1997; Giridhar vd. 2005; Kipper 2013; Mass vd. 2007; Rao vd. 2012) yıldızın C ve s-process element bolluklar incelenir. Nispeten metalce fakir ($[Fe/H] > -1.0$) Post-AGB olduğu düşünülen yıldızlar için bu elementlerin durumu (zengin veya fakir olması), yıldız evrim aşamasının tahmini için kullanılır. Dahası, gerçekleştirilen tayfsal analiz yöntemlerle elde edilen tüm element bollukları ile; yıldızın alan yıldızı ya da bir küme yıldızı olması gibi olasılıkların araştırılması, özellikle yaşlı yıldız olmalarından ötürü yıldızda yıldızlar arasındaki ortama ait izlerin araştırılması (ki bu geçmiş Galaktik kimyasal kompozisyon hakkında da bilgi veren bir araştırma niteliğinde), yıldızlardaki bolluk anomalisine sebep olan gaz-toz etkisinin ya da FIP etkisinin araştırılmasına olanak sağlar.

Değişen karakteristiklerinden ötürü kompleks bir yapıda olan bu yıldızların, Torun katalogundan ³ derlenen verilerine göre Galaksimizdeki konumları Şekil 3.4'de kırmızı

¹www.sai.msu.su/gcvs/gcvs/

²Işık eğrilerinin temel karakteristiği 2 minimum arası geçen sürede değişen derin ve sığ minimum gösterir

³<https://www.ncac.torun.pl/postagb>

renkle işaretlenmiştir. Toplamda 99 adet olarak rapor edilen bu yıldızlardan tez kapsamında 9'u için (AR Sgr, CE Vir, DF Cyg, DY Aql, HP Lyr, SS Gem, SZ Mon, TToph ve UZ Oph) bolluk analizleri gerçekleştirilmiş ve güncel atomik veri ve analiz yöntemleri ile elde edilen bu bolluklar tez kapsamında söz konusu yıldızlar için FIP etkisinin araştırılmasında kullanılmıştır.

Bu tez kapsamında incelenen yıldızların hemen hepsinde FIP etkisi ilk defa incelenmiş olup sonuçları tartışılmıştır. Bu bölümü takip eden 2. bölümde FIP etkisinin tarihçe sırasına göre oluşum teorisi, Güneş, Güneş benzeri ve evrimleşmiş yıldızlardaki FIP etkisinin davranışı literatürden derlenerek verilen bilgiler ışığında FIP etkisinin fiziki detaylı olarak aktarılmıştır. 3. bölümde FIP etkisinin incelenmesi için gerçekleştirilen bolluk analizi için kullanılan materyal ve metot ayrıntılı olarak açıklanmıştır. 4. bölümde ise her yıldız için ayrı başlıklar halinde elde edilen bulgular ve tartışma gerçekleştirilerek 5. bölümde genel sonuçlar paylaşılmıştır.

2. KAYNAK TARAMASI

2.1. Birinci İyonizasyon Potansiyeli Etkisi (FIP Etkisi)

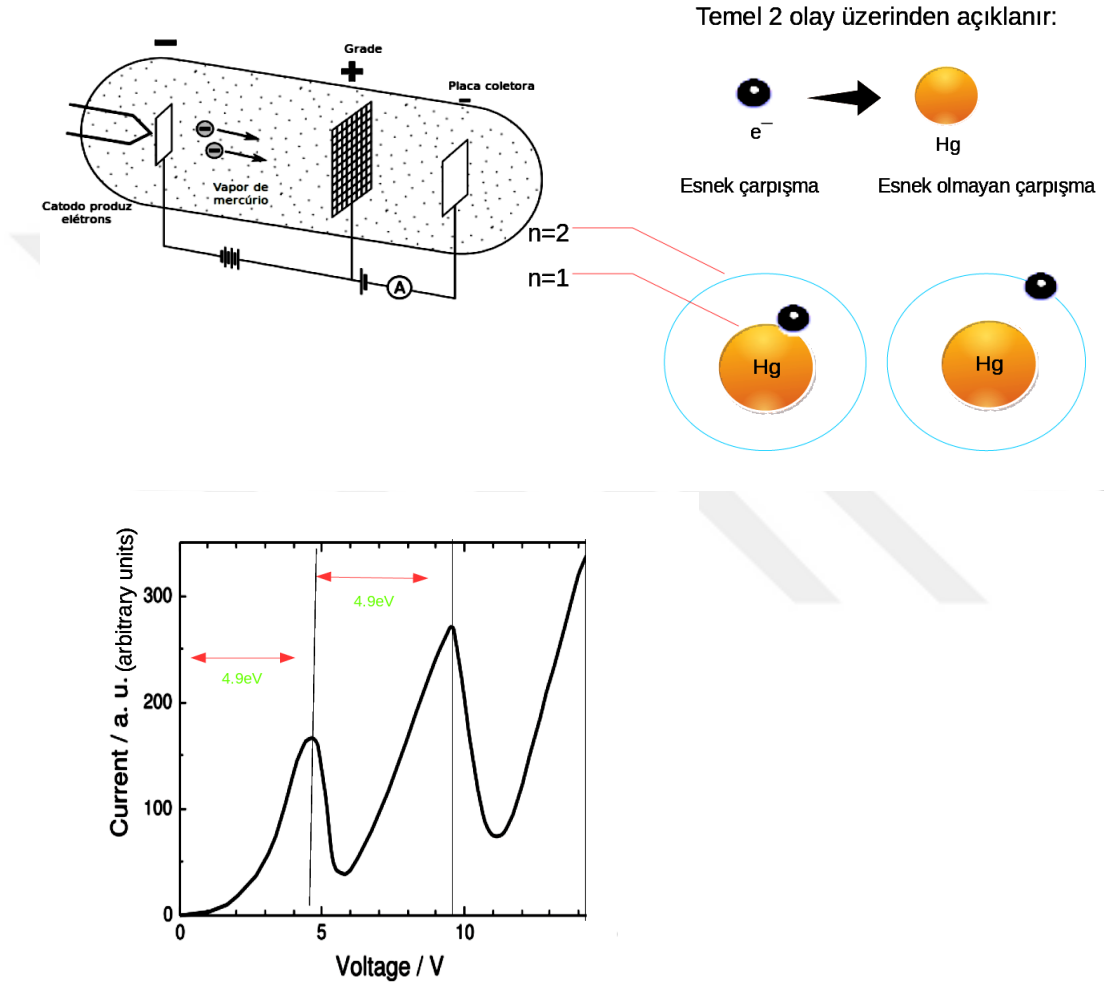
Kuantum mekaniğinin gelişimine öncülük eden Bohr atom modeli, alman fizikçiler James Franck ve Gustav Ludwig Hertz tarafından, 1914 yılında, atomların enerji seviyelerini (elektronların atom çekirdekleri etrafında kesintili enerji yörüngelerinde yer aldığı) deneysel olarak "Franck-Hertz deneyi" ile doğrulamışlardır. Söz konusu deney düzeneği Şekil 2.1'de (üst panel) verilmektedir. Burada, içi civa atomlarıyla dolu bir tüp içerisinde anot katot ve hızlandırıcı plak olmak üzere 3 elektrot bulunmaktadır. Ek olarak sisteme uygulanacak voltaj sonucu oluşacak akımı ölçmesi için devreye seri bağlı bir ampermetre bulunmaktadır. Uygulanan voltaja karşı akım grafiği Şekil 2.1'de (alt panel) gösterilmektedir. Bu grafikte tepe yükseltirler esnek olmayan çarpışmaları, çukurlar ise esnek çarpışmaları temsil eder. Grafikte 1. tepe için gerilim değeri 4.9 eV a karşılık gelmekte olup bize civa atomunun 1. uyarılma enerjisini, 2. tepe için grafikten okunan gerilim değeri ise 2. uyarılma enerjisini temsil etmektedir.

Buna göre uygulanan voltaj bir fotonun enerjisi olarakta düşünüldüğünde, fotonun enerjisi civa atomunun veya herhangi bir iyonun iyonlaşma enerjisinden (bağlanma enerjisi) büyük veya eşit ise atom iyonlaşır ve $1 e^-$ unu kaybeder. Bu enerji *birinci iyonizasyon potansiyeli* olarak (bundan sonra FIP olarak adlandırılacak) tanımlanır. Şekil 2.2 'de elementlerin FIP değerleri temsili bir periyodik tablo ile sunulmaktadır.

Bu örnek deneyden hareketle benzer bir anoloji ile Güneş'in atmosfer katmanları arasında (özellikle fotosfer ve korona) elde edilen element bolluklarının farklı olması, literatürde elementlerin birinci iyonizasyon potansiyelleri ile ilişkilendirilir. Öyle ki bu bolluk farkı, Güneş'in fotosferinde FIP değerleri 8 eV'dan küçük olan element (Mg, Si, Ca, Fe...) bolluklarının Güneş koronal bolluklarına göre daha az miktarda bulunması şeklinde tasvir edilir. ⁴ Mevcut literatürün bir kısmı, FIP etkisi olarak bilinen bu teoremin altındaki fizik çerçevesinde, Güneş'teki koronal ısınma problemi için çözüm ararken (Hénoux 1995; Laming 2004, 2009, 2015; Drake vd. 1995, 2003) diğer kısmı ise bu etkinin varlığını Güneş dışındaki yıldızlardaki varlığını ve etkisini araştırmaktadır (Geiss 1982; Gridhar vd. 2005; Rao ve Reddy 2005; Wood ve Linsky 2010; Wood vd. 2012; Kipper 2013).

Tayfin mor öte (150-3800 Å) ve X-ışın (0.1- 150 Å) bölgeleri, Güneş'in üst katmanlarının gözlemine olanak sağlar. Güneş'in koronal kimyası, söz konusu bu bölgelerden yapılan tayfsal analizlerle belirlenir. Yapılan bu analizler koronal element bolluklarının, fotosferik bolluklardan farklı olduğuna işaret etmektedir (Pottasch 1963). Öyle ki özellikle $FIP < 8 \text{ eV}$ olan elementler için (Mg, Si, Fe,...vb.) gözlenen bu bolluk farkının oluşumuna dair teoriler aynı zamanda FIP etkisinin fiziksel dayanağı hususunda

⁴Fotosfer ve korona bollukları arasında gözlenen bolluk farkı (BIAS), koronal bollukların tespit edildiği bölgeye göre (SW, SEP, GCRS) 2-4 kat fark arasında değişim gösterir.



Şekil 2.1. Frank-Hertz deney düzeneği (üst panel). Frank-Hertz deneyi sonucunda civa atomlarıyla dolu tüpe uygulanan voltaja karşı akım grafiği (alt panel)

Group 1/IA		Atomic number	First ionization potential V	Electron configuration
13.59		Name	Specific heat capacity Jg ⁻¹ K ⁻¹	Oxidation states
H		Relative atomic mass u	Electrical conductivity *10 ⁶ Ohm ⁻¹ cm ⁻¹	Phase 20 °C
5.392		Melting point °C	Thermal conductivity Wcm ⁻¹ K ⁻¹	Crystal structure 18/VIIA
5.392		Boiling point °C	Electronegativity Pauling	24.58
2/IIA		Density g/cm ³	Heat of fusion kJ/mol	He
5.392		Covalent radius *10 ⁻¹⁰ m	Heat of vaporization kJ/mol	8.298 11.26 14.53 13.61 17.42 21.56
Li		Atomic radius *10 ⁻¹⁰ m	Acid-base properties	B C N O F Ne
5.139		Atomic volume cm ³ /mol	Number of stable isotopes	5.986 8.151 10.48 10.36 12.96 15.75
Na				Al Si P S Cl Ar
4.341				5.999 7.899 9.810 9.752 11.81 13.99
K				Ca Ga Ge As Se Br Kr
4.177				5.695 6.380 6.840 6.880 7.099 7.280 7.370 7.460 8.340 7.576 8.993 5.786 7.344 8.641 9.009 10.45 12.13
Rb				Sr Y Zr Nb Mo Tc Ru Rh Pd Ag Cd In Sn Sb Te I Xe
3.894				5.212 5.580 6.650 7.890 7.980 7.880 8.700 9.100 9.000 9.225 10.43 6.108 7.416 7.289 8.420 10.74
Cs				Ba La Hf Ta W Re Os Ir Pt Au Hg Tl Pb Bi Po At Rn
5.279				5.170
Fr				
Lanthanides ->				
Actinides ->				

Şekil 2.2. Periyodik cetvel üzerinde elementlerin birinci iyonizasyon potansiyelleri, eV biriminde gösterilmektedir (Chemix kimya yazılımı ekran görüntüsü; <https://www.chemix-chemistry-software.com>)

da bilgi verecektir. Şekil 2.3'da içerilen temsili grafikte fotosferden koronaya kadar uzanan ve manyetik ilmeklerle taşınan elementler resmedilmiştir. Bu teoriye göre, Güneş atmosferinde manyetik alanlar tarafından tuzaklanan (FIP < 8 eV) elementler, ponderomotive kuvvetinin etkisi altında Alfvén dalgaları ile koronaya taşınır.

Hans Alfvén tarafından ilk kez tanımlanan Alfvén dalgası, tekdüze yapıda bir plazmanın varlığını gerektirir. Şekil 2.3 sağ panelde görüleceği üzere manyetik akı tüpü içerisinde plazma akışını sağlayan Alfvén dalgası boylamsal olarak yayılmaktadır ve bu yönü ile (p-mode) akustik dalgalar ile bir benzerlik gösterir. Ayrıca koronal güç tayflarında görülen güç artışının gerçekleştiği frekans aralığının, maksimum p-mode frekansı ile örtüşmesinde, Alfvén dalga oluşumunda p- mode etkisini vurgular niteliktedir. Buna ek olarak teorik modeller p-modlarının manyetik alan boyunca koronaya ulaşabileceğini ifade eder (Hansen ve Cally, 2012). Gaz basıncının ve manyetik basıncın yaklaşık olarak $\beta = 8\pi P_g/B^2 = 1$ olduğu bir alanda bir kanopi/geçiş var olacaktır. Kanopideki manyetik alan ile dalganın yayılım doğrultusu arasındaki açıya bağlı olarak bu dalgaların yavaş moddan hızlı mod manyeto-akustik dalgalara dönüşmesi olasıdır. Bu kanopinin/geçişin üzerindeki yavaş manyeto-akustik modların, üst kromosferdeki sıcaklık artışı nedeniyle hızlanacağı ve bir şok dalga oluşumuna neden olacağı beklense de, hızlı manyeto-akustik dalgalar, geçiş bölgesindeki Alfvén hızındaki gradyent nedeniyle geri yansıtılırlar. Dalga vektörünün, manyetik alan düzleme paralel olmaması durumunda, hızlı dalgaların Alfvén dalgasıyla bir kuplaj/birleşme durumu da söz konusudur. Kuplajın enerjisi, dalganın geçiş bölgesi boyunca hareket etmesini ve bir Alfvén dalgası olarak korona içlerine kadar yayılmasını sağlar. Ayrıca, koronada

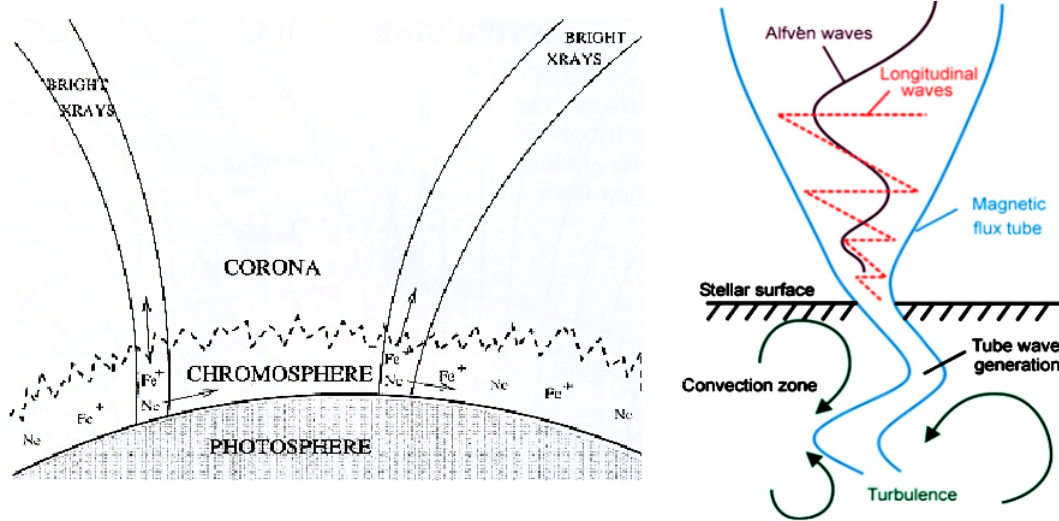
gözlenen Alfvénik hareketin enerjisinden p-modun ne kadarının koronal Alfvén dalgasına dönüştüğü de tahmin edilebilmektedir (Morton vd. 2015).

Yukarıda bahsi geçen Alfvén dalgalarının yayılım davranışları Wentzel-Kramers-Brillouin (WKB) yaklaşımına dayandırılmaktadır. Bu yaklaşımda dalgaboyunun, homojenliği bozan ölçek yükseklik skalasından daha kısa kabul edilmesiyle, yansıma ve yansımanın etkisinin ihmal edilmesi sağlanır. Bu yaklaşım Güneş kromosferini doğru bir şekilde temsil etmez. Bu yüzden MHD (Magneto Hydro Dynamic) denklemleri yardımıyla Alfvén dalga taşınım denklemi, Laming (2009) tarafından güncellenmiştir. Yeni Alfvén taşınım denklemi;

$$\frac{\partial I_{\pm}}{\partial t} + (u + V_A) \frac{\partial I_{\pm}}{\partial z} = (u + V_A) \left(\frac{\partial I_{\pm}}{4H_D} + \frac{\partial I_{\pm}}{2H_A} \right) \quad (2.1)$$

$I_{\pm} = \delta \mathbf{v} \pm \delta \mathbf{B} / \sqrt{4\pi\rho}$ ifadesi $\pm z$ doğrultusundaki dalganın yayılımı, V_A Alfvén hızı, $1/H_D = \partial \ln \rho / \partial z$, $1/H_A = \partial \ln V_A / \partial z$ şeklindedir.

FIP < 8 eV olan elementlerin, Güneş alt koronasında fotosfere göre sergiledikleri bolluk artışlarının Şekil 2.4’de Meyer (1985)’in Güneş rüzgarından (SW), Güneş kaynaklı enerjetik parçacıkların (SEP) ortalama element bollukları Galaktik kozmik ışınlardan (GCRS) ve koronal bollukların fotosferik bolluklara oranı terminolojisinde bir tasviri yer almaktadır. Buna göre SW ve SEP bollukları FIP teorisini destekler bir davranış sergilemektedir. SW’de elementlerin ortalama bolluklarının fotosferden 4 kat farklı olması Güneş aktivitesinin dönemsel/ çevrimsel çevrimsel karakteriyle ilişkilendirir.



Şekil 2.3. Sol panel, yıldız atmosfer katmanlarını ve fotosferden koronaya uzanan manyetik ilmekler göstermektedir. Sağ panel, bir manyetik ilmek boyunca ilerleyen Alfvén dalga hareketini gösterir

Bu duruma başka bir örnek çalışmada Feldman (1992) tarafından gerçekleştirilmiştir. Feldman, Güneş’in koronal delik ve sessiz bölge analizlerinden aldığı sonuçlar ışığında

Ne ve Mg elementleri için element bolluk oranını (Ne/Mg) fotosferik bolluk oranı ile karşılaştırır. Koronal delikteki Mg için bolluk miktarı ile karşılaştırıldığında 2.5 kat daha fazladır. Sessiz bölge ise bu artış miktarı yaklaşık 2 kat olarak tespit edilmiştir.⁵ Hénoux (1995), bolluklarda gözlenen bu değişimlerin temel sebebinin dalga- parçacık etkileşimi olduğunu ifade eder. Ayrıca Güneş atımlarında (flare) (çevrimin maksimum zamanları) ivmelenen parçacıklar için temsili element bolluklarının, ivmelenme süreçleri tarafından değiştirilebileceğini ve ilave olarak koronada ³He ve ağır element bolluklarında bir artış gözlenebileceğini not eder.

Güneş gibi yıldızlarda FIP etkisi, elementleri 2 gruba ayırır: FIP $\lesssim 8$ olan elementler⁶; nötral, düşük FIP (low-FIP), FIP $\gtrsim 8$ olan elementler; iyon, yüksek FIP (high-FIP) elementleridir. Geiss (1982), söz konusu bu ayrışımı güçlü sıcaklık gradyentinde parçacık difüzyon modeline dayandırmışken güncel modeller bu durumu iyon-nötral ayrışımı (separation) şeklinde değerlendirmektedir. Yani ayrışım, manyetik alan içerisinde parçacığa etkiyen kuvvetlerin etkisiyle gerçekleşmektedir.

Laming vd. (1995), UV ve X-ray bölgesinde, Güneş'in kromosferine ait salma tayfı üzerinden gerçekleştirmiş olduğu bolluk analizleri, Log T ≈ 6.0 'da low ve high-FIP elementlerin sergilemiş oldukları bolluk değerleri çerçevesinde bir ayrışım gösterdiklerini ifade etmektedir. Çalışmada Arnaud ve Rothenflug (1985) Fe iyonizasyon dengesine göre elde edilen bu ayrışım Şekil 2.5 de gösterilmektedir.

İyon ve nötral element ayrışımı için gerek termal difüzyon modeli ve gerekse ayrışım modeline ilişkin detaylar ana hatları ile takip eden bölümlerde gösterilmektedir.

Termal difüzyon modeli

Meyer (1985), ayrışımın modellenmesi amacıyla Geiss (1982) tarafından öngörülen difüzyon yaklaşımı ile elektrik ve manyetik alanın etkisiyle oluşan ambipolar difüzyon (Veck ve Parkinson 1981) yaklaşımının bir sentezini kullanır. Bu alternatif modele göre ayrışım, yıldız atmosferinde sıcaklık gradyentinin maksimum olduğu kromosfer ve korona arasında bulunan geçiş bölgesinde gerçekleşmektedir. Söz konusu bölgedeki sıcaklık gradyenti, Şekil 2.6'de gösterildiği üzere yaklaşık yıldız yüzeyinden 2100 km uzaklıkta ve 17 000 °K civarında gerçekleşir.

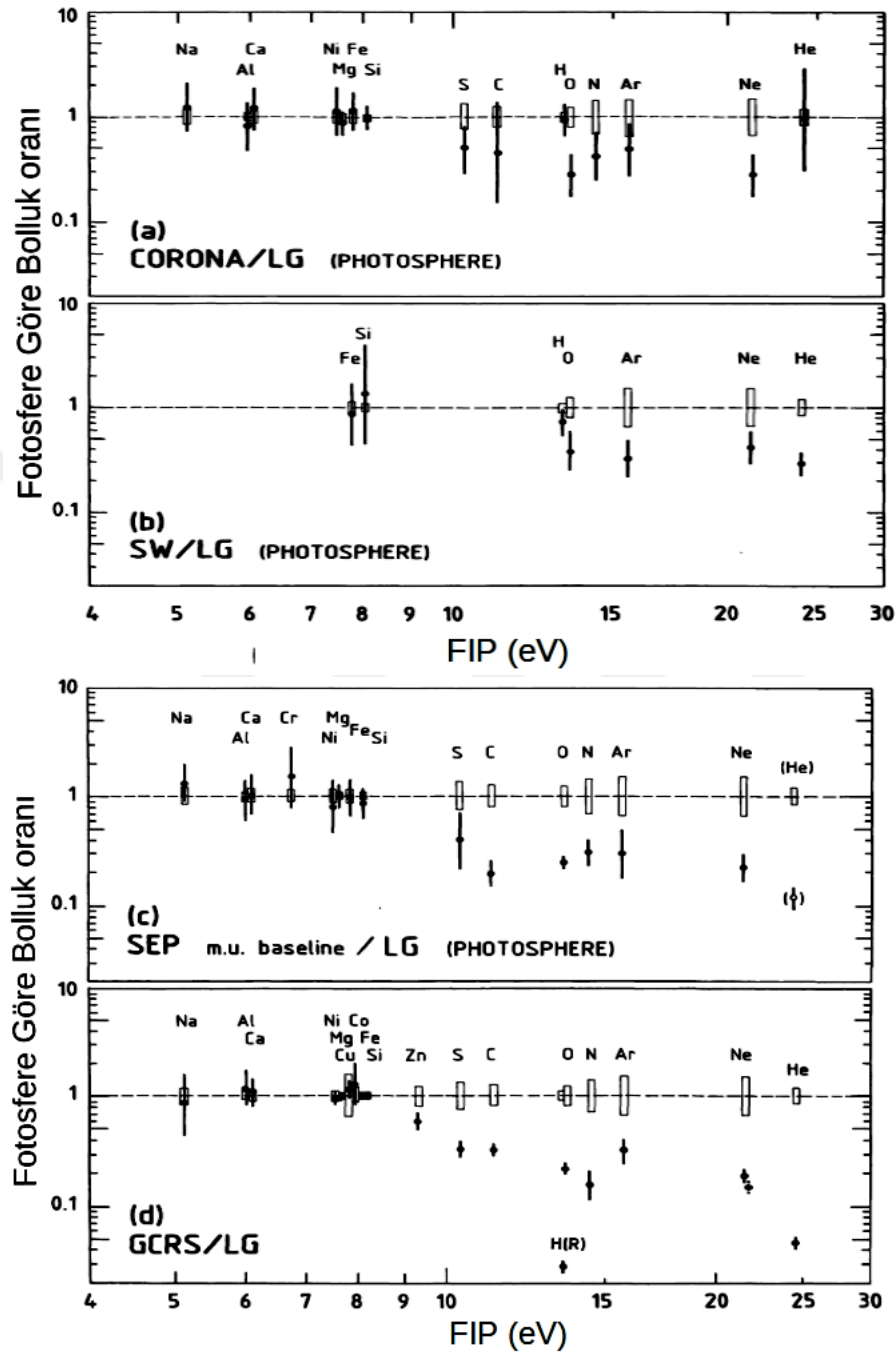
Drake (2003) çalışmasında, Güneş modeli üzerinden tayfsal olarak H, Fe, Mg ve Ne elementlerine ait iyonların elektrik alan içerisindeki hareketlerini incelemiştir⁷. Söz konusu kuvvetler; termal difüzyon kuvveti (2.2), çekim kuvveti (2.3), ambipolar difüzyon kuvveti (2.4) ve sürtünme kuvvetidir (2.5)⁸. Bu kuvvetleri temsil eden

⁵Ne_{FIP}= 21.56 eV, Mg_{FIP}= 7.64 eV

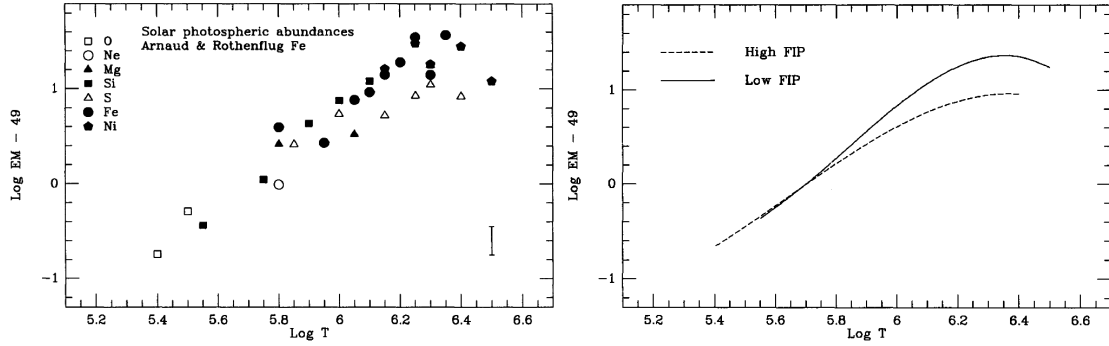
⁶Bazı kaynaklarda 10 eV olarak kabul edilir.

⁷Fotosferden koronaya geçişte ve koronada tüm parçacıklara etkiyen kuvvetler

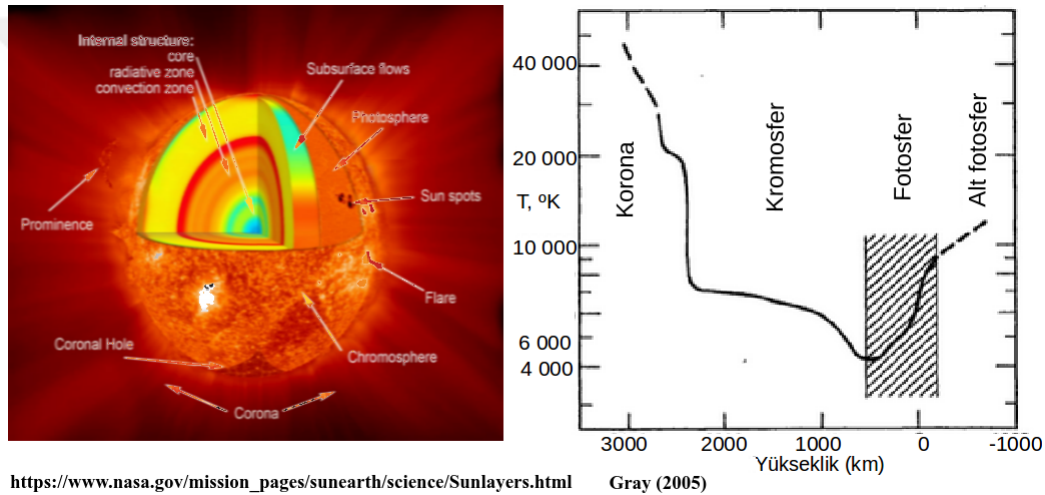
⁸Ambipolar difüzyon, termal difüzyonla çekim kuvvetinin yarattığı bir etki olarak bilinir.



Şekil 2.4. Meyer (1985) tarafından elde edilmiş Güneş bollukları: Güneş'in farklı bölgeleri için (CORONA, SW, SEP, GCRS) elde edilen bollukların fotosferik bolluklara (LG) oranını (içi dolu daire) ve normalizasyon (koronal ve fotosferik bollukların dengede olma durumu) sınırını gösterir değerler (dikdörtgen kutu sembolü ile) grafike edilmiştir



Şekil 2.5. Arnaud ve Rothenflug (1985) tarafından Güneş için rapor edilmiş fotosferik bolluklar. İçi dolu semboller düşük FIP elementlerini, içi boş semboller ise yüksek FIP elementleri için olan bolluk ölçümelerini temsil etmektedir (sol panel). % 30 hata ile temsil edilen bolluklar kübik spline bir fonksiyon ile fit edilmiştir (sağ panel) (Laming vd. 1995)



https://www.nasa.gov/mission_pages/sunearth/science/Sunlayers.html

Gray (2005)

Şekil 2.6. Güneş atmosfer katmanlarını gösterir (Sol panel). Sağ panel, katmanların yıldız yüzeyinden olan uzaklığına göre sıcaklık değişimlerini göstermektedir

matematiksel eşitlikler :

Termal difüzyon denklemi ;

$$-\frac{6\nu_{ei}\mu_{ei}\rho_i}{5kT\rho_e}\kappa_e T^{2.5} \frac{dT}{ds} \quad (2.2)$$

Çekim kuvveti;

$$m_i g \quad (2.3)$$

Ambipolar difüzyon;

$$\nabla^2 \varphi = -\frac{e}{\kappa_e} (n_i - n_e) \quad (2.4)$$

Sürtünme kuvveti;

$$m_i \nu_i \delta u_i \quad (2.5)$$

indislerdeki e ve i sırasıyla elektron ve iyonu temsil etmek üzere; m parçacık kütlesi, μ indirgenmiş kütle, g koronal yapı (örn. loop) içerisindeki manyetik alana paralel çekim

ivmesinin bileşenini, s manyetik alan boyunca uzaklığı, ρ türün (maddenin) yoğunluğunu, ν çarpışma frekansını, κ_e termal iletkenlik katsayısını, u akış hızını, n elektron sayı yoğunluğunu, φ elektriksel potansiyeli, k Boltzmann sabitini ve T ise sıcaklığı göstermektedir.

Yukarıdaki denklemler göz önüne alındığında parçacık üzerine etkiyen kuvvetler arasında en etkili olan termal difüzyon ve çekim kuvvetleridir. Şekil 2.7’de bu kuvvetlerin, atmosfer katmanının merkezden uzaklığı ve sıcaklık parametresiyle ilişkisi incelenmektedir. Buna göre çalışmada belirtilen elementlerin (H, Fe, Mg, Ne) geçiş bölgesinde, termal kuvvetin etkisi altında olduğu görülmektedir ⁹. Fakat fotosfere yaklaştıkça çekim kuvvetinin etkisinin artmış olduğu görülür. Bu yüzden low-FIP elementlerin (Fe ve Mg) fotosferden koronaya taşınması termal ve ambipolar difüzyonla gerçekleşmez. Dolayısıyla termal difüzyon, FIP ayrışımı için etkin bir mekanizma olarak kabul edilemez.

İyon-nötral ayrışım modelleri

FIP ayrışım modelleri iki denklem üzerinde temellendirilmiştir: ilki, parçacık yoğunluğunun zamanla değişimini denetleme görevini üstlenen süreklilik denklemi (2.6), ikincisi parçacıkların hız dağılımını denetlemekten sorumlu momentum denge denklemdir (2.7 ve 2.8). 1D Süreklilik denklemi;

$$\frac{\partial}{\partial t}n_j + \nabla \cdot (n_j \mathbf{u}_j) = \frac{\delta}{\delta t}n_j \quad (2.6)$$

Nötral (j^o) ve iyonize (j^+) parçacık için momentum denge denklemi aşağıdaki şekilde verilir

$$\left(\frac{\partial}{\partial t} + (\mathbf{u}_{j^o} \cdot \nabla)\right) \mathbf{u}_{j^o} = -\frac{1}{m_j n_{j^o}} \nabla p_{j^o} + \mathbf{g} - \sum_k \nu_{j^o k} (\mathbf{u}_{j^o} - \mathbf{u}_k) \quad (2.7)$$

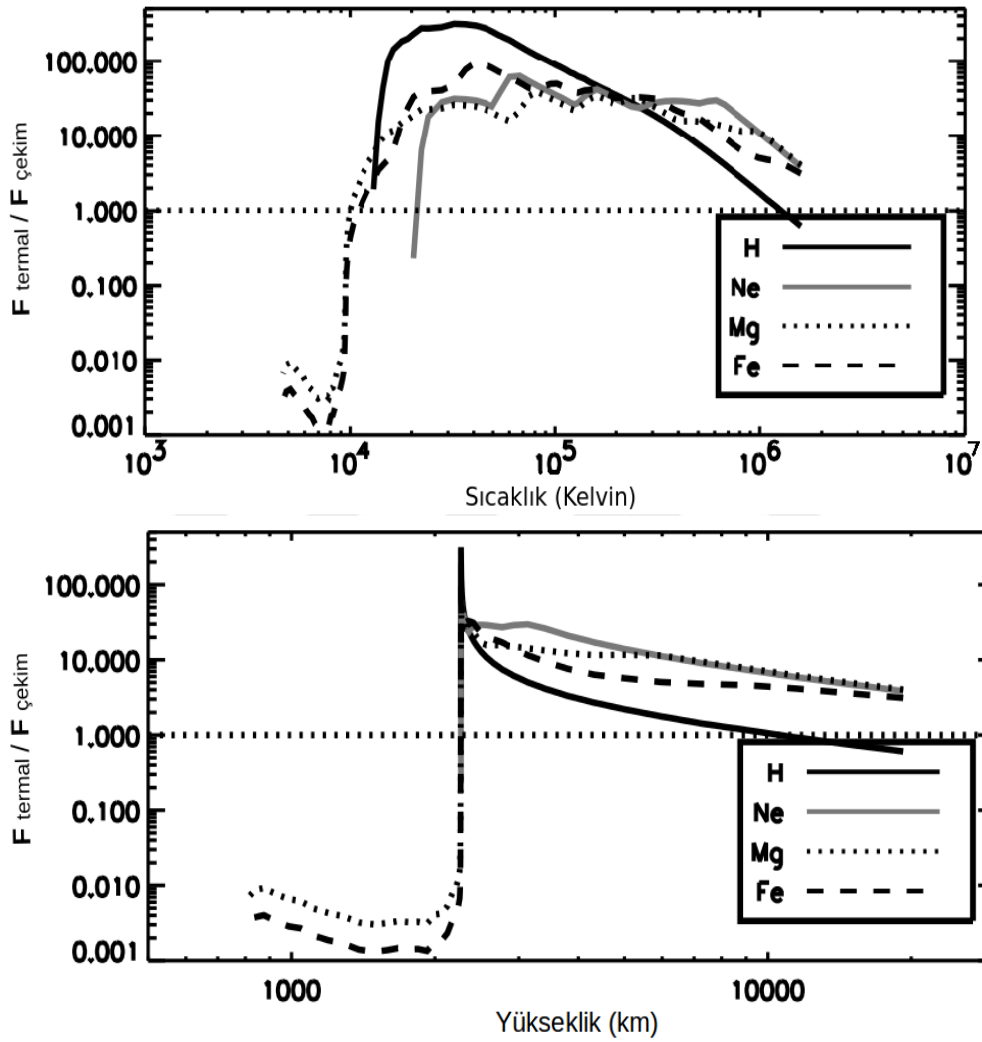
$$\left(\frac{\partial}{\partial t} + (\mathbf{u}_{j^+} \cdot \nabla)\right) \mathbf{u}_{j^+} = -\frac{1}{m_j n_{j^+}} \nabla p_{j^+} + \frac{e}{m_j} (\mathbf{E} + \mathbf{u}_{j^+} \times \mathbf{B}) + \mathbf{g} - \sum_k \nu_{j^+ k} (\mathbf{u}_{j^+} - \mathbf{u}_k) \quad (2.8)$$

Eşitlikte $\mathbf{g}$ çekim kuvveti vektörünü, p_j elementin kısmi basıncını, $\mathbf{B}$ ve $\mathbf{E}$ manyetik ve elektrik alan kuvvet vektörlerini, n_j parçacık sayı yoğunluğunu, u_j parçacık hızını, t zamanı, m_j parçacık kütesini, k iyonun türü, $\mathbf{u}_k$ H parçacıklarının hızını ve ν_j ise frekansı göstermektedir.

Manyetik alanın oluştuktan sonra iyonları yönlendirme dışında başka bir etkin rolü olmadığı durumda geliştirilen FIP ayrışım modellerinde (Marsch vd. 1995; Peter 1996; Wang 1996) minor türlerin¹⁰ manyetik alan boyunca difüzyonu gerçekleşir. Üst

⁹Mg ve Fe low-FIP, H ve Ne High-FIP elementlerdendir.

¹⁰H ve He dışında C, N, O, Ne, Si, S ve Ar elementlerini kapsar



Şekil 2.7. VALC modelleri kullanılarak H, Ne, Mg ve Fe elementlerinde sıcaklığa göre termal ve çekim kuvvetinin etkisi (üst panel), yüksekliğe göre termal ve çekim kuvvetlerinin etkisi alt panelde betimlenmektedir (Drake 2003)

katmanlarda iyonize j elementin, temel elemente k (genelde H elementi olur) göre oranı için nötral elementten ayrışım oranı (fractionation) $f_{j,k}$ ise, sırasıyla j ve k parçacıkları için n_j ve n_k sayı yoğunlukları olmak üzere;

$$f_{j,k} = \frac{n_j^+ / n_k^+}{(n_j^0 + n_j^+) / (n_k^0 + n_k^+)}$$

şeklinde verilir. Eşitliğin pay kısmı atmosferin üst katmanlarını, paydası ise alt katman için sayı yoğunluklarını temsil eder. 1D difüzyon modelinde tüm iyonize olmuş elementlerin hızları eşittir ($u_j^+ = u_k^+$). Böylece alt atmosferde iyon-nötral ayrışımı yalnızca hız oranlarına bağlıdır (Hénoux 1998).;

$$(f_{j,k} = \frac{u_j}{u_k})$$

Peter ve Marsch modelleri zamanın sabit olduğunu varsayar. Bu, elementlerin tek bir değişen s koordinatı boyunca akış hızının ses altı (subsonic) olduğunu gösterir. Böylece süreklilik denkleminde yalnızca iyonizasyon süreçleri, momentum denge denkleminde ise minor elementlerin proton veya H atomuyla çarpışmaları gözönüne alınır. Söz konusu modellerde difüzyon, kromosferik sıcaklık ve yoğunluk ($T = 10^4$ °K ve $N_H = 10^{16} m^{-3}$) değerlerinde gerçekleşir. Kromosfer seviyesinde minor elementler nötral H atomu veya protonla çarpışır, tüm iyonlar Güneş rüzgarları tarafından kromosferin üst kısımlarına taşınır. Manyetik alanın iyonları yönlendirmesinden başka rolü olmayan bir diğer model (Wang 1996) zaman bağımlı ayrışım modelidir. Burada zaman bağımlı süreklilik denklemi (iyon ve nötral için) momentum denklemiyle birlikte minor elementler için çözülür. Bu model kromosfer tabanında bir enerji birikimini gerektirir ve protonlar için yukarı yönlü olan bir harekete işaret eder. Fakat bu modelde enerji, üst atmosferi tamamen iyonlaştırmaz, kromosferin altında biriktirir ve tüm ürünlerin protonlardan ayrışımı gerçekleşmez.

FIP ayrışımı için manyetik alanın rol aldığı modellerde (Von Steiger ve Geiss 1989; Hénoux ve Somov 1997), manyetik alan çizgileri boyunca hareket eden nötral ve iyonize parçacıkların sürtünme hızları arasındaki fark da önemlidir. Bu hız farkının sebebi, nispeten düşük yoğunluklu bir ortamda, iyon-nötral çarpışma frekansının iyon (gyro-) frekansından küçük olması veya manyetik alan şiddetinin görece olarak yüksek olmasındandır. Von Steiger ve Geiss (1989) değişmeyen, homojen bir manyetik alanda zaman bağımlı bir FIP ayrışım mekanizması öngörmüşler ve çalışmalarında, manyetik alanın düşey bileşenini dikkate alarak elementlerin popülasyonunu, süreklilik ve momentum denge denkleminin çözümü yardımıyla belirlemişlerdir. Sabit bir manyetik alan için iyon-nötral ayrışımının, Güneş kromosferinde çekim ve/veya basınç gradyenti altında gerçekleştiği düşünülür. Bu durumda plazma yoğunluğu ve manyetik alan şiddeti iyon (gyro-) frekansı iyon-nötral çarpışma frekansını aşacak şekilde seçilirse iyonlar kuvvet çizgileri etrafında sabit kalırken, nötral elementlerin alan çizgileri boyunca taşındıkları görülür. t zamanında j elementinin kalınlığı $2r_0$ olan katmanda¹¹ Si'a göre

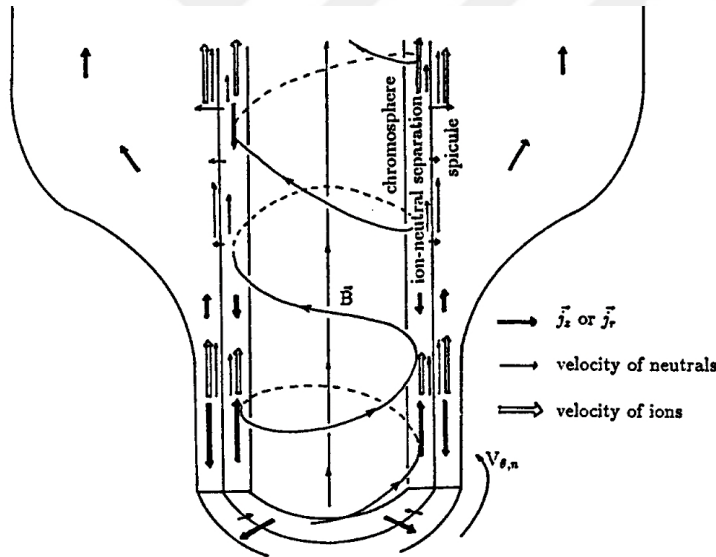
¹¹ $2r_0$, minor elementler $t=0$ anında manyetik alana paralel olarak dağılım gösterdikleri katmanın

görelî zenginleşmesi veya fakirleşmesi, $(f_t(j))$;

$$f_t(j) = \frac{[j](t)/[Si](t)}{[j](0)/[Si](0)} \quad ; \quad [j](t) = \int_0^{r_0} \sum_i n_{ji}(r, t)$$

ifadesiyle belirlenir.

$[j](t)$ kalınlığı $2r_0$ olan katmanda j elementinin tüm durumlarını içeren yoğunluk integrasyonudur. Bu model, süreklilik denklemlerinde, yalnızca atom ve iyonların temel durumlarını, fotoiyonizasyon durumunu ve rekombinasyonu (tekrar birleşim) dikkate alır. Fakat atomların diğer geçişlerinde sağlayacağı katkı göz ardı edilmemelidir. Düşey manyetik alan tabanında, manyetik akı tüpü içerisinde iyon-nötral ayrışım modeli Hénoux ve Somov (1997) tarafından önerilmiştir. Bu model fotosferden koronaya bolluk değişimini sayısal olarak belirleyemez, fakat kapalı yada açık yapıların oluşumunu, yüksek sıcaklarda iyonizasyon durumunu ve low-FIP ile high-FIP elementler için bolluk oranlarını öngörür. Manyetik alan çizgileri boyunca güçlü basınç gradyenti, elektrik akımının dolandığı manyetik akı tüplerinde mevcuttur. Şekil 2.8'de Hénoux ve Somov modelinin öngördüğü ayrışım modeli için bir akı tüpünün kesiti resmedilmektedir.

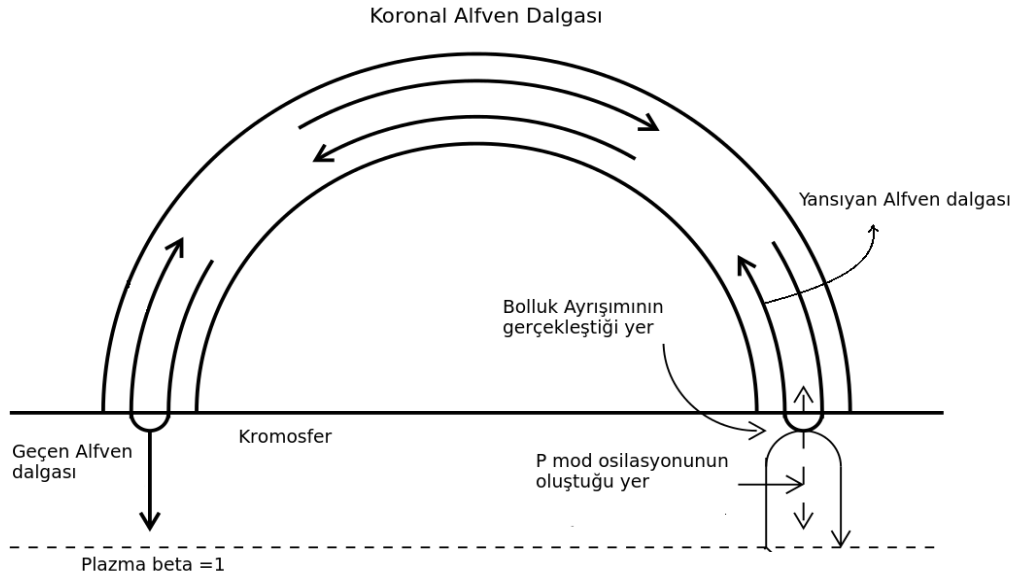


Şekil 2.8. Manyetik alanın etkisiyle iyon-nötral ayrışımında Hénoux-Somov modelinde öngörülen manyetik akı tüpünün ara kesiti (Hénoux ve Somov 1998)

Akı tüpü modelinde, kısmen iyonize edilmiş fotosferik plazmanın azimut hareketi, akı tüplerinin sınırında, zıt yönlerde akan bir akım sistemi oluşturur. Böylece alanın azimutal bileşeni büyük uzaklık değerlerinde kaybolduğu gözlenir. Bu sonuç alan çizgilerinin plazmada dondurulmuş olduğu, tamamen iyonize bir atmosferde görülür. Akım sistemi ve manyetik alanın azimutal bileşeni, akım sisteminin içindeki basıncı kalınlığıdır. Dağılım Gaussian bir dağılım olup sayı yoğunluğu ve parçacık hızlarıyla ilişkilidir.

sıkıştırma etkisi (pinch effect) ile içe doğru artan bir radyal kuvvet ($B_0 j_z$) oluşturur. Bu sıkıştırma etkisi kromosferden fotosfere kadar mevcut ve her 2 bölgede de bir farklılık gösterir. Fotosferik seviyede çarpışan iyon-nötral çiftleri alan çizgilerini geçemez. Böylece yoğunluğun yükseklikle eksponansiyel azalması iyon ve nötrallerin dışa doğru radyal hızları arasındaki farkı arttırarak sürtünme kuvvetini de arttırmış olacaktır. Akı tüpündeki manyetik alanlar ve akım yoğunlukları, $10^{13} m^{-3}$ 'den düşük H yoğunluklarında, çarpışan iyon-nötral çiftinin kuvvet çizgilerini geçmesine izin verir.

Hénoux modelindeki yaklaşımla ortak bir düşüncede olan Schwadron vd. (1999), FIP mekanizmasını kütleden bağımsız olarak, fotosferden koronaya kadar koronal ilmeklerin fotosfere bağlanan noktalardan (footpoint) uzanan Alfvén dalgalarıyla taşındığını ön görmüştür. Bu düşünceden yola çıkarak Laming (2004), iyonize olmuş düşük FIP (< 8 eV) elementlerin taşınımının, koronal ilmekler içerisinde, yansıyan Alfvén dalgalarının oluşumuna sebep olduğu düşünülen ponderomotive kuvvetin etkisiyle gerçekleşeceğini savunur. Bu FIP ayrışımı için kabul görülen son model/ mekanizmadır. Şekil 2.9 'de ayrışımın gerçekleştiği fotosferden koronaya uzanan ilmek yapısının (loop) kesiti ve Alfvén dalga hareketi betimlenmiştir.



Şekil 2.9. Kromosfer ve Korona sınırındaki Koronal ilmek (loop) içerisinde Alfvén dalgasının hareketi (Laming 2015)

Burada yansıyan Alfvén dalgalarının oluşturduğu ponderomotive kuvvet P-mod osilasyonun da etkisiyle iyonları koronaya taşır. Bu sayede gerçekleşen element ayrışımı için teorik hesaplar ve yaklaşımlar, Schwadron vd. (1999) tarafından gerçekleştirilmiştir. Nötral elementlerin ve iyonların hareketinde, arkaplanda yer alan proton ve Hidrojenin akış hızı (u) gözönüne alınır. Çekim kuvvetinden daha düşük olduğu için ambipolar difüzyon ihmal edilir. Bunun üzerine $\rho_{si} a$ ponderomotive kuvvet olmak üzere, iyon ve

nötraller için verilen momentum denklemleri aşağıdaki gibi şekillenir;

$$\frac{\partial P_{si}}{\partial z} = -\rho_{si}g - \rho_{si}\nu_{si}(u_{si} - u) + \rho_{si}a \quad (2.9)$$

$$\frac{\partial P_{sn}}{\partial z} = -\rho_{sn}g - \rho_{sn}\nu_{sn}(u_{sn} - u) \quad (2.10)$$

P_{si} ve P_{sn} s elementinin nötralleri ve iyonlarının kısmi basıncı, ρ_{si} ve ρ_{sn} yoğunlukları, ν_{si} ve ν_{sn} çevre gazın (Hidrojen ve protonların bulunduğu gaz) çarpışma oranları, u_{si} ve u_{sn} akış hızları, g çekim ivmesini, a ponderomotive ivmesini temsil eder. (2.9) ve (2.10) denklemleri $\nu_{si}\partial P_{si}/\partial z + \nu_{sn}\partial P_{sn}/\partial z$ şeklinde birleştirildiğinde ;

$$\frac{\partial P_s}{\partial z} = -\rho_s g - \nu_{eff}\rho_s(u_s - u) + \frac{\partial \xi_s}{\partial z} \frac{\rho_s v_s^2}{2} \frac{\nu_{si} - \nu_{sn}}{(1 - \xi_s)\nu_{si} + \xi_s\nu_{sn}} \quad (2.11)$$

İyonizasyon oranı cinsinden momentum denklemi ifade edilir. $\nu_{eff} = \nu_{si}\nu_{sn}/\xi_s\nu_{sn} + (1 + \xi_s)\nu_{si}$ ve ξ_s , s elementinin iyonizasyon oranıdır. Seçilen elementlerin yüksekliğe göre iyonizasyon oranları Avrett ve Loeser (2008) tarafından, teorik olarak oluşturulan kromosferik modeller üzerinden FIP'nin manyetik alan bağımlılığı başlığı altında ayrıca incelenmiştir.

FIP – manyetik alan ilişkisinin incelenmesi aşamasında doğrusal olmayan bir yapı sergileyen ponderomotive kuvvet ayrışım sürecinin gerçekleşmesi aşamasında önemli bir rol üstlenir. Ponderomotive kuvvet adını latince ağır ve motor anlamına gelen "pondus" ve "motor" dan almıştır (Lundin ve Guglielmi 2006). Lorentz kuvvetleri altında incelenen bu karmaşık hareketin dinamiği, dönem osilasyonlarının ortalaması alınarak ve ponderomotive kuvvet tarafından tarif edilen şekilde basitleştirilir. Bu kuvvet homojen olmayan plazmada dalga yansımalarının etkisinden doğabilir. Böyle bir ortamda gaz basıncının manyetik basınçla ilişkisini yansıtan $\beta = 8\pi P_g/B^2 = 1$ ifadesi kromosfer üst sınırını temsil eder. Manyetik olmayan plazmada dalga yansıma indexi $\sqrt{\epsilon}$, olarak verilir. $\epsilon = 1 - (\omega_p^2/\omega^2)$ için, burada ω_p plazma frekansı, ω dalganın frekansını temsil eder. Manyetik plazmada, lineer polarize enine yayılan dalgalar için Ω iyon siklotron frekansı olmak üzere, $\epsilon = 1 - (\omega_p^2/(\omega^2 - \Omega^2))$ şeklindedir. Böylece $\omega \ll \Omega$ olduğunda dalgalar yüksek yoğunluklu bölgelerde yansır ve plazma, yüksek dalga enerji yoğunluğunun olduğu bölgelere doğru ilerler¹².

Yüksek kırılma indeksinin olduğu plazma bölgelerinde artan dalga basıncı, iyonları plazmada daha düşük yansıma indeksine sahip bölgelere doğru iten bir kuvvet oluşturur. Bu durum, düşük frekanslı dalgaların iyonları düşük yoğunluklu bölgelere itmesine sebep olur. Diğer bir deyişle düşük frekanslı dalgaların iyonları yerçekimine bağlı olarak katmanlaşan bir ortama (yukarı doğru) ittiği ve yüksek frekanslı dalgaların iyonları yüksek yoğunluklu bölgelere doğru yani merkeze (aşağı doğru) ittiği anlamına gelir. İyonların yukarı yönlü hareketinde (FIP etkisi) ponderomotive kuvvete ek olarak kütlenin rolü vardır, fakat iyonların aşağı yönlü hareketi (Ters FIP etkisi) kütleden

¹²Bu bölgelerde ayrıca dalgaların enerjisi ve momentumu büyüktür

bağımsızdır.

Aşağı veya yukarı doğrultudaki ponderomotive kuvvet ¹³aşağıdaki gibi verilir;

$$F = \frac{q^2}{4m(\Omega^2 - \omega^2)} \frac{\partial \delta E_{\perp}^2}{\partial z} \quad (2.12)$$

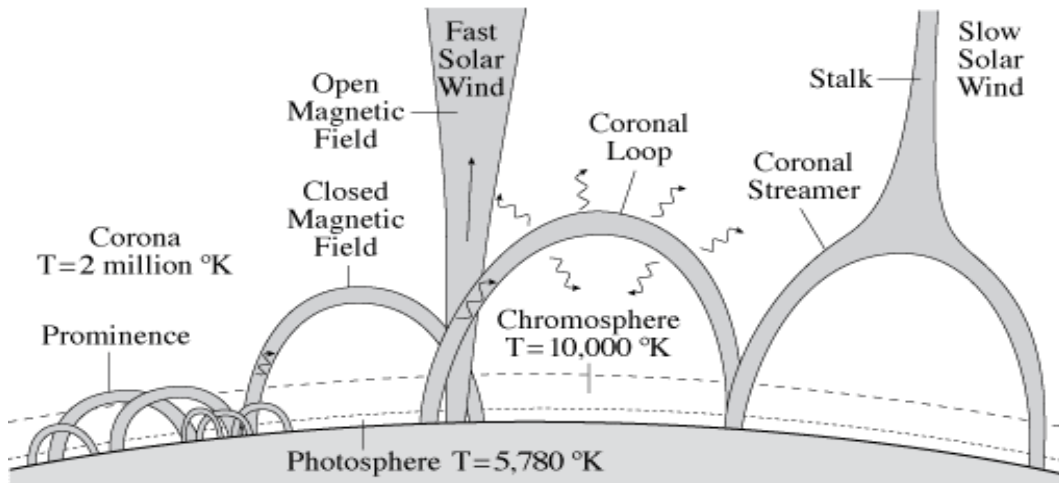
Burada Ω , parçacığın siklotron frekansı, ω , Alfvén dalgasının frekansı, q, m sırasıyla parçacığın yükü ve kütlesi, z ilmek uzunluğu, $E_{\perp}$ ise dik manyetik alan dalgasıdır ¹⁴. $\omega \ll \Omega$ olduğunda ponderomotive kuvvetin ifadesi;

$$F = \frac{\partial}{\partial z} \left(\frac{q^2 \delta E_{\perp}^2}{4m\Omega^2} \right) = \frac{mc^2}{4} \frac{\partial}{\partial z} \left(\frac{\delta E_{\perp}^2}{\mathbf{B}^2} \right) \quad (2.13)$$

şeklinde verilir.

Manyetik alan bağılılığı

Yıldız yüzeyinde oluşup koronaya uzanan, manyetik alanla ilişkili fiziksel süreçler çerçevesinde gerçekleşen madde akış türleri Şekil 2.10 te verilmiştir. Bu akışlar içerisinde FIP etkisinin temel mekanizması koronal ilmekler (loop) dir. Bu yüzden bu etkinin araştırılmasında bu loop yapılarının geometrisi ve yıldızın manyetik aktivitesinin bilinmesi önem arz eder. Alt paragraflar çerçevesinde açık manyetik alan (open magnetic field) ve kapalı manyetik alan (close magnetic field) için elementler üzerinde FIP ayrışımının etkisi incelenmiştir.

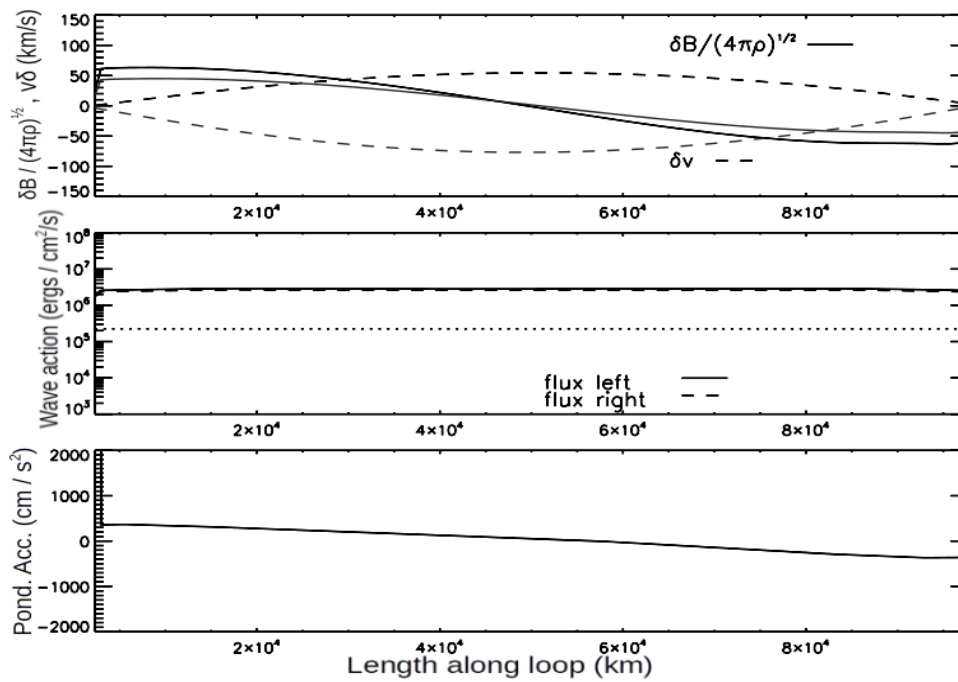


Şekil 2.10. Yıldız yüzeyinde manyetik alanla ilişkili gerçekleşen madde akış türleri (<https://www.nasa.gov>)

¹³Elde ediliş yöntemi için Laming, 2009'a bakınız.

¹⁴ $\Omega = qB/mc$

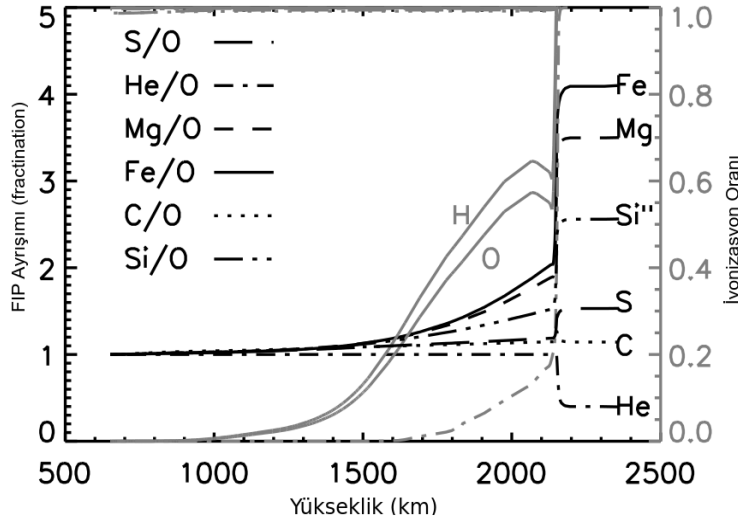
Kapalı Manyetik Alan - Şekil 2.10'de 2 kutpu (footpoint) yıldız yüzeyiyle temas eden, fotosferden koronaya kadar uzanan bir geometriye sahiptir. Bu çerçevede böyle bir geometri için öngörülen modelde; ilmek uzunluğu 100 000 km, yoğunluk ölçek yüksekliği 125 000 km, korona sıcaklığı sabit, kromosfer sıcaklığı 1.6 milyon °K ve koronal manyetik alan şiddeti 20 G olarak alınmıştır. Laming (2015) çalışmasında değerlendirdiği bu parametrelerle ilmek boyunca manyetik alanın pertürbasyonunu¹⁵ (reel ve sanal), akış hızını (reel ve sanal), dalga enerji akısı (manyetik akı yoğunluğu tarafından bölünmüş (polarize) "left, right") ve ponderomotive ivmelenmeyi incelemiştir. (2.1)'i kullanarak Şekil 2.11'de söz konusu niceliklerin ilmek boyunca değişimi gösterilmektedir.



Şekil 2.11. Kapalı manyetik alan boyunca; (üst panel) dalganın yayılımı, pertürbasyonu ve akış hızı, gerçek (düz çizgi) ve sanal (kesikli), (orta panel) dalga enerji akısı ve (alt panel) ponderomotive ivmelenmeyi gösterir (Laming 2015)

Buna göre enerji akısının normalize görünmesi (left, right) dalganın gelişmesinin veya sönümlenmesinin mümkün olmadığına işaret eder. Şekil 2.12 bu model çerçevesinde atmosferik ölçek/yükseklik boyunca S, He, Mg, Fe, C ve Si elementlerinin O'ye göre bolluk oranları ile FIP ayrışımını göstermektedir. Söz konusu elementlerin gri olarak belirtilen iyonizasyon denge durumlarının fotosferden koronaya doğru He, H ve O haricinde diğer tüm elementleri için 0.99 seviyesinde olduğu gözükmektedir. Elementlerin FIP değerleri göz önüne alındığında (Fe= 7.87, Mg= 7.64, Si= 8.15, S= 10.36, C= 11.26, He= 24.58 eV) 11 eV değerindeki C elementinden daha düşük potansiyeldeki elementlerin koronaya doğru FIP ayrışım miktarlarında bir artış

¹⁵ $(\partial B / 4\pi\rho)^{1/2}$



Şekil 2.12. Fotosferden koronaya uzanan (500-2200 km) kapalı alan boyunca VALC modellerinden elde edilen Fe, Si, Mg, S, C ve He elementlerinin FIP ayrışımı (siyah) ve iyonizasyon oranı (gri) gösterilmektedir (Laming 2015)

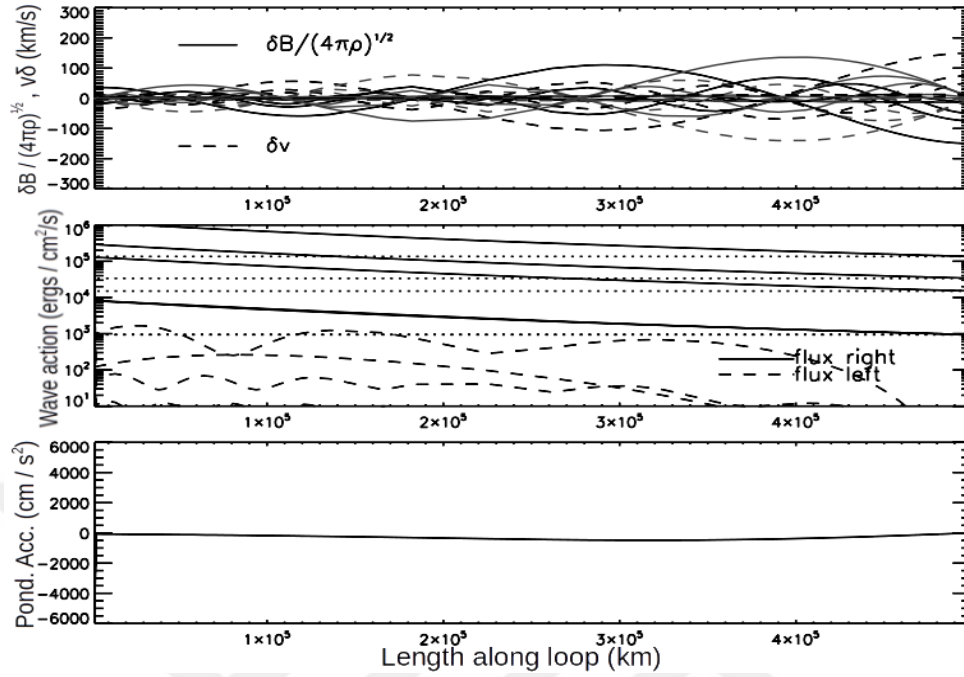
göstermektedir.

Açık Manyetik Alan - Şekil 2.10'deki gibi tek kutpunun yıldız yüzeyinde görünür olmasından ötürü kapalıya göre nispeten daha karmaşık bir yapıya sahiptir. Böylesi bir yapı için ön görülen modelde; yoğunluk ölçek yüksekliği 170 000 km, ilmek uzunluğu sonu olmadığı düşünüldüğünden 500 000 km limitiyle sınırlı, koronal sıcaklık ve manyetik alan şiddeti kapalı modelle aynı değerlerde alınmıştır. Laming (2015) çalışmasında değerlendirdiği bu parametrelerle ilmek boyunca manyetik alanın pertürbasyonunu (reel ve sanal), akış hızını (reel ve sanal), dalga enerji akısı (manyetik akı yoğunluğu tarafından bölünmüş (polarize) "left, right") ve ponderomotive ivmelenmeyi incelemiştir. (2.1)'i kullanarak Şekil 2.13'da söz konusu niceliklerin ilmek boyunca değişimi gösterilmektedir.

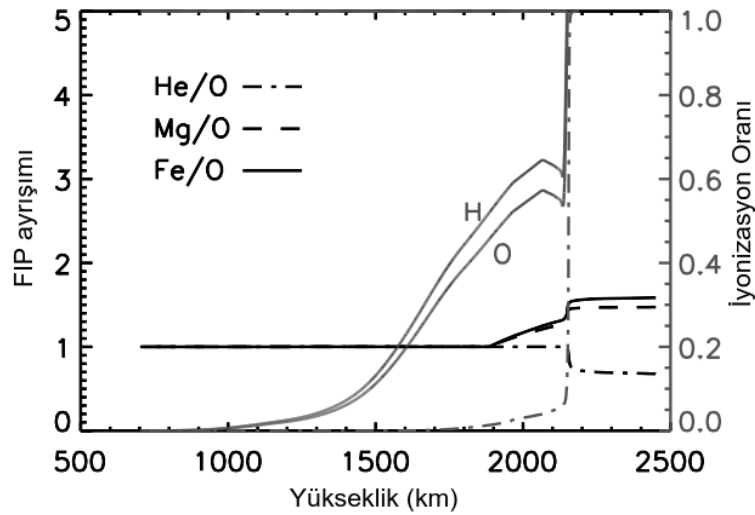
Burada kapalı modelden farklı olarak 5 farklı açılal frekanslarda dalganın (0.010, 0.031, 0.062, 0.093, ve 0.124 s⁻¹) değişimi içerilmiştir. Dalga enerji akısının değişiminde yüksek frekanslı dalgalar nispeten düşük frekanslı dalgalardan daha az yansıma yaptığı görülür. Atmosferik ölçek boyunca He, Mg ve Fe elementlerinin O'e göre bolluk oranı ile FIP ayrışımını ve iyonizasyon dengesi ise Şekil 2.14'de belirtilir.

2.2. Ters FIP etkisi

FIP'de Alfvén dalgasının kromosfer tabanından (geçiş bölgesinin başlangıcı) yansıması üzerine, dalgalar, yoğunluk gradyeninin nispeten büyük olduğu yerde yukarı



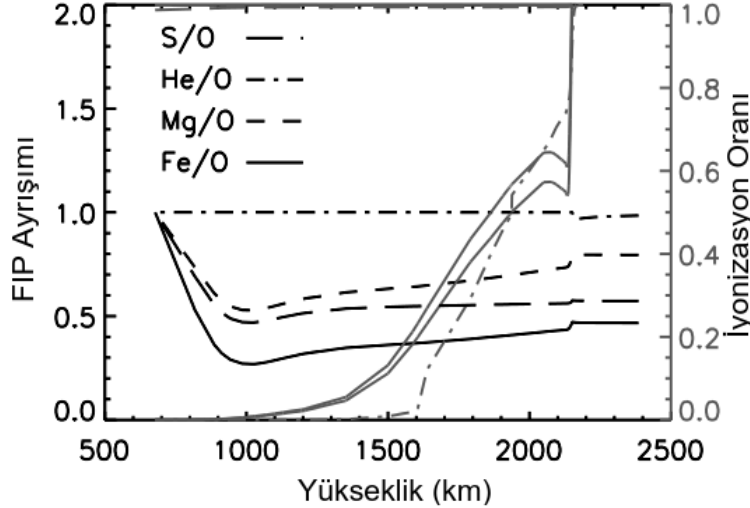
Şekil 2.13. Şekil 2.11’dekine benzer olarak açık manyetik alan boyunca parametrelerdeki değişimi (Laming 2015)



Şekil 2.14. Şekil 2.12’de olduğu gibi açık manyetik alan boyunca fotosferden koronaya He, Mg ve Fe elementlerinin FIP ayrışım değişimi (Laming 2015)

yönlü bir ponderomotive kuvveti geliştirir. Bu kuvvet, kromosferik iyonlara etki ederek (nötrallere değil) bu iyonları koronaya kadar hızlandırır. Ters FIP için ses ve Alfvén hızlarının eşit olduğu katmanda ($\beta = 1$) kromosferik akustik dalgalar hızlı moda dönüşür. Manyetik olarak baskın olan kromosferden gelen hızlı mod dalgaları, Alfvén hızı arttıkça geriye doğru yansır, bu da koronal Alfvén dalgaları ile aşağı doğru yönlendirilmiş bir ponderomotive kuvvetine yol açmaktadır. Denklem (2.12)'de ters FIP için $\partial\delta E^2/dz < 0$ olmalıdır. Yansıma olmadan koronadan kromosfere veya tam tersi iyon geçişleri için bu durum; $\partial\delta E^2/dz > 0$ şeklindedir.

Geç tayf türündeki güçlü manyetik alana sahip yıldızlarda $\beta = 1$ durumu daha derin katmanda gerçekleşecektir ve akustik dalga kesilmeden hızlı moda dönüşümü gerçekleşir. Kısacası ters FIP de ponderomotive kuvvetin oluşumu için akustik dalga hızının ses hızından büyük olması gereklidir. Laming (2015) çalışmasında açık ve kapalı manyetik alan için ön görülen model ters FIP durumunda; ilmek uzunluğu 100 000 km, manyetik alan 80 G olarak kabul eder. Buna göre S, He, Mg ve Fe element bollukları için FIP ayrışımı ve iyonizasyon dengesi Şekil 2.15'de verilmiştir. Kapalı manyetik alanın FIP ayrışımı grafiği ile karşılaştırıldığında sırasıyla He Mg Fe elementleri için fotosferden koronaya 1'den büyük, artan FIP ayrışım oranının ters FIP durumunda 1'den küçük, Fe Mg He olarak sıralandığı görülmektedir.

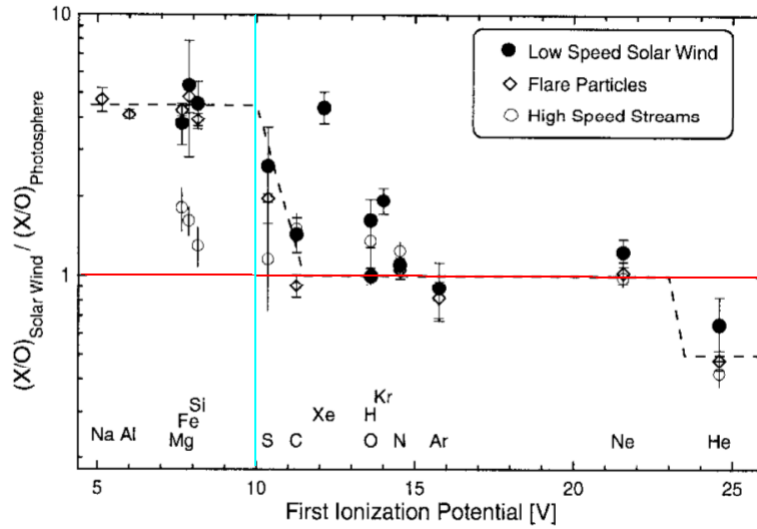


Şekil 2.15. Ters FIP için Si, Mg, He ve Fe elementlerinin fotosferden koronaya FIP ayrışım değişimi

2.3. Güneş, Güneş Tipi ve Evrimleşmiş Yıldızlarda FIP

Şekil 2.16'da Geiss (1998), Güneş'in çeşitli bölgelerindeki (Güneş rüzgarı, flare parçacıklar ve yüksek akımlar) koronal bollukların fotosferik bolluklara oranında 4 kat

fark gözlemiştir.



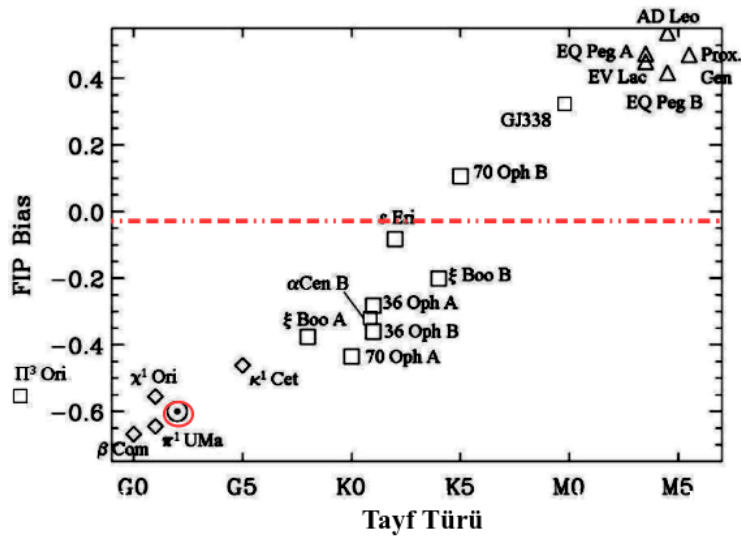
Şekil 2.16. Geiss (1998) fotosfer ve koronanın bolluğunu yansıtan düşük hızlı SW, flare parçacıkları ve yüksek hızlı akışlardan elde edilen O'ya göre göreceli bollukların FIP'ye göre davranışını grafike etmiştir (Laming 2015)

FIP etkisinin varlığı kesin olarak yıldızın hem koronal hem de fotosfer bolluklarının tespitiyle mümkündür. Şu anki teknoloji ve gözlem projeleri çerçevesinde ancak Güneş ve Güneş komşuluğundaki yıldızların koronal gözlemleri alınabilmektedir. Literatürde paylaşılmış farklı tayf türündeki Güneş benzeri anakol yıldızlarının koronal ve fotosferik bolluklarının derlenmesiyle Şekil 2.17'de FIP etkisinin anakol yıldızlarında farklı tayf türüne göre değişimi incelenmiştir (Laming 2015).

Şekil 2.17'de y ekseninde konumlanan FIP bias değeri (mutlak bolluk çerçevesinde korona bolluğunun fotosferden olan farkı¹⁶ olarak adlandırılır), x eksenine ise yıldızlardan belirlenen tayf türleri mevcuttur. Kırmızı halka içerisine alınan Güneş'imizde FIP etkisi, bias değerinin negatif olmasıyla birlikte FIP < 10 eV elementleri için fotosfer bolluğu koronadan azdır. Bias değerinin pozitif olma durumunda ters FIP etkisi gözlenmektedir. Buna göre K2 tayf türünden geç tayf türündeki anakol yıldızları ters FIP etkisi göstermektedir.

Tez kapsamında incelenen Post-AGB yıldızları süperdev yıldızlardır ve söz konusu yıldızlar için koronal gözlemler gerçekleştirilememektedir. Fakat literatürde fotosfer bolluklarından elde edilen sonuçlar çerçevesinde elementlerin FIP değerlerine göre bolluklarındaki davranış bize bu yıldızlarda da FIP etkisinin varlığını göstermektedir (Rao ve Reddy 2005; Giridhar vd. 2000, 2005; Kipper 2013). Örnek olarak Rao ve Reddy (2005) çalışmasında RV Tau türü Post-AGB yıldızlarından CE Vir ve EQ Cas'ın bolluk analizini gerçekleştirerek FIP davranışını incelemiştir. Şekil 2.18'da FIP'e

¹⁶ $FIP_{bias} = \left[\frac{X}{H} \right]_{korona} - \left[\frac{X}{H} \right]_{fotosfer}$



Şekil 2.17. Güneş benzeri anakol yıldızlarında FIP etkisinin tayf türüne göre değişimi (Laming 2015). Kırmızı daire Güneş’i temsil eder

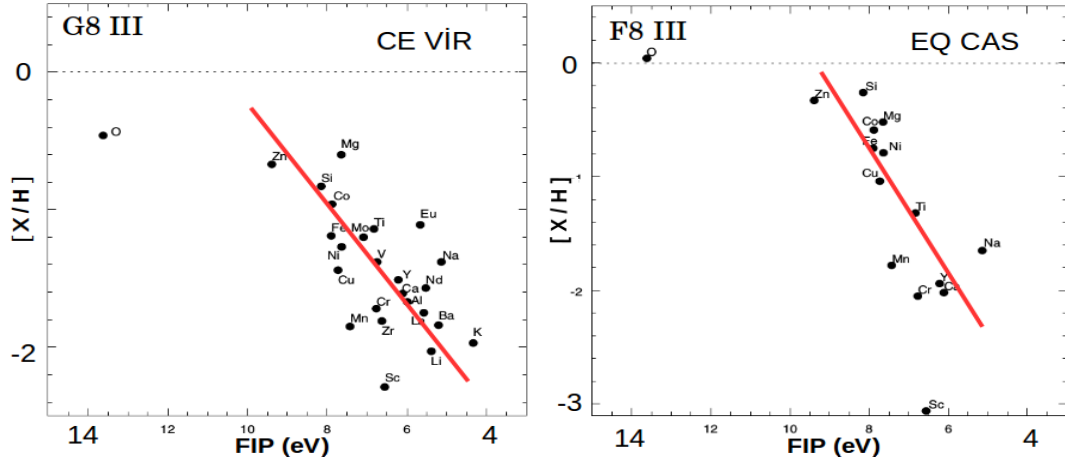
karşı bolluklar arasındaki korelasyon görülmektedir. Söz konusu bu korelasyon, evrimleşmiş yıldızlarda Güneş'e benzer şekilde $FIP < 8$ eV olan elementlerin fotosfer bolluklarında bir azalma olduğu vurgulanmaktadır.

FIP etkisini oluşturan teorige manyetik alan şiddetinin rolü önemlidir. Manyetik alanın yıldızların çekim ivmesi ve sıcaklığına bağımlılığı mevcuttur. Bu durum, Zwaan ve Cram (1989), Carbon ve Gingerich (1969) model atmosfer gridinden faydalanarak yıldızların plaj alanlarından hesaplanan akı tûpü içindeki karakteristik manyetik alanın (B^*) tayf türüne göre davranışını gösterecek şekilde 2.19 'de betimlenmektedir. Söz konusu gridin sınırları anakol ve devler kol aralığını kapsamaktadır ve 4000 - 6500 °K arasındadır. Anakol yıldızları F5'den K7'ye kadar B^* , 1.4 kG ile 3.2 kG arasında, dev yıldızlar ise G0'dan K5'e 0.65 kG ile 0.4 kG arasında dağılım gösterir. Zwaan and Cram (1989) söz konusu bu manyetik alanın hesabı için aşağıdaki denklemden faydalanmaktadır.

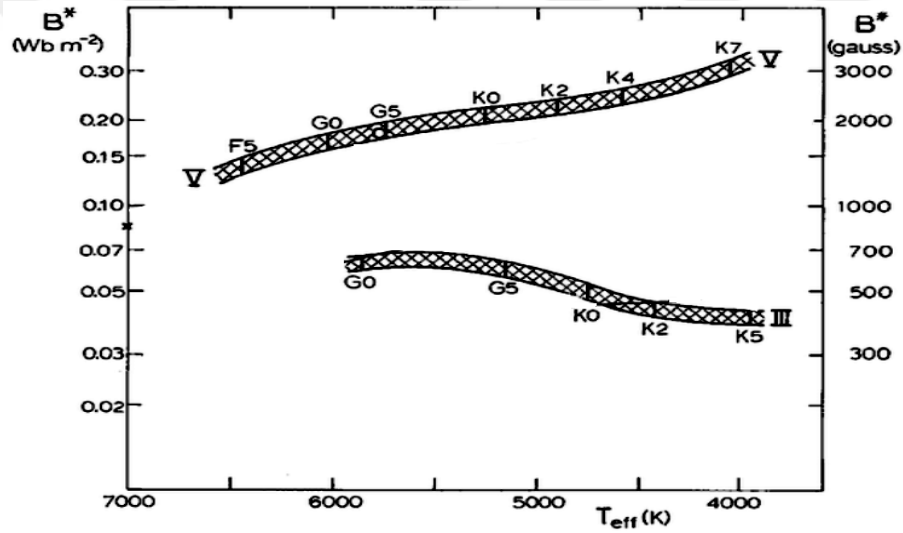
$$B^* = \sqrt{8\pi pz} \quad (2.14)$$

Burada p fotosferik gaz basıncı, B^* karakteristik manyetik alan şiddeti, z optik derinliği temsil eder.

Bu tezde, evriminin asimtotik dev kolu sonrası (Post-AGB) aşamasında olan dev, süperdev ısıtma sınıfındaki RV Tauri değişen grubundaki seçilmiş yıldızların kimyasal bolluk analizi gerçekleştirildi ve elde edilen bolluk sonuçlarına göre yıldızlarda birinci iyonizasyon potansiyeli (FIP) etkisinin varlığı araştırılarak bu etkinin program yıldızlarının doğalarının anlaşılmasına ilişkin sonuçları tartışıldı. (2.14) denklemi anakol ve dev yıldızlar için sadece teorik bir yaklaşımın sonucudur. Buna göre program



Şekil 2.18. CE Vir ve EQ Cas için literatürde FIP etkisinin incelenmesinde fotosfer bollukları üzerinden örnek çalışmaların sonuçları (Rao ve Reddy 2005)



Şekil 2.19. Anakol ve dev yıldızları için sıcaklığın fonksiyonu olarak akı tüpü içindeki manyetik alanın karakteristiği (Zwann ve Cram 1989)

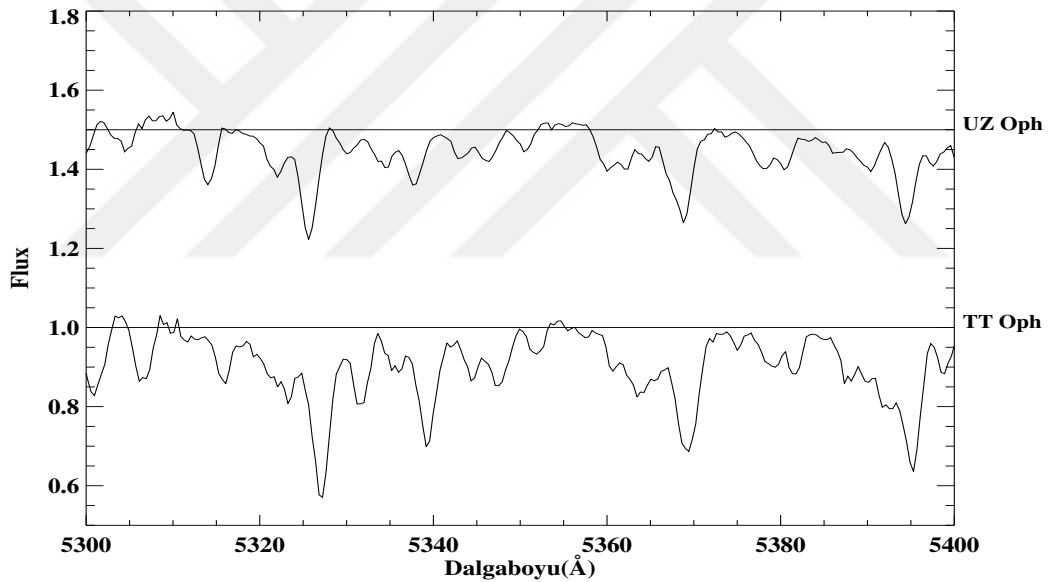
yıldızlarında, anakoldaki gibi ters FIP etkisi gözlenemez. Fakat bu, teorik yaklaşımdan ibarettir. Dolayısıyla bu tezde ilgili yıldızların ışığının analiziyle bu teorik yaklaşımdan var olan sonucu gözlemsel bir sonuç olarak irdeleme imkanı sunacaktır.

3. MATERYAL VE METOT

3.1. Échelle Tayf Gözlemleri

Yerel koordinatları $104^{\circ}01'17.6''$ W(Batı), $30^{\circ}40'18''$ N (Kuzey) olan McDonald Gözlemevi'nde, 2.1 m Otto Struve teleskopuna bağlı, Sandiford échelle tayfçekeri Cassegrain bir tayfçekerdir. Çözünürlüğü $R \approx 48000$, odak oranı $f/13.7$, etkin dalgaboyu aralığı 3900-11000 'dır. CCD boyutu 1200 x 400 piksel ve 1 piksel boyutu 27 micron'dur. Işık, özel bir kırınım ağı olan bir échelle tarafından yayılır. ¹⁷

RTT150 2018B döneminde Post-AGB yıldızlarının dikine hız ölçümlerine ilişkin 1360 no'lu proje kapsamında TFOSC tayfları alınmıştır. Bu gözlem projesi boyunca tez yıldızlarından TT Oph ve UZ Oph için Ağustos 2018' de elde edilen örnek tayflar Şekil 3.1'de verilmektedir.

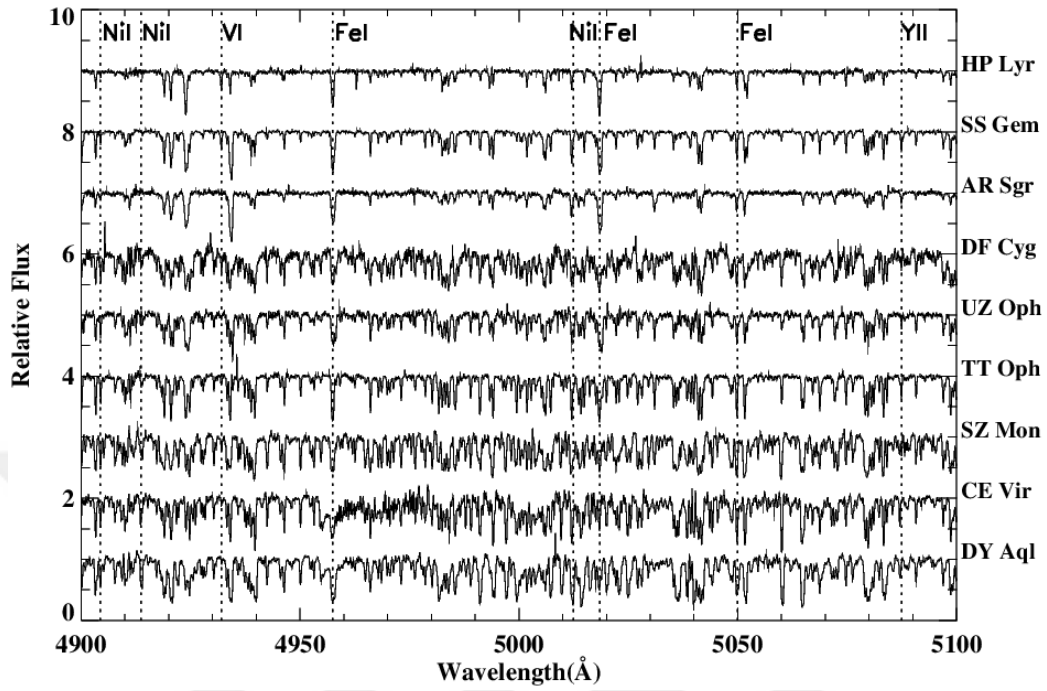


Şekil 3.1. UZ Oph ve TT Oph yıldızlarının yeni dikine hız ölçümünde kullanılan örnek TFOSC tayf görüntüleri

Yerel koordinatları $36^{\circ}49'27''$ N (kuzey), $30^{\circ}20'08''$ E (Doğu) olan Tübitak Ulusal Gözlemevi'nde 1.5 m lik RTT 150 teleskopuna bağlı, TFOSC échelle tayfçekeri Cassegrain bir tayfçekerdir. Çözümleme gücü $R \approx 5000$, odak oranı $f/7.7$, etkin dalgaboyu aralığı 3300-12000 dur. ¹⁸

¹⁷<https://mcdonaldobservatory.org/research/instruments/sandiford-cassegrain-echelle-spectrometer>

¹⁸<http://tug.tubitak.gov.tr/tr/teleskoplar/rtt150-0>



Şekil 3.2. Program yıldızlarının Sandiford tayfçekerinden alınan örnek tayfları (4900-5100 Å)

Çizelge 3.1. Program yıldızlarının gözlem parametreleri

Post-AGB yıldızları	Tarih g/a/y	α (h:m:s)	δ (d:m:s)	V_r (km/s)	Parlaklık	Sınıf	S/N	Poz Süresi sn.
AR SGR	17.10.2008	18:59:42	-23:42:26	-71.50	9.6	RVA	56.26	1800.00
CE VIR	02.07.2009	13:49:17	-01:55:44	-43.25	8.7	RVA	59.93	900.00
DF CYG	18.09.2008	19:48:53	+43:02:14	-50.66	10.8	RVA	32.25	1800.00
DY AQL	16.11.2008	19:46:30	-10:56:54	+24.08	10.2	RVA	71.60	1200.00
HP LYR	19.10.2008	19:21:39	+39:56:08	-105.19	10.4	RVA	61.19	1800.00
SS GEM	17.10.2008	06:08:35	+22:37:33	-41.57	8.6	RVA	111.57	900.00
SZ MON	19.10.2008	06:51:27	-01:22:16	-12.74	9.7	RVA	58.68	1800.00
TT OPH	28.08.2008	16:49:35	+03:37:54	-40.73	9.4	RVA	63.69	1500.00
UZ OPH	02.07.2009	17:21:59	+06:54:42	-95.26	9.9	RVA	43.71	1500.00

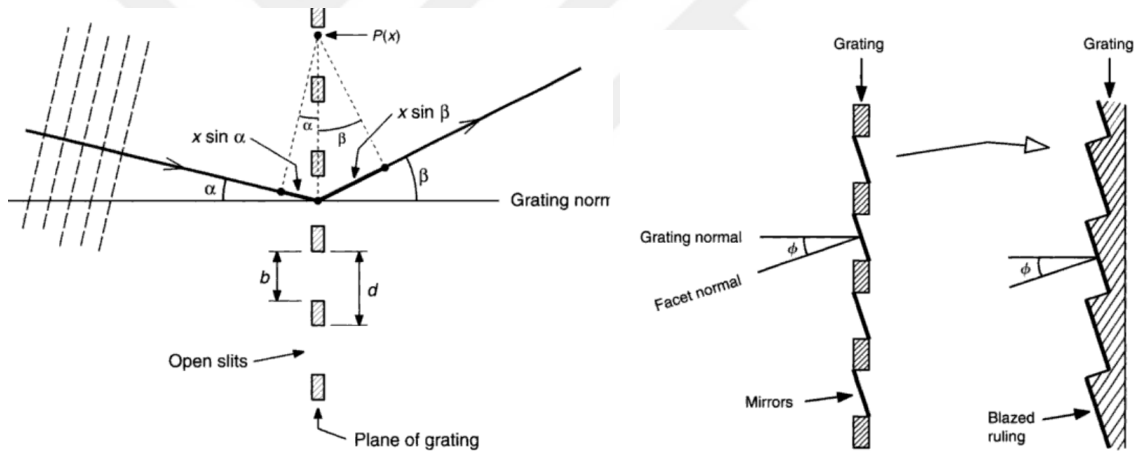
3.2. Échelle Tayfın Doğası – Échelle Kırınım Ağı

Échelle bir tayfın yapısının anlaşılması aşamasında bir kırınım ağına dair optik tanımlamalar önemli bir yer tutar.

Klasik bir kırınım ağına çalışma prensibi aşağıdaki denklemle ifade edilir;

$$\frac{n\lambda}{d} = \theta = \sin\alpha + \sin\beta \quad (3.15)$$

Burada d ağı türüne göre (slit, ayna gibi) ağ düzleminde bulunan yarıklar arasındaki mesafe, α ağ normaline göre gelen ışının açısı, β ise yansıyan ışının yine ağ normaline göre açısını temsil eder. Şekil 3.3’de klasik yarıklı ağdan blaze yüzeye sahip échelle bir kırınım ağına geçiş gösterilmiştir. α ağı normaline gelen ışının açısı β ise yansıyan ışının ağ normaline göre açısıdır. b yarık genişliği, d yarıklar arasındaki mesafedir. échelle bir ağda d $1/600$ mm çizgi olarak ifade edilir. Blazed bir ağda yüzeylerin normali (Faced normal) ile ağı normali (Grating normal) arasında ϕ açısı blaze açısı olarak bilinir.



Şekil 3.3. Échelle bir kırınım ağına yarık formundan (sol panel), ayna (orta panel) ve blaze yapısındaki ağa (sağ panel) geçiş resmedilmiştir (Gray 2005)

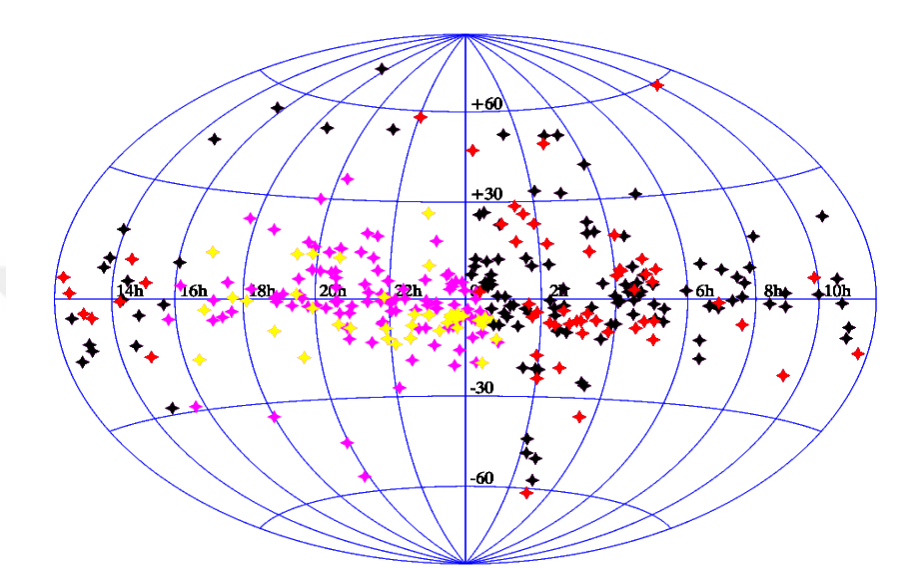
Ağın b , d ve ϕ parametreleri sabit kabul edildiğinde n order numarası olması durumunda evrensel olarak kabul edilen blaze eğrisinin fonksiyonu aşağıdaki denklemle tanımlanır;

$$I(\beta) = \frac{\sin[(n\pi b/d)(\cos\phi - [\sin\phi/\tan\frac{1}{2}(\alpha + \beta)])]}{(n\pi b/d)(\cos\phi - [\sin\phi/\tan\frac{1}{2}(\alpha + \beta)])}$$

Sandiford tayfçekerinde blazed yüzeye sahip échelle bir tayfçekerdir. Bu tayfçekerle elde edilmiş tayflar projenin dikine hız ölçümü tabanlı gerçekleştirilmesinden ötürü 23 order (4850-5700 Å) ile sınırlıdır. Seçilen yıldızlara dair temel parametreler Çizelge 3.1’de verilirken tayflara ilişkin örnek ise Şekil 3.2’de içermektedir.

3.3. Yıldız Seçimi

Proje kapsamında gözlenen 56 Post-AGB yıldızın çoklu doğalarının tespiti için Torun kataloğundan faydalanılmıştır¹⁹ (Szczerba vd. 2007). Katalogda listelenen Post-AGB benzeri kaynakların (326 tane) derlenmiş Galaktik konumları Şekil 3.4’de gösterilmiştir. 56 yıldızdan tek ve Preston (1963) sınıflandırmasına göre RVA olarak belirtilen yıldız sayısı 9 olarak belirlenmiştir.



Şekil 3.4. Torun kataloğunda "very likely Post-AGB stars" olarak sınıflandırılmış 326 Post-AGB yıldızının galaktik koordinatları çerçevesinde dağılımı. Burada Kırmızı (Antalya'dan gözlenebilir) ve Sarı (Antalya'dan gözlenemez) renkli yıldızlar Tüm RV Tau türü yıldızlardır. Mor (Antalya'dan gözlenemez) ve Siyah (Antalya'dan gözlenebilir) olan yıldızlar ise katalogdaki diğer yıldızlardır

3.4. Ham CCD Échelle Tayf Görüntülerinin İndirgenmesi

Bir yıldız tayfının analizi için elektronik ve atmosferik etkilerin giderilmesi gereklidir. Bunun için gerçekleştirilen tüm işlemler görüntü indirgeme adımları olarak nitelendirilir. CCD teknolojisinin gelişmesiyle astronomik gözlemlerin dijital ortama geçmesi, indirgeme aşamalarının gerçekleştirilebileceği çeşitli yazılımların ortaya çıkmasına sebep olmuştur. Literatürde yaygın kullanılan IRAF (Image Reduction and Analysis of Facility) yazılımı, kullanıcıya kendi programlama diline sahip, söz konusu görüntü indirgeme ve kalibrasyonu gerçekleştirmek için bir arayüz sunar. Kaynak yıldız görüntülerinin aletsel etkilerden arındırarak tayfsal analize hazır hale getirilmeleri için takip eden gürültü kaynaklarında arındırılması gerekir; Bias, Dark²⁰, Flat ve Th-Ar.

¹⁹<https://www.ncac.torun.pl/postagb>

²⁰Dark görüntüleri bu tezde kullanılmadı

Bias görüntüsü: Bir ccd dedektörü ışık almamasına rağmen elektronik yapısından ötürü elektron üretir. Bu üretilen elektronlar alınan görüntüde fazladan sinyale sebep olur. Bu fazla üretilen sinyal, ccd'ye hiç ışık düşürülmeden mümkün olan minimum saniyede (0 saniye) alınan görüntülerle tespit edilir ve kaynak görüntüden çıkartılır.

Dark görüntüsü: Bias gibi ccd'ye ışık düşürülmeden, kaynağa uygulanacak poz süresi kadar alınan görüntülerdir. Genelde ccd'yi besleyen elektronik sistemde düzensizlikler mevcut ise dark alınır ve kaynaktan çıkartılır. Ccd'nin elektroniğine güvenileceği takdirde sadece Bias görüntüleri çıkarmak yeterlidir.

Flat görüntüsü (halojen lamba): CCD dedektörde her bir pikselin boyutu ve yapısındaki silikon kalınlığı farklıdır. Bu durum, ccd'nin pikselden piksele duyarlılığında değişime sebep olur ve dolayısıyla piksellerin gelen sinyale verdiği yanıtı²¹ etkiler. Bu yüzden ccd'deki tüm pixellerin verdiği yanıt halojen lamba yardımıyla ccd yüzeyine eşit miktarda ışık düşürülmesi sağlanarak haritalanır ve bu harita Flat görüntüsü olarak bilinir.

Yukarıda tanımlanan tüm bu aletsel ve elektronik gürültü kaynaklarından arındırılan CCD görüntüler piksel ölçeğinden dalgaboyu ölçeğine geçişin mümkün kılınması için alınan quartz lamba tayfı yardımı ile dalgaboyu kalibrasyon sürecine tabi tutulurlar.

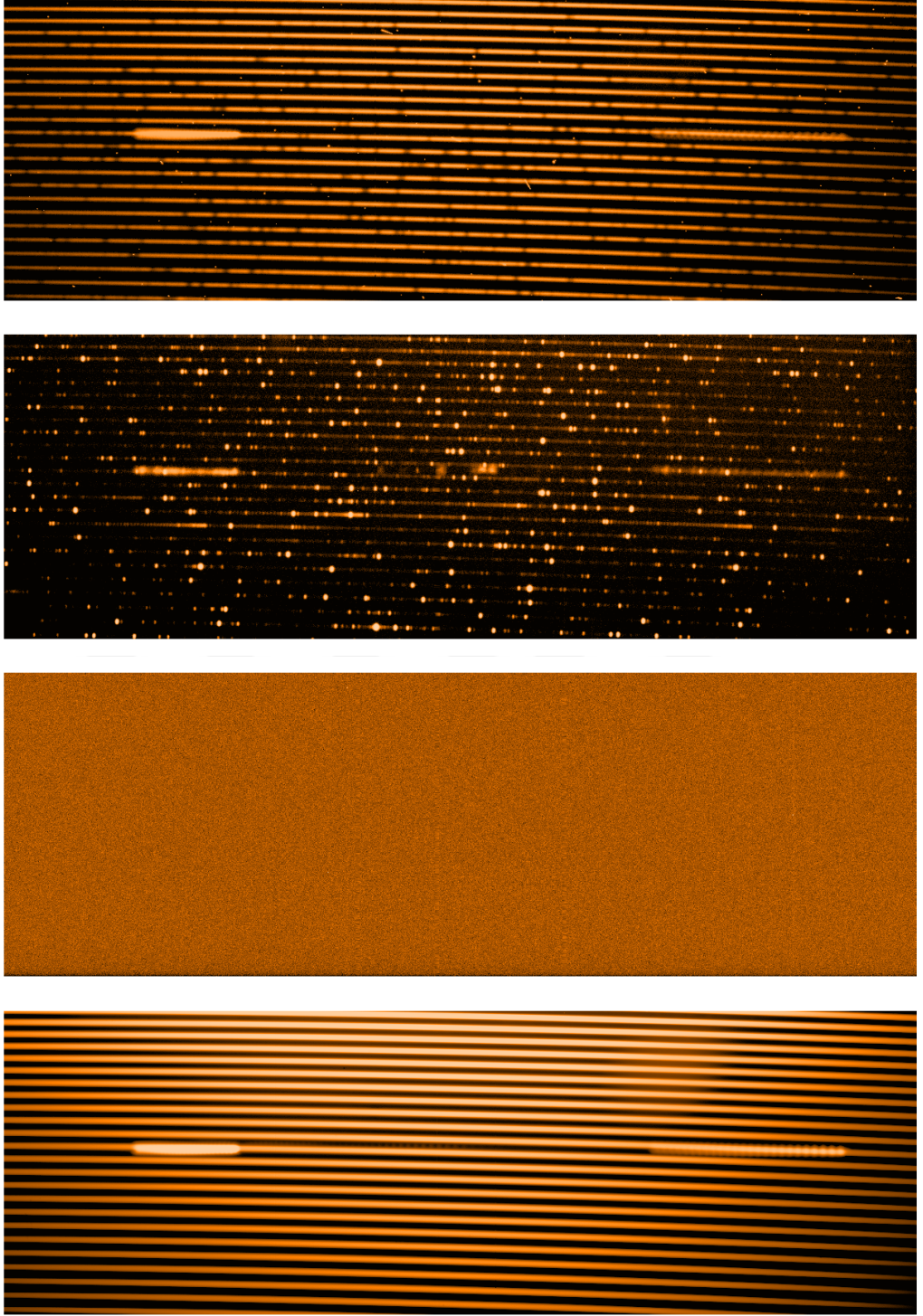
Th-Ar ve Fe-Ar görüntüsü (quartz lamp): Piksellerden oluşan 2D kaynak görüntüsünün dispersiyon doğrultusunu dalgaboyuna çevirmek için kullanılır. İçerisinde Th ve Ar yada Fe ve Ar gazı bulunduran bir lamba ışığının kaynağın izlediği optik yolu takip ederek alınan bu görüntülerde sadece Th ve Ar'a yada sadece Fe ve Ar'a ait salma çizgileri mevcuttur. Bu çizgiler özel olarak oluşturulmuş Th-Ar yada Fe-Ar atlaslarıyla teşhis edilir. Çalışmada kullanılan Sandiford tayfçekerine ait örnek ccd görüntüleri, Şekil 3.5'da verilmiştir. Tüm görüntülerin neredeyse ortasında bulunan güçlü parlak bölgeler ağın içerisindeki "picked fence"²² adı verilen etkiden diğer bir değişle iç yansımadan kaynaklıdır.

IRAF ile gerçekleştirilen görüntü indirgeme adımları şema şeklinde Şekil 3.6'de gösterilmiştir. Özetle ön indirmede gerçekleştirilen süreç sırasıyla; kaynağın gözlem parametrelerine (encoder ayarı, zenit açısı, hava kütlesi, gözlem zamanı gibi) uygun olan ccd görüntüleri belirlendi. (Bias, Flat, Th-Ar). Birden fazla olan her ccd görüntüsü için bu görüntülerin kendi içlerinde ortalaması alındı²³. Elektronik sorunlar sebebiyle oluşan fazla sinyali görüntülerden (Flat, Th-ar, Kaynak) arındırmak için *noao > imred > ccdred > ccdproc* taskı kullanıldı. Eş zamanlı olarak overscan, trim, Bias çıkarımı ve kötü piksellerin temizlenmesi işlemi uygulandı. Sonra, *stdas* paketi altında aslen IDL kodu

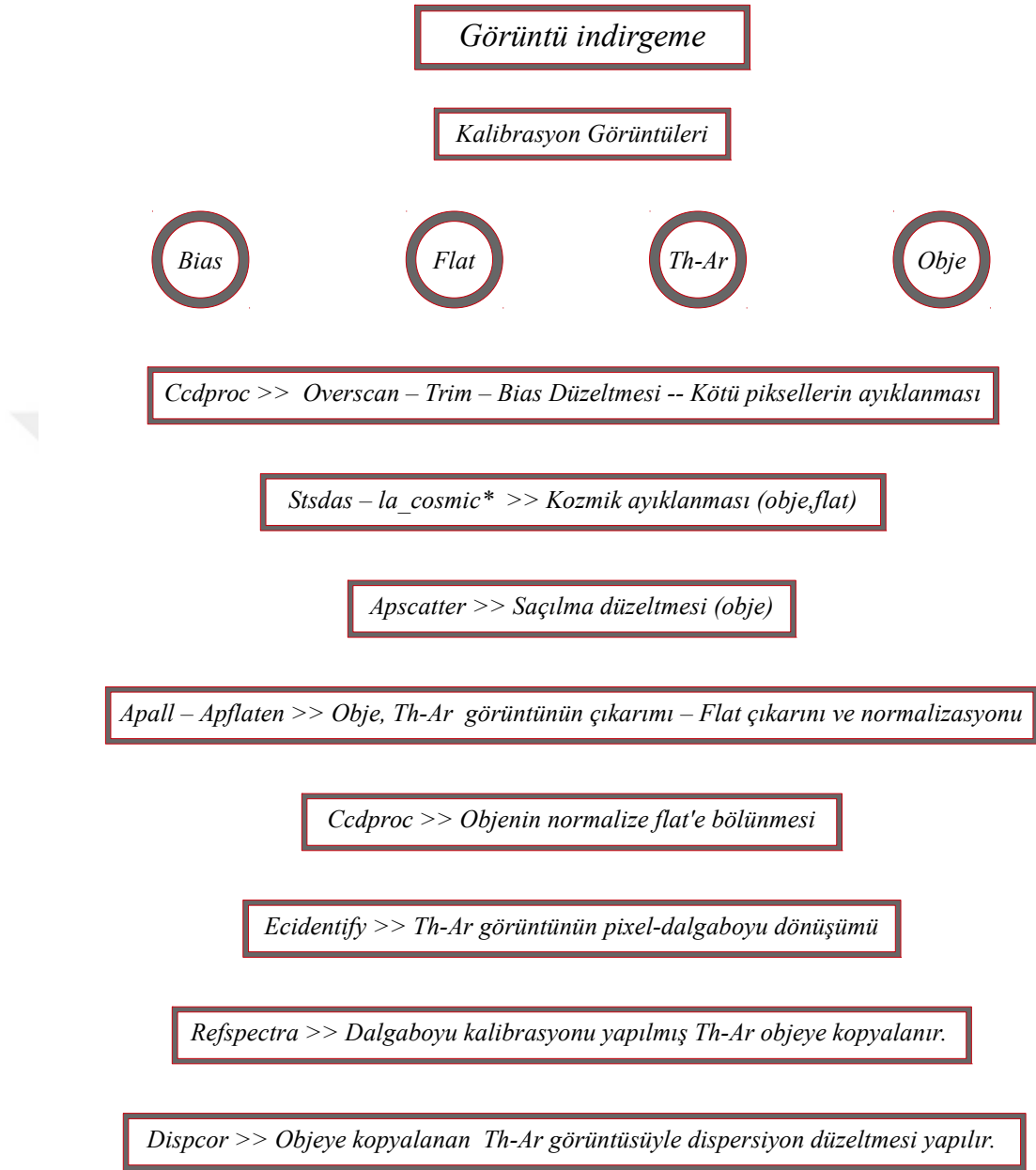
²¹bknz. Quantum etkinliği

²²Ghost'dan farklı karakteristiğe sahiptirler.

²³BIAS (master), FLAT (master)

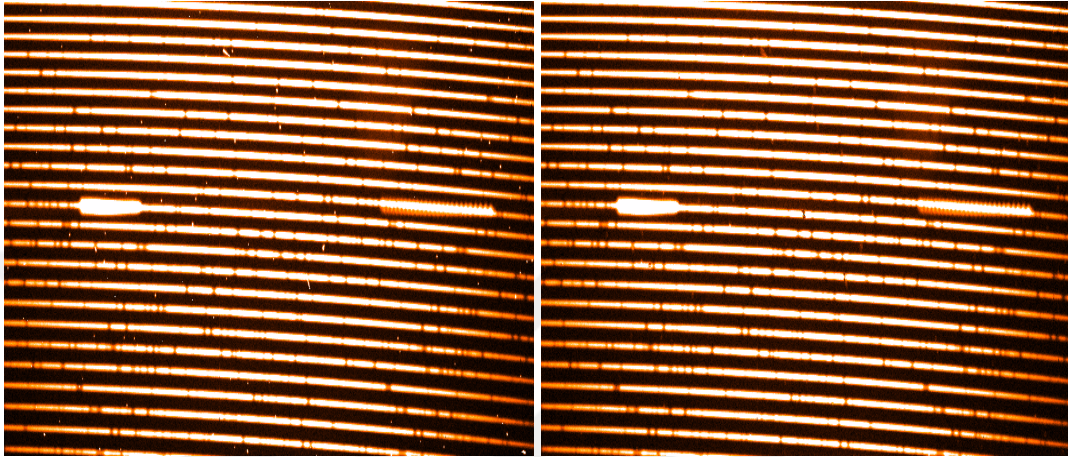


Şekil 3.5. Yukarıdan aşağıya sırasıyla; Kaynak, Th-Ar, Bias ve Flat kalibrasyon görüntüleri gösterilmiştir

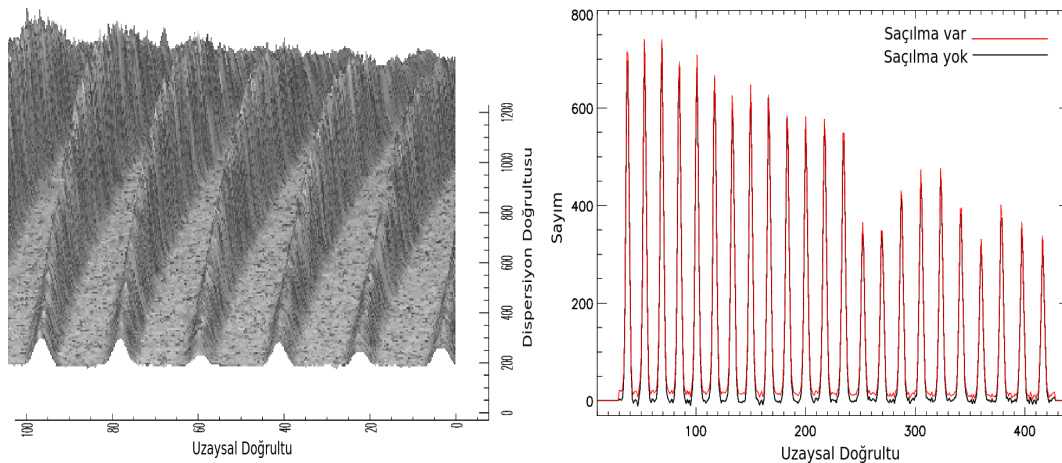


Şekil 3.6. IRAF ve Görüntü kalibrasyon aşamaları

olan, IRAF'a uyarlanmış la-cosmic ("Laplacian cosmic ray removal", P. Van Dokkum 2001) taskı ile yalnızca kaynak görüntüsüne kozmik ışın ayıklaması yapıldı. Kozmik ayıklama öncesi ve sonrası kaynak görüntüsünün son hali Şekil 3.7'de verilmiştir. Atmosferik etkiden kaynaklı, saçılma düzeltmesi için *noao > imred > apscatter* taskı kullanıldı. Şekil 3.8'da sol panel kaynağın 2D görüntüsünü, sağ panel ise saçılmadan kaynaklı düzeltmeyi göstermektedir.



Şekil 3.7. Kaynak görüntü için kozmik ayıklanmamış ham görüntü (sol panel) ve La-cosmic ile kozmik ayıklanmış kaynak görüntüsü gösterilmektedir (sağ panel)



Şekil 3.8. Kaynağın 6 orderını içeren 3D görüntüsü (sol panel) ve kaynağın 2D projeksiyonu (23 order) gösterilmektedir (sağ panel). Sağ paneldeki kırmızı renkte olan saçılma düzeltmesi yapılmamış kaynak görüntüsü, siyah, saçılma düzeltmesi yapılmış kaynak görüntüsünü temsil eder

Bu işlemleri takip eden süreçte, Kaynak, Flat ve Th-Ar görüntülerindeki her bir orderların dispersiyon doğrultusu boyunca izlediği yolu tasvir etmek gerekir (bu, order çıkarımı olarak bilinir). Bunun için *imred* paketi altında *apall* ve *apflatten* taskları

kullanılır. Bu aşamada referans olması açısından ilk olarak kaynak görüntüde işlem yapıldı. Apall taskı ile saçılma düzeltmesi yapılmamış kaynağın²⁴ order genişlikleri ve dispersiyon doğrultusu belleğe kaydedildi. Kaynak görüntüsünün referansında *apflatten* paketinde Flat görüntüsünün normalizasyonu gerçekleştirildi. Saçılma düzeltmesi yapılmış Kaynak görüntüsü, normalize Flat'e *imarith* ile bölündü ve Kaynak görüntüdeki elektronik sistemden kaynaklı hatalar düzeltilmiş oldu. Son kez apall ile order çıkarımı Kaynak ve Th-Ar için yapıldı²⁵.

Görüntü indirgeme aşamasında son basamak dalgaboyu kalibrasyonudur. Bunun için Th-Ar görüntüsü üzerinde piksel-dalgaboyu ilişkisinin (dispersiyon bağıntısının) oluşturulması amacıyla échelle paketinin altında *ecidentify* taskı kullanıldı. Sadece Th ve Ar çizgilerinden oluşan salma tayfında ilgili elementlerin laboratuvar dalgaboyları için McDonald gözlemevi'nde bulunan Harlan J. Smith teleskopu için hazırlanmış Th-Ar atlası kullanıldı. Söz konusu atlas yardımıyla teşhisi tamamlanmış Th-Ar görüntüsü normalize Flat'e bölünmüş Kaynak görüntü üzerine *dispcorr* taskıyla kopyalandı. Böylece, Kaynak görüntü için dalgaboyu kalibrasyonu tamamlanmış oldu.

Bolluk analizi için klasik olarak bir tayf, x ekseninde dalgaboyu y ekseninde 1'e normalize edilmiş akıyı göstermelidir. Fakat bu aşamada henüz akı 1'e normalize değildir. Çünkü, ağının kendine has eğikliğinden ötürü (blaze yapısı) orderlar belirli bir polinomal yapıya sahiptir. Bu yapıyı tayftan uzaklaştırmak için imred paketinde *continuum* taskı kullanıldı ve sonuçta 1'e normalize edilmiş klasik bir yıldız tayf elde edildi.

Bir yıldızın gözlemciye göre 2 yönlü görelî hareketi vardır; gözlemciye doğru veya gözlemciye zıt. Bu hareket çerçevesinde tayf çizgilerinde, laboratuvar merkez dalgaboylarına göre bir değişim gözlenir. Bu değişimin miktarı yıldızın direkt olarak dikine hızı ile ilişkilidir. Güvenilir bir kimyasal analiz için dikine hızın doğru belirlenerek düzeltilmesi çok önemlidir. Bu aşamada hız, referans seçilen FeI çizgilerinin referans²⁶ dalgaboyundan olan farkların ortalaması alınarak $(\Delta\lambda/\lambda) = (V/c)$ bağıntısıyla tespit edilmiştir ve *dopcor* taskıyla tayfların hız düzeltilmesi yapılmıştır. Dikine hız düzeltilmesi yapılan 2 boyutlu görüntü *scopy* taskıyla 1 boyuta indirgenerek orderlar hepsi birbirinden ayrılıp tayfin her orderı *wspectext* taskıyla ASCII formatına dönüştürülmüştür. Her order için yalnızca dalgaboyu-akı bilgisini içeren bu dosyalar, DIPSO (star-link) arayüzünde birleştirildi. Birleştirme işleminde izlenen yöntemde, orderların kırmızı bölgesindeki çözünürlüğün daha yüksek olması göz önünde bulundurularak orderların çakışan bölgeleri için belirlenen ağırlıklar çerçevesinde ortalaması alınmıştır.

²⁴Order genişliklerinin doğru belirlenebilmesi için

²⁵Th-Ar çıkarımında Flat'te olduğu gibi saçılma düzeltilmesi yapılmamış Kaynak referans olarak kullanılır.

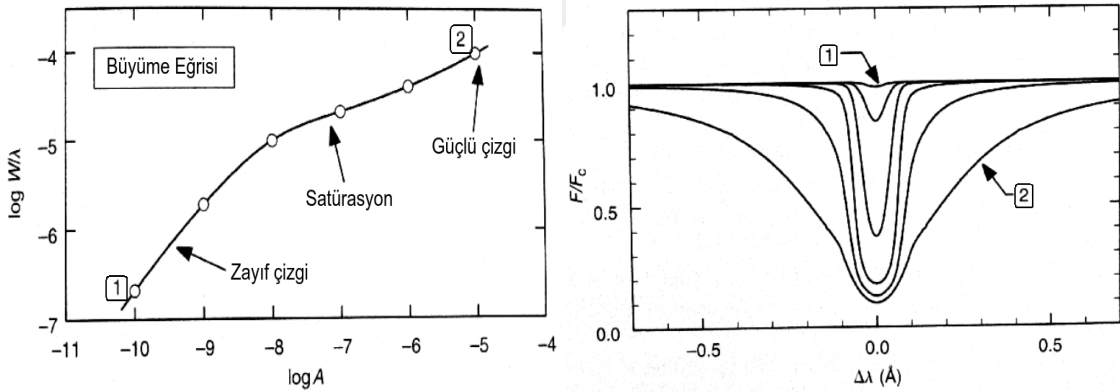
²⁶Güneş'teki dalgaboyu değeri

3.5. Büyüme Eğrisi Analizi ve Tayf Sentez Tekniği

Elementlerin bolluk hesabı için tayf analizinde yaygın olarak kullanılan 2 teknikten biri olan BE de, gözlem tayfından elde edilen çizgilerin güncel atomik verisi derlenir ve eşdeğer genişlikleri belirlenir. Ölçülen eşdeğer genişlikler çerçevesinde bir büyüme eğrisi fonksiyonu tanımlanır. Söz konusu bu büyüme eğrisi eşdeğer genişlik (W_λ) ile ifade edilen çizgi şiddetlerinin N_i adet soğurucunun oluşturduğu kolon yoğunluğunun bir fonksiyonudur. Kolon yoğunluğu, birim yüzey başına soğurucu sayısıdır ve mutlak bolluk ile ifade edilir. Mutlak bolluk ise yıldızda bir elemente dair atom sayısını ifade eder. Bolluklar H 'e göre ölçeklenir ve H için tipik bolluk değeri $\log \epsilon(H) = 12.0$ dır. Teorik büyüme eğrisi diğer tüm parametrelerin sabitlendiği spesifik bir tayf çizgisi için bolluk ve W_λ ilişkisinin modellenmesinde kullanılır. W_λ ile bolluk (A_a) arasındaki bu bağıntı;

$$\log(W_\lambda/\lambda) = \log\left(\frac{\pi e^2 N_r H_H}{m c^2 u(T) N_E}\right) + \log A_a + \log gf\lambda - \frac{5040}{T}\epsilon - \log \kappa_\nu \quad (3.16)$$

şeklinde ifade edilir. N_r hidrojen parçacıkları sayısı, H_H (m, e, c, f, λ) nın bir fonksiyonu, $u(T)$ partiyon fonksiyonu, N_E elementin parçacık sayısı, T etkin sıcaklık, κ_ν soğurma katsayısı, ϵ uyarılma potansiyeli, $\log gf$ 'deki g istatistiksel ağırlık, f osilatör şiddeti A_a bolluktur.



Şekil 3.9. Büyüme eğrisi grafiği (sol panel), çizgi profili (sağ panel)

Osilatör şiddet değerleri deneysel olarak tespit edilen ve literatürden derlenen değerlerdir. Söz konusu deneysel işlemler osilatör şiddetinin ilişkili olduğu geçiş olasılıklarını belirlenmesi üzerine gerçekleştirilir. Geçiş olasılığı (A) ile osilatör şiddeti (f) arasındaki matematiksel ilişki teorik olarak şu şekilde belirtilmektedir;

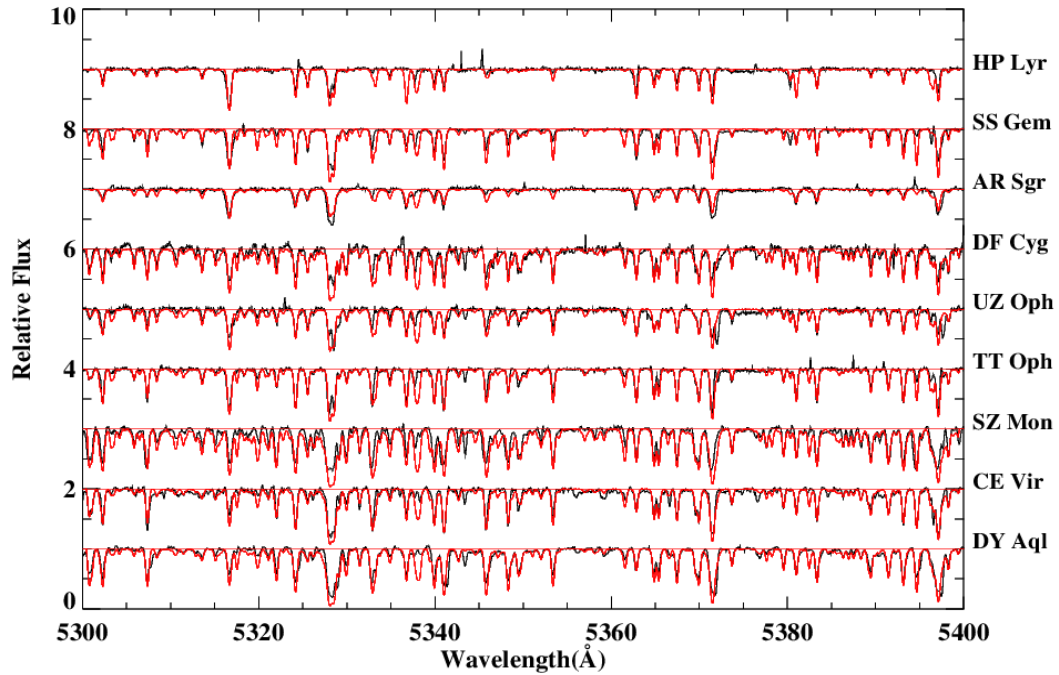
$$f = 1.499 * 10^{-16} \frac{g_u}{g_l} \lambda^2 A_{ul} \quad ; \quad A_{ul} = \frac{(BF)_{ul}}{\tau_u} \quad (3.17)$$

Burada u üst düzey, l alt düzey atom seviyesini belirtir. BF dallanma oranı olarak belirtilir ve çizgi şiddetiyle doğrudan ilişkilidir. τ uyarılmış elektronun üst düzeyde kalma süresi yani yaşam ömrüdür. Geçiş olasılığının hassas ve doğru belirlenmesi,

"dolayısıyla osilatör şiddetinin belirlenmesi", söz konusu bu parametreler ve hataları ile doğrudan ilişkili olacaktır. Teorik astrofiziksel osilatör şiddetinin avantajı bu noktada deneysel hatalardan arındırılmış olmasından gelmektedir.

Teorik osilatör şiddetlerinin belirlenmesinde etkili bir diğer faktör ise kullanılan atmosfer parametreleridir. Bu yüzden kullanılan model parametrelerinde doğruluğundan da emin olunması gerekmektedir.

Şekil 3.9'de sol panel büyüme eğrisinin grafiğini gösterirken sağ panel eğri üzerinde işaretlenmiş bölgelerin çizgi profilindeki değişimin projeksiyonunu göstermektedir. Buna göre satürasyonun gerçekleşmesiyle birlikte çizgi profillerinde sönümleme etkisinin varlığı görülür. Bu yüzden element bolluk hesabında satürasyonu içeren çizgiler hasaba katılmamalıdır.



Şekil 3.10. Siyah gözlem tayfı, kırmızı ise sentetik tayfı göstermektedir. Sentetik tayf, Fe, Ti, Cr, Ni, Sc ve Ca bollukları için yıldızda elde edilen bolluk değerlerine sabitlenmiştir

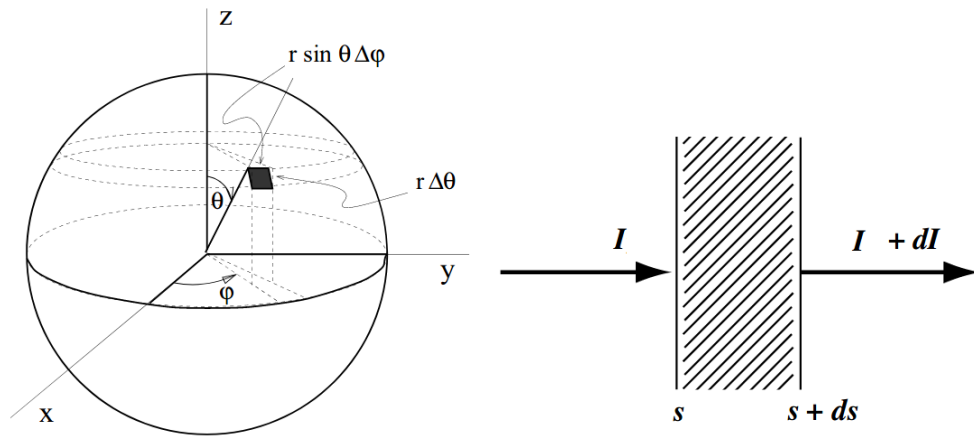
Diğer teknik ise sentetik analiz yöntemidir. Bu yöntem genellikle ağır metallerin bolluk tespitinde, nadir elementlerin araştırılmasında, blent (kaynaşık) olduğu düşünülen çizgilerde ve ince yapıdan dolayı çizgi profillerinde eşdeğer genişlik ölçümü zor olan çizgiler için tercih edilir. Bu yöntem, yıldızın belirlenen model parametreleriyle üretilen sentetik tayf üzerinden bolluk tespitini öngörür. MOOG-Synth arayüzü söz konusu sentetik tayfı üreterek gözlemsel tayfla karşılaştırma ve sentetik tayfa rotasyon, makrotürbülans, kenar kararması ve aletsel çözünürlükten kaynaklı olarak çizgi genişleme faktörlerini değiştirme imkanı sunar. Böylelikle sentetik tayfın gözlemsel

tayfla uyumu sağlanması amaçlanır. Şekilde tez yıldızlarına ilişkin 5300-5400 Å aralığında sentetik ve gözlem tayfın karşılaştırması gösterilmiştir.

Bu tezde her iki teknikten de faydalanarak elde edilen bolluklar ortalama olarak Çizelge 5.3’da, çizgi çizgi ölçüm değerleri ise Ekler kısmında rapor edilmiştir.

3.6. Model Yıldız Atmosferi - Varsayımlar

Gök cisimlerin fiziksel ve kimyasal özellikleri, gözlemsel astronomi çerçevesinde, gelişmiş teknolojiyle üretilen teleskoplardan alınan yıldız atmosfer ışığının analiziyle gerçekleştirilir. Atmosfer tabakası yıldızdan yıldıza göre değişen bir derinliğe sahiptir. Yıldızın fotosferi olarak adlandırılan bu bölgede ışığın taşınımının radyatif olarak gerçekleştiği varsayılır. Taşınan ışımının miktarını belirlemek üzere atmosferin en derininden üst sınırına kadar bir katı açı tanımlanır. Böylece yüzey normaline göre θ açısından birim katı açı altında ($d\omega$), birim zamanda (dt), birim alandan (dA) ve birim frakansta ($d\nu$) yayınlanan enerji miktarı spesifik şiddettir (I_ν). Bu şiddetin tüm küre yüzeyi için integrasyonu, yıldızın ışıma gücünü elde etmede kullanılır. Şiddet için önemli bir diğer husus, üretildiği konum ve andan itibaren atmosferin üst sınırına ulaşana kadar atmosfer içerisindeki maddeyle etkileşiminden kaybedeceği enerji miktarının belirlenmesidir. Işın madde etkileşiminin olası 2 çözümü mevcuttur; salma, soğurma. Kirchhoff yasasına göre kaynak ortamdan daha sıcak ise radyasyon ortamdan geçerken soğurulur ve enerji kaybeder, fakat kaynak ortamdan soğuk ise ortamda ilerleyen radyasyon salma yapar ve enerji kazanır. Şekil 3.11’de sol panel, küre yüzeyi üzerinde katı açıyla tanımlanan spesifik şiddeti betimlerken, sağ panel söz konusu atmosfer katmanını boyunca (s ve $s + ds$) ilerleyen şiddeti tasvir eder.



Şekil 3.11. Atmosferden ışınım taşınımının tasviri (sol panel). Atmosferin s ve ds yolu arasında tanımlanan alanı (sağ panel)

Radyasyonun ortamda bulunan parçacıklarla etkileşimi varsayıldığında net şiddet şu

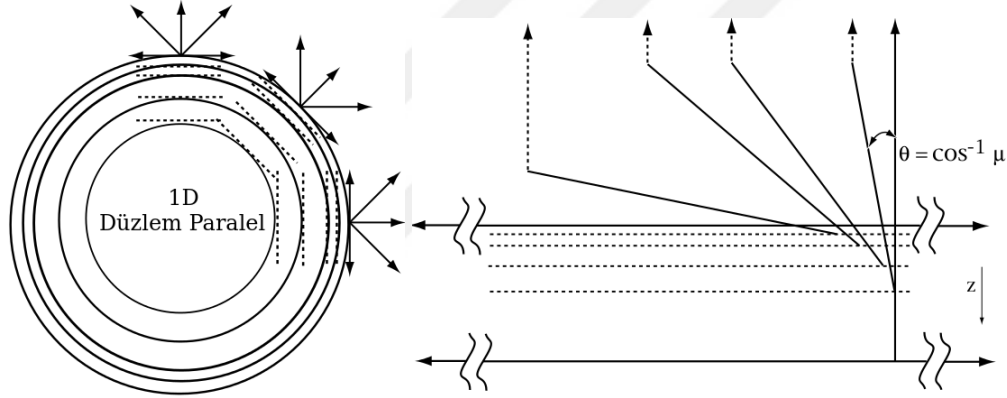
şekilde tanımlanır;

$$I_\nu + dI_\nu dAdwdtd\nu = I_\nu dAdwdtd\nu - \kappa_\nu I_\nu dAdwdtd\nu ds + \varepsilon_\nu dAdwdtd\nu ds \quad (3.18)$$

κ_ν soğurma, ε_ν salma katsayısıdır. Bu denklemin sade olarak ifadesi Radyatif Transfer Denklemi (RTD) olarak bilinir.

$$\mu \frac{dI_\nu}{d\tau_\nu} = -I_\nu + S_\nu \quad (3.19)$$

$\mu = \cos\theta$ Şekil 3.12’de belirtilen düzlem paralel varsayılan atmosfer geometrisine göre yıldızı terk eden ışınımın yüzey normaliyle yaptığı açı, $S_\nu = \varepsilon_\nu/\kappa_\nu$ oranıyla kaynak fonksiyonu, $\tau_\nu = \kappa_\nu ds$ ise optik derinlik olarak tanımlanır. Düzlem paralel geometride μ nün (görünüm doğrultusunun) değişmesi istenmez. Diğer taraftan optik derinliğin açı bağımlılığı ($dr = ds/\cos\theta$) gereğince $\mu > 0$ durumu atmosferden dışa doğru giden fotonları, $\mu < 0$ durumu ise atmosfere giren fotonları işaret eder.



Şekil 3.12. Küresel yüzeye sahip yıldızlarda varsayılan 1D düzlem-paralel atmosferin tasviri

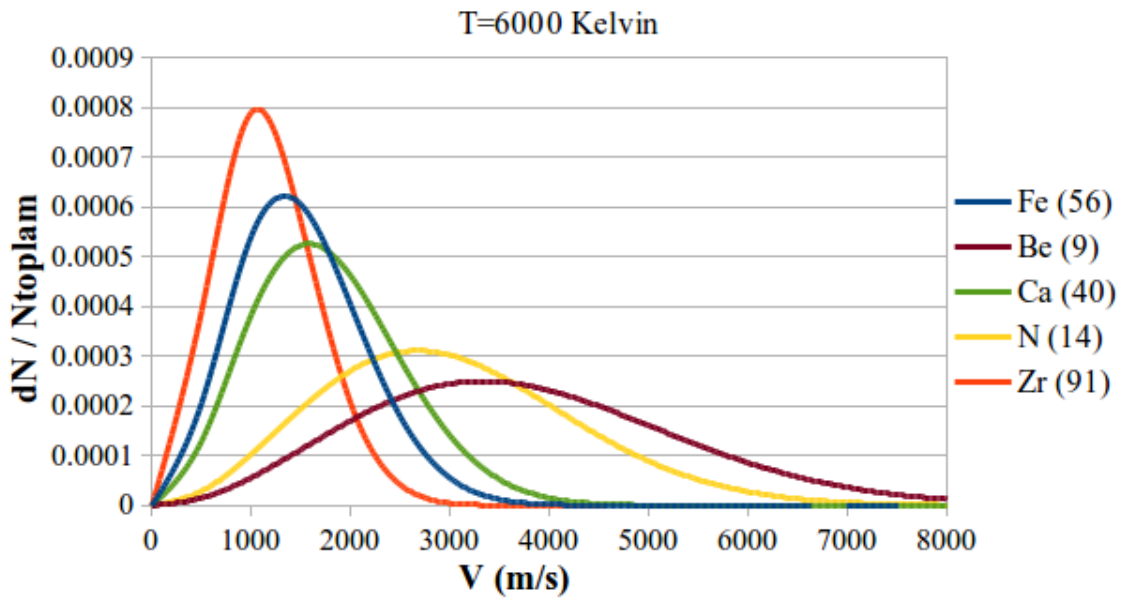
Şiddetin s yolu boyunca (veya optik derinlik) değişim göstermemesi varsayımıyla izotropik ve homojen bir atmosfer karacisine benzetilir. Yani atmosfer hem iyi yayınlayıcı hem de iyi soğurucu olarak tanımlanır. Termodinamik dengenin kurulmuş olması koşuluna bağlı olarak yayınım yapan karacisimde tüm frekans veya dalgaboyu cinsinden sıcaklığın bir fonksiyonu olarak ifade edilen şiddet değeri Planck fonksiyonuyla (B_ν) ifade edilir. Bu, **yerel** termodinamik dangedeki (Local Thermodynamic Equilibrium "**LTE**") atmosferin derin katmanları için $S_\nu \equiv I_\nu \equiv B_\nu$ yaklaşımı sunar.

LTE, karacisine benzetilen yıldız atmosferinin oluşturulmasında tercih edilen en iyi yaklaşımdır. Ayrıca atmosfer dinamiğinde gerçekleşen fiziğin daha kolay çözülebilmesi için temel kabul edilen bir varsayımdır. Söz konusu bu dengenin kurulması, bir parçacığın ortalama serbest yolunun, termalizasyon uzunluğundan (sıcaklığın değiştiği uzaklık) küçük olmasına bağlıdır. Bu süreç içerisinde aynı sıcaklık bölgesinde gaz

içerinde bulunan parçacıklar birbirleriyle çarpışarak o bölgeyi temsil eden bir hız dağılımını temsil ederler. Maxwell-Boltzmann hız dağılımı olarak adlandırılan bu dağılımda T_{eff} yerel sıcaklığında, birim hacimde bulunan v ile $v + dv$ aralığında hızlara sahip m kütleli parçacık sayısı tanımlanır;

$$n_v dv = n \left(\frac{m}{2\pi kT} \right)^{3/2} e^{-mv^2/2kT} 4\pi v^2 dv \quad (3.20)$$

n_v birim hacim başına v hızlı parçacıkların sayısı, n toplam sayı yoğunluğudur. $e^{-mv^2/2kT}$ terimi, T sıcaklığındaki bir ortamda v hızına sahip parçacıkların bulunma olasılığını verir. Bu dağılıma 5 farklı element için bir örnek Şekil 3.13'de gösterilmiştir. Fonksiyonun 1. türevi (eğrilerin tepe noktası) birim hacimde bulunan parçacıkların en olası hız (most probable " v_{mp} ") değerini ($\sqrt{\frac{2kT}{m}}$) verirken, ortalama hız $\sqrt{\frac{8kT}{\pi m}}$, RMS²⁷ hızı ise $\sqrt{\frac{3kT}{m}}$ ifadesi ile elde edilir.



Şekil 3.13. Fe, Be, Ca, N ve Zr elementlerinin 6000 °K sıcaklığı için Maxwell-Boltzmann hız dağılımları

Yerel termodinamik dengenin kurulmasında bir diğer koşul ise belirli bir uyarılma seviyesindeki tüm atom ve moleküllerin sayısı Boltzmann denklemi (3.21), herhangi bir iyonizasyon durumunda atom ve molekül sayısı için ise Saha denklemiyle (3.22) verilmelidir.

$$\frac{n_i}{n_j} = \frac{g_i}{g_j} \exp - \frac{E_j - E_i}{kT} \quad (3.21)$$

$$\frac{n_I}{n_J} = \frac{2g_I}{n_e g_J} \left(\frac{2\pi m kT}{h^2} \right)^{3/2} \exp - \frac{E_J - E_I}{kT} \quad (3.22)$$

²⁷Root Mean Square, "Karelerinin ortalamasının karekökü"

Denklem (3.21)'de n_i ve n_j sırasıyla i seviyesindeki uyartılmış atomların sayısı, j temel seviyedeki atomların sayısı, g_i ve g_j ilgili seviyedeki uyartılmış atomların istatistiksel ağırlığı, E_i ve E_j sırasıyla i seviyesindeki uyartılma enerjisinin temel düzeye göre enerji farkı, j temel seviyenin enerjisidir. h Planck sabiti, k ise Boltzmann sabiti olarak geçer. Denklem 3.22'da ise n_I ve n_J sırasıyla I seviyesindeki iyonların sayısı, J temel seviyeden I iyonlaşma seviyesine kadar ortamda bulunan toplam atomların sayısı, m elektron kütlesi ve n_e birim hacim başına serbest elektron sayısını ifade etmektedir. LTE koşulunun sağlanmadığı durumda LTE olmayan bir atmosfer (non-LTE) kabulü vardır fakat tez içerisinde kullanılan modeller LTE kabulüyle elde edildiği için bu konuya değinilmemiştir. Yıldız atmosferlerinde LTE yaklaşıma ek olarak hesaplamalarda çizgi opasitesinin etkisini içermemek üzere soğurma katsayılarının frakanstan bağımsız olmasını ön gören **Gray** atmosfer kabulü yapılır. Atmosfer modeli hesaplayan kodlar Gray atmosferi başlangıç kabul eder ve opasite katkısını hesaplar.

Teorik yaklaşımın temelindeki Planck yasasıyla atmosferden yayınlanan enerji aynı oranda soğurulur;

$$B_\nu(T) = \frac{2h\nu^3}{c^2} \frac{1}{e^{h\nu/kT} - 1}$$

Karacisimden yayımlanan toplam enerjinin hesaplanmasında $B_\nu(T)$ nin integrasyonu Stefan-Boltzmann (SB) yasasını verecektir. Bu yasa atmosfere uygulandığında T sıcaklık değeri etkin sıcaklık olarak tanımlanır ve σ SB sabitidir.

$$\int_0^\infty I_\nu(T) d\nu = \sigma T_{eff}^4$$

Güneş için teorik ve gözlenen enerji dağılım grafiği Şekil 3.14 de gösterilmiştir. Burada kalın sürekli çizgi, etkin sıcaklığı 5250 Kelvin olan Planck fonksiyonuyla elde edilen enerji dağılımıdır ve Güneş'in gözlemden elde edilen enerji dağılımına (sarı) en uygun olan Planck fonksiyonu olduğu belirtilir.

Hem salma hem de soğurmanın olduğu düzlem paralel bir atmosferde ışınının taşınımı, Denklem 3.19 lineer denkleminin çözümü ile elde edilir. Söz konusu çözüm RTD nin Formal çözümü olarak tanımlanır.

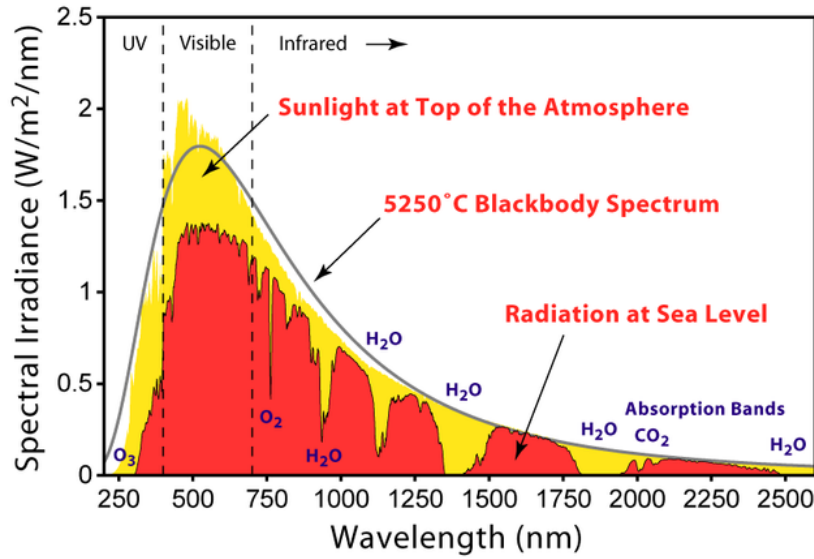
$$I_\nu(\mu) = -e^{\tau_\nu/\mu} \int_c^{\tau_\nu} S_\nu e^{-t/\mu} \frac{dt}{\mu}$$

Radyasyon alanının tanımı için I_ν , momentleri (J, H, K) ile birlikte ele alınır. Yıldız atmosferinde bu momentlerin ifadesi;

$$J_\nu = \frac{1}{4\pi} \int I_\nu dw \quad (\text{Ortalama Şiddet})$$

$$H_\nu = \frac{1}{4\pi} \int I_\nu \mu dw \quad (\text{Akı})$$

$$K_\nu = \frac{1}{4\pi} \int I_\nu \mu^2 dw \quad (\text{Işınım basıncı})$$



https://commons.wikimedia.org/wiki/File:Solar_spectrum_en.svg

Şekil 3.14. Güneş'in 250-2500 nm arasında gözlemsel (sarı) ve teorik (mavi) enerji dağılımı

şeklinde. Gray LTE bir atmosferde B_ν fonksiyonu J_ν momentiyle ilişkilidir;

$$\frac{\sigma T^4}{\pi} = \int B_\nu d\nu = \int J_\nu d\nu \quad (3.23)$$

Kirchhoff ve Planck gibi yasaları temel alan teorik astronomiyle gözlemsel astronomi arasındaki bağlantıyı sağlayan model atmosfer yıldızların yapısını ve evrimini modellemek için üst sınırdır. Sınırlar ise optik derinlik tanımıyla şekillenir. Optik derinliğin s yolu boyunca 0 ve D aralığında verilen sınır koşulları çerçevesinde integrasyonu atmosfer için D kalınlıklı bir optik kalınlık kavramını ortaya koyar;

$$\tau(D) = \int_0^D \kappa_\nu(s) ds \quad (3.24)$$

$\tau(D) \gg 1$ durumunda optikce kalın, $\tau(D) \ll 1$ durumunda optikce ince atmosfer tanımı yapılır. Kalın atmosferde yalnızca süreklilik gözlenirken, ince atmosferde S_ν nün I_ν ye karşı 2 durumu söz konusudur; salma ve soğurma tayfı. Şekil 3.15'de ince atmosfer için söz konusu S_ν ile I_ν arasındaki ilişki betimlenmektedir. Kalın atmosferde salma veya soğurmanın olmaması atmosferin derin katmanlarını işaret eder. bu katmanlarda kabul görülen yaklaşım *Eddington-Baribier* yaklaşımıdır ve S_ν her bir $\tau_\nu(t_\nu)$ için Taylor

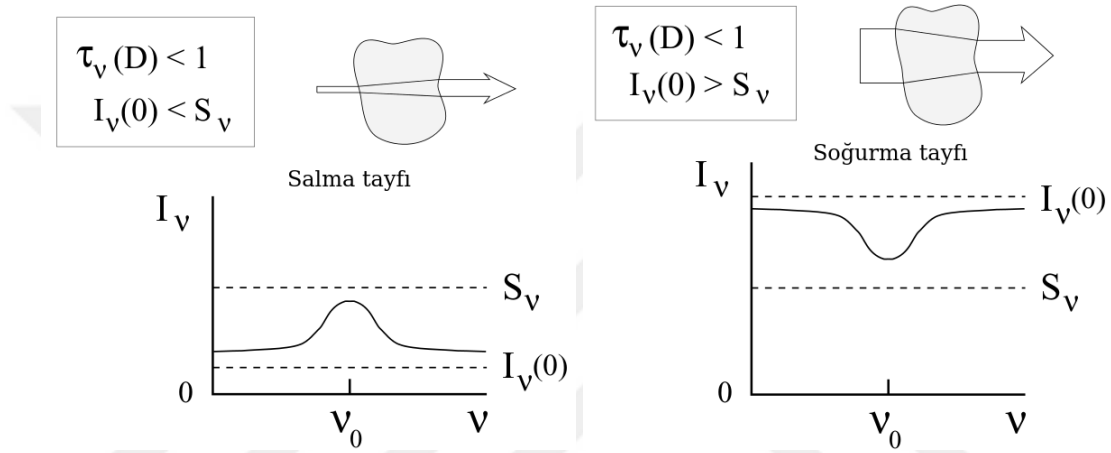
serisine açılır. $I_\nu^+(0, \mu) \cong S_\nu(\tau, \mu)$ olmak üzere ışıınım alanının momentleri;

$$J_\nu(\tau_\nu) = B_\nu(\tau_\nu)$$

$$H_\nu(\tau_\nu) = \frac{1}{3} \frac{dB_\nu}{d\tau_\nu} \dots$$

$$K_\nu(\tau_\nu) = \frac{1}{3} B_\nu(\tau_\nu) \frac{1}{5} \frac{d^2 B_\nu}{d\tau_\nu^2} \dots$$

şeklinde ifade edilir.



Şekil 3.15. Kaynak fonksiyonu ve ışıınım şiddetinin optikçe ince atmosferde tayf çizgi oluşumuna etkisi; emisyon profili (sol panel), soğurma profili (sağ panel)

Kaynak fonksiyonunda salma ve soğurmanın yanında saçılmanın etkisi mevcuttur. Bazı model atmosfer kodları saçılmanın etkisini ihmal edebilmektedir fakat bu tezde kullanılan ATLAS kodu saçılmanın etkisini içermektedir. Bu yüzden Saçılmanın etkisinin de içerecek şekilde S_ν nün ifadesi;

$$S_\nu = \frac{\kappa'_\nu B_\nu + \sigma_\nu J_\nu}{\kappa'_\nu + \sigma_\nu} = (1 - \lambda_\nu) B_\nu + \lambda_\nu J_\nu \quad (3.25)$$

şeklinde dir. Burada σ_ν saçılma soğurma katsayısı, κ'_ν gerçek soğurma²⁸, λ_ν saçılan ışıının elementer hacim tarafından soğurulan toplam enerjiye oranı, $(1 - \lambda_\nu)$ gerçek soğurmaya maruz kalan enerjinin kesridir.

Denklem (3.23) deki T sıcaklığı yerel ortalama şiddetle belirlenmektedir. Bu yüzden optik derinlikle değişen bir fonksiyona sahiptir ve Hidrostatik denge denkleminin basınç ve opasiteye göre integrasyonundan elde edilir;

$$T^4(\tau) = \frac{3}{4} T_{eff}^4[\tau + q(\tau)] \quad (3.26)$$

²⁸ $\kappa'_\nu = (1 - \lambda_\nu) \kappa_\nu$

$q(\tau)$ τ ile monoton artan fonksiyon; $q(0) = 0.58$ ve $q(\infty) = 0.71$ arasında değişir.

Atmosfer modellerinde kaynak fonksiyonunun ışıınım şiddetini en iyi şekilde temsil etmesi beklenir. Bu yüzden bu terimden türetilen ışıınım alanını tasvir eden akı²⁹ için difüzyon yaklaşımı yapılır ve toplam opasite hesaplanır;

$$H_\nu = \frac{1}{3} \frac{dB_\nu}{d\tau_\nu} = -\frac{1}{3} \frac{1}{\kappa_\nu} \frac{dB_\nu}{dT} \frac{dT}{dz} \quad (3.27)$$

Bu ifade tüm frekanslar üzerinden integre edildiğinde difüzyon yaklaşımı altında elde edilen toplam ışıınım akısı;

$$H = -\left(\frac{1}{3} \frac{1}{\kappa_R} \frac{dB}{dT}\right) \frac{dT}{dz} \quad (3.28)$$

olarak verilirken ifadedeki κ_R Rosseland ortalama opasitesidir. Toplam opasiteyi elde etmek için ise tüm mikroskopik süreçler (b-b, b-s, s-s)³⁰ hesaba katılmalıdır.

Foton, e^- nun bir düzeyini işgal ettiği bir iyonla çarpışır, e^- , B_{12} gibi bir olasılıkla 2. düzeye uyarılabilir. bu yüzden soğurma katsayısı $a_{bb} = B_{12}$ olacaktır. Şayet, bu katsayı herbir atomun 1. düzeyinin katkı sayısıyla çarpılırsa ve tüm iyonların tüm düzeyler arasındaki geçişler üzerinden toplanırsa toplam monokromatik b-b opasite;

$$\kappa_{bb}(\nu) = \sum_{ion} \sum N_1 \sum_2 a_{bb}(\nu) \quad (3.29)$$

Bağlı-serbest gerçekleşen bir süreçte soğurma katsayısı frekansın 3. kuvvetiyle ilişkili olacaktır ($a_{bs}(n, \nu) \propto \nu^{-3}$). Buna göre opasite (n düzey numarası olmak üzere);

$$\kappa_{bs}(\nu) = \sum_{ion} \sum_n N_n a_{bs}(n, \nu) \quad (3.30)$$

Serbest-serbest gerçekleşen bir süreçte ise soğurma katsayısı parçacık hızının 3. kuvveti ve frekansla orantılıdır ($a_{ss} \propto \nu^{-1}$ ve $a_{ss} \propto \nu^{-3}$). Buna göre opasite ;

$$\kappa_{ss}(\nu) = \sum \int a_{ss} N_{ions} n_e(v) dv \quad (3.31)$$

şeklinde ifade edilir.

Klasik 1D, LTE atmosfer modeli hesaplayan bir çok kod, atmosfer fiziğinde şu varsayımları kullanır;

- (1) Atmosferin kalınlığı, yıldızın çapıyla karşılaştırıldığında oldukça küçük (düzlem paralellik şartı).
- (2) Normal doğrultusu boyunca katmanlarda manyetik alan, granülasyon (tanecik), spicules (ilmek), hücre ve leke yok (Homojen yapı).

²⁹Denklem 3.25

³⁰Atomda gerçekleşen temel süreçler; bağlı-bağlı, bağlı-serbest, serbest-serbest

- (3) Atmosfer statik, basınç ve çekimsel hareketler dengede, böylece normal doğrultusunda katmanların hareketi görelî değil (Hidrostatik denge, atmosfer genişlemez).

$$\frac{dP(z)}{dz} - g\rho(z) = 0 \quad (3.32)$$

Hidrostatik denge denkleminde z doğrultusu boyunca yoğunluk (ρ) ve çekim kuvvetinin (g) etkisiyle değişen basınç değişimini (dP) gösterir.

- (4) Gazın durumu ve radyasyonun taşınımı zamanla sabit (Kararlı).
- (5) Her derinlikte gazın durumu sadece radyasyon alanının yerel değerlerine (T , N_e) bağlı ve her katman birbirinden bağımsız (LTE).
- (6) Enerji akısı atmosferde derinlikle sabit, atmosferde enerji üretimi yok (rad+con. denge).

$$F = \int F_\lambda d\lambda = \sigma T_{eff}^4 ; \quad \frac{dF}{d\tau} = 0 \quad (Radyatif Denge) \quad (3.33)$$

- (7) Konveksiyon; mixing-length teori kullanılmıştır.
- (8) Türbülans; türbülans basıncının yok olduğu varsayılır.

3.7. Model Atmosfer Hesabı - ATLAS Kodu

ATLAS kodu, LTE 1D bir yıldız atmosferi için 4 temel parametre kullanılır; etkin sıcaklık (T_{eff}), çekim ivmesi ($\log g$), metalisite ($[Fe/H]$) ve microtürbülans hızı (ξ). Söz konusu bu parametreler yıldız atmosferinin bölünen her katmanında (ATLAS modellerinde 72 katman) diğer fiziksel parametreleri (T , ρ , P_g , N_e , κ_{ros} gibi) hesaplamak üzere kullanır ve her katman için Feautrier çözüm metodunu³¹ kullanarak Radyatif transfer denklemi (3.19), hidrostatik denge denklemi (3.32) ve hal denklemlerini (3.21, 3.22) eş zamanlı çözer. Atmosferde hesaplanacak tüm fiziksel parametreler optik derinlik cinsinden ifade edilmektedir. Şekil 3.16'de ATLAS modelinin verilen 4 parametre setiyle hesaplanan bir atmosfer modeli çıktısı verilmektedir. Çıktıdaki 24. satırdan itibaren 72 katman (her satır 1 katman) için 10 kolon olarak verilen değerler, verilen başlangıç model parametreleriyle hesaplanmış parametrelerdir. Sırasıyla bu parametreler; kolon yoğunluğu, sıcaklık, basınç, e^- sayısı, Rosseland soğurma katsayısı, radyatif ivmelenme, türbülans (isteğe bağlı), konvektif akı (isteğe bağlı) ve ses hızından oluşmaktadır. Şekil 3.17'de ise CE Vir yıldızının bolluk analizinde kullanılan atmosfer modelinde içerilen sıcaklık (T), basınç (P), kolon yoğunluğu (D) ve elektron sayı yoğunluğu (N_e) parametrelerinin birbirlerine göre davranışı logaritmik ölçekte çizdirilmiştir. Atmosfer tanımlayan temel 4 model parametrenin optik derinlik cinsinden ifadeleri;

³¹Çözüm yöntemi için detay bkz. Annamneni Peraiah, An Introduction to Radiative Transfer: Methods and applications in astrophysics (Kitap)

$$T(\tau) = [\frac{3}{4}(\tau + 2/3)]^{1/4} T_{eff}$$

$$P_{gaz}(\tau_0) = (\frac{3}{2}g \int_{-\infty}^{\log(\tau_0)} \frac{\sqrt{t_0 P_{gaz}}}{\kappa_0 \log e} d\log t_0)^{2/3}$$

$$dP_{gaz} = \frac{g}{\kappa_\nu} \sum A_j \mu_j d\tau_0$$

şeklindedir. κ_0 κ_ν 'nün 5000 'daki değeri, μ_j j elementinin atomik ağırlığı kez 1.66×10^{-24} gr dır. A_j ise j elementinin Hidrojene göre bolluğudur. Sıcaklık ve çekim ivmesinin sabit olması durumunda metelisitenin optik derinlikle ifadesi gaz basıncıyla ilişkilidir. Mikrotürbülansın ise 1D atmosferde açıya bağımlılık varsayımı söz konusu olmadığı için optik derinlikle ilişkisi yoktur ve atmosferin tüm derinliklerinde sabit alınır.

Her katman için radyatif dengenin sağlanması varsayımı gereği kod, yukarıda verilen denklemleri iteratif şekilde içerisinde tanımlanan fiziğe uygun olarak sıcaklık düzeltmesi yapmaktadır. Bunun için 2. Milne denkleminde faydalanılır;

$$\int_0^\infty (\kappa_\nu + \sigma_\nu) S_\nu(T_0 + \Delta T) d\nu = \int_0^\infty (\kappa_\nu + \sigma_\nu) J_\nu d\nu$$

$$S_\nu(T_0 + \Delta T) \approx S_\nu(T_0) + \frac{\partial S_\nu}{\partial T} \Delta T$$

$$\Delta T \approx \frac{\int (\kappa_\nu + \sigma_\nu) (J_\nu + S_\nu) d\nu}{(\kappa_\nu + \sigma_\nu) \frac{\partial S_\nu}{\partial T}} d\nu$$

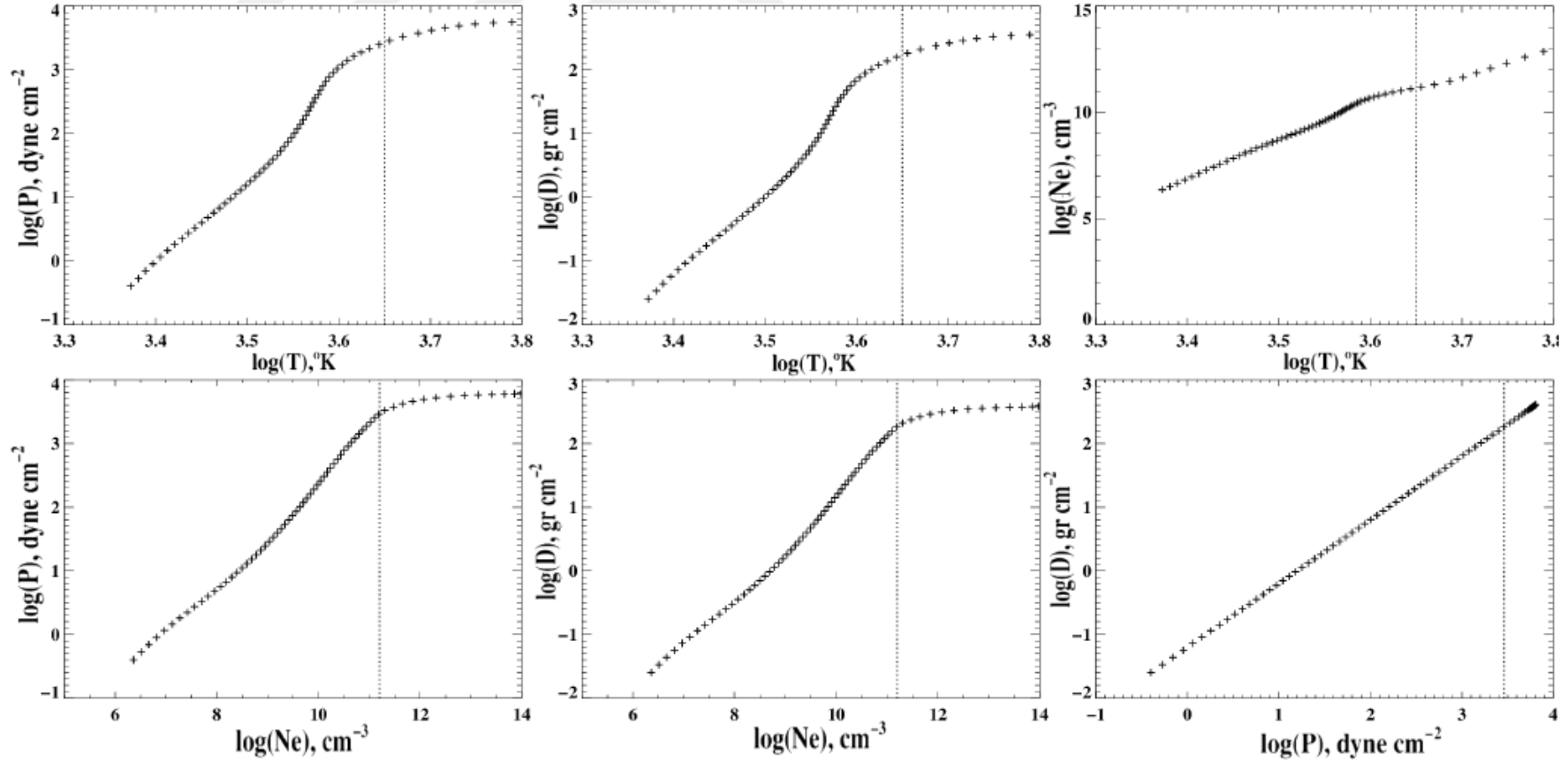
Bu denklemde gerekli olan soğurma ve saçılma katsayıları için n_i, n_0 ve n_e parametrelerini hidrostatik denge denklemi ve hal denklemlerinden sağlar, süreklilik ve çizgi opasiteleri her frakans için hesaplanır. Böylece yeni belirlenen ışıyım alan momentleri ve kaynak fonksiyonunda LTE koşulu gereği $S_\nu = J_\nu$ ve akı sabitliği kodun tanımladığı üst limite ulaşana kadar sıcaklık düzeltmesi gerçekleştirilir.

```

TEFF 4550. GRAVITY 1.20000 LTE
TITLE [-0.78]
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 0.19953 ABUNDANCE CHANGE 1 0.92140 2 0.07843
ABUNDANCE CHANGE 3 -10.94 4 -10.64 5 -9.49 6 -3.52 7 -4.12 8 -2.81
ABUNDANCE CHANGE 9 -7.48 10 -3.56 11 -5.71 12 -4.06 13 -5.57 14 -4.09
ABUNDANCE CHANGE 15 -6.59 16 -4.31 17 -6.54 18 -5.24 19 -6.92 20 -5.28
ABUNDANCE CHANGE 21 -8.87 22 -6.62 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
ABUNDANCE CHANGE 75 -11.76 76 -10.59 77 -10.69 78 -10.24 79 -11.03 80 -10.91
ABUNDANCE CHANGE 81 -11.14 82 -10.09 83 -11.33 84 -20.00 85 -20.00 86 -20.00
ABUNDANCE CHANGE 87 -20.00 88 -20.00 89 -20.00 90 -11.95 91 -20.00 92 -12.54
ABUNDANCE CHANGE 93 -20.00 94 -20.00 95 -20.00 96 -20.00 97 -20.00 98 -20.00
ABUNDANCE CHANGE 99 -20.00
READ DECK 6 72 RHOD,T,P,XNE,ABROSS,ACCRAD,VTURB, FLXCNV,VCONV,VELSND
2.37170118E-02 2366.6 3.759E-01 2.675E+06 5.623E-06 1.540E-03 3.000E+05 0.000E+00 0.000E+00 0.062E+05
3.13905467E-02 2412.9 4.975E-01 3.791E+06 5.969E-06 1.444E-03 3.000E+05 0.000E+00 0.000E+00 7.633E+05
4.09707599E-02 2456.8 6.493E-01 5.336E+06 6.412E-06 1.348E-03 3.000E+05 0.000E+00 0.000E+00 7.264E+05
5.27983108E-02 2503.4 8.367E-01 7.578E+06 6.962E-06 1.269E-03 3.000E+05 0.000E+00 0.000E+00 6.984E+05
6.72052098E-02 2549.7 1.065E+00 1.074E+07 7.685E-06 1.194E-03 3.000E+05 0.000E+00 0.000E+00 6.756E+05
8.45046743E-02 2595.9 1.339E+00 1.519E+07 8.579E-06 1.131E-03 3.000E+05 0.000E+00 0.000E+00 6.577E+05
1.05069279E-01 2642.6 1.665E+00 2.139E+07 9.667E-06 1.080E-03 3.000E+05 0.000E+00 0.000E+00 6.438E+05
1.29262928E-01 2689.1 2.049E+00 2.989E+07 1.101E-05 1.037E-03 3.000E+05 0.000E+00 0.000E+00 6.331E+05
1.57554022E-01 2735.0 2.497E+00 4.128E+07 1.257E-05 1.001E-03 3.000E+05 0.000E+00 0.000E+00 6.247E+05
1.90499690E-01 2780.5 3.019E+00 5.637E+07 1.444E-05 9.700E-04 3.000E+05 0.000E+00 0.000E+00 6.184E+05
2.28665216E-01 2825.3 3.624E+00 7.594E+07 1.664E-05 9.436E-04 3.000E+05 0.000E+00 0.000E+00 6.137E+05
2.72833316E-01 2869.2 4.324E+00 1.009E+08 1.916E-05 9.219E-04 3.000E+05 0.000E+00 0.000E+00 6.102E+05
3.24003517E-01 2912.1 5.135E+00 1.321E+08 2.205E-05 8.959E-04 3.000E+05 0.000E+00 0.000E+00 6.077E+05
3.83340370E-01 2954.0 6.075E+00 1.709E+08 2.534E-05 8.735E-04 3.000E+05 0.000E+00 0.000E+00 6.061E+05
4.5222353E-01 2995.6 7.167E+00 2.187E+08 2.910E-05 8.587E-04 3.000E+05 0.000E+00 0.000E+00 6.052E+05
5.32272002E-01 3036.6 8.435E+00 2.773E+08 3.337E-05 8.411E-04 3.000E+05 0.000E+00 0.000E+00 6.048E+05
6.25451559E-01 3076.8 9.912E+00 3.480E+08 3.819E-05 8.200E-04 3.000E+05 0.000E+00 0.000E+00 6.050E+05
7.34085581E-01 3116.3 1.163E+01 4.332E+08 4.367E-05 8.019E-04 3.000E+05 0.000E+00 0.000E+00 6.055E+05
8.60812487E-01 3155.5 1.364E+01 5.358E+08 4.991E-05 7.914E-04 3.000E+05 0.000E+00 0.000E+00 6.065E+05
1.00878032E+00 3194.7 1.599E+01 6.591E+08 5.695E-05 7.653E-04 3.000E+05 0.000E+00 0.000E+00 6.078E+05
1.1818807E+00 3232.7 1.873E+01 8.051E+08 6.487E-05 7.448E-04 3.000E+05 0.000E+00 0.000E+00 6.092E+05
...
...
...

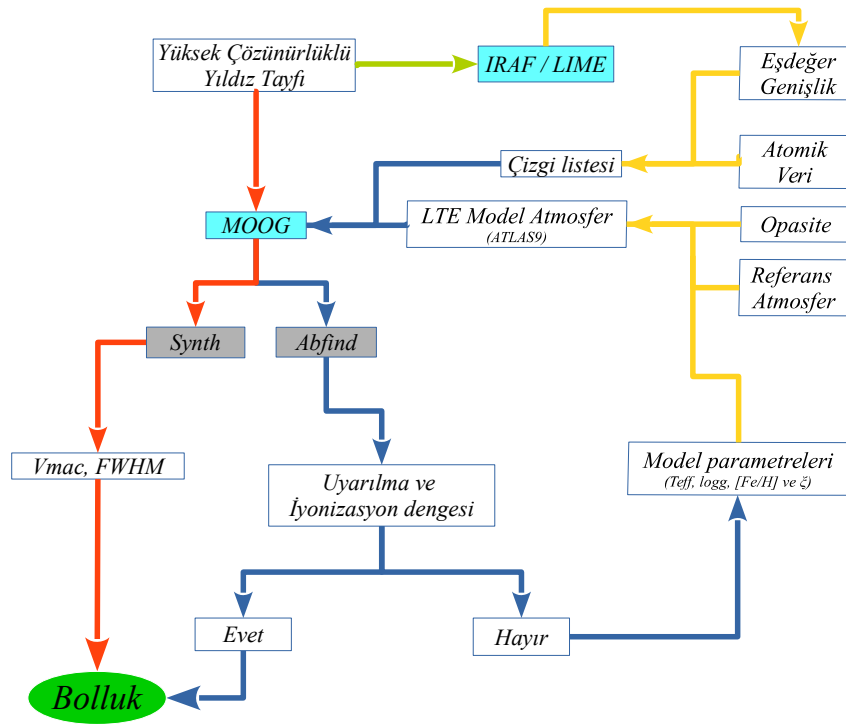
```

Sekil 3.16. CE Vir yıldızına ait ATLAS modelinde ilk 23 satır opasite kaynak anahtarını, model parametrelerini, 99 element için opasite hesabında referans olarak kullanılan Güneş bolluk değerlerini içerir (log H=12 değerinin eklenmemiş bolluklar). ATLAS9 için söz konusu bu Güneş bollukları Anders ve Gravesse (1989) bolluklarıdır



Şekil 3.17. CE Vir yıldızının ATLAS model parametrelerinin karşılaştırılması. Sıcaklık (T), basınç (P), kolon yoğunluğu (D) ve elektron sayı yoğunluğunun (Ne) 72 katman boyunca logaritmik ölçekte birbirlerine göre durumları verilmektedir. Noktalı çizgi ise etkin sıcaklığın karşılık geldiği katmanı ve o katmandaki parametre değerlerini işaret eder

Yukarıda ana hatları ile aktarılan model yıldız atmosferi oluşturma süreci uygulamada bir hayli karmaşık bir süreçtir ve iteratif bir hesaplama tekniği gerektirir. Model parametrelerinin belirlenmesinde opasite hesabı ayrı bir yer tutar. Şekil 3.18’da tez yıldızlarının model atmosfer parametrelerinin tayininde izlenen adımlar resmedilmektedir. Gerçekleştirilen herbir süreç için detaylar ilerleyen kısımlar altında sunulmuştur.



Şekil 3.18. Atmosfer parametrelerinin belirlenmesi ve bolluk tespitine kadar gerçekleştirilen aşamaları özetleyen akış şemasıdır

3.8. Atomik Verilerin Derlenmesi ve Test Edilmesi

Klasik tayf analizinde element teşhisi ve eşdeğer genişlik (ew) ölçümünden sonra bolluk analizinde hassas derecede öneme sahip olan diğer bir faktör ise atomik veridir. Söz konusu bu atomik verinin temeli, elemente dair ilgili geçişleri veren her dalgaboyuna ait alt uyarılma potansiyel enerjisi, geçiş olasılığı (osilatör şiddeti), ve tayftan ölçülen ew değerine dayanmaktadır. Laboratuvar koşullarında uyarılma potansiyellerinin hassas belirlenebilmesine karşın osilatör şiddeti, laboratuvar koşullarına ve elde edilmiş yöntemine duyarlıdır. Bu yüzden bolluklarda osilatör şiddetinden kaynaklı hatalar söz konusu olabilir. Bu hatayı minimuma indirme amaçlı olarak kullanılan atomik verinin testi Güneş analizini gerçekleştirmekten geçer. Söz konusu bu analiz ile elde edilen Güneş bolluk değerlerinin literatürde bilinen Güneş bolluklarıyla örtüşmesi beklenir.

Çizelge 3.2. Çalışmada ew ölçümüyle elde edilen Güneş bolluklarının Asplund ve ark. (2009) tarafından elde edilen bolluklarla karşılaştırılması $x = b - a$

Element	Bu Çalışma ^a	n	Asplund ^b	$\Delta \log \epsilon_{\odot}(X)^x$
	$\log \epsilon_{\odot}(X)$ (dex)		$\log \epsilon_{\odot}(X)$ (dex)	
C I	8.47±0.00	1	8.43 ±0.05	-0.04
Si I	7.52±0.00	2	7.51 ±0.03	-0.01
Ca I	6.39±0.04	3	6.34 ±0.04	-0.05
Sc II	3.06±0.01	7	3.15 ±0.04	0.09
Ti I	4.98±0.02	23	4.95 ±0.05	-0.03
Ti II	4.94±0.04	8	4.95 ±0.05	0.01
V I	4.00±0.03	6	3.93 ±0.08	0.07
Cr I	5.63±0.06	17	5.64 ±0.04	0.01
Cr II	5.57±0.01	8	5.64 ±0.04	0.07
Mn I	5.39±0.02	5	5.43 ±0.05	0.04
Fe I	7.61±0.10	108	7.50 ±0.04	-0.11
Fe II	7.61±0.05	9	7.50 ±0.04	-0.11
Co I	4.92±0.02	6	4.99 ±0.07	0.07
Ni I	6.22±0.04	23	6.22 ±0.04	0.00
Y II	2.19±0.02	3	2.21 ±0.05	0.02
Nd II	1.46±0.00	1	1.42 ±0.04	-0.04

Program yıldızlarında mevcut olan çizgi listeleri birleştirilip tek bir liste haline getirilerek Güneş'te bu çizgilerin eşdeğer genişlikleri LIME (Şahin 2017) ile ölçülmüştür. Literatürdeki paylaşılmış güvenilir güncel atomik verileri kullanarak Güneş'in atmosfer parametreleri ($T_{eff}= 5777K$, $\log g= 4.40$) belirlenmiştir. Söz konusu model ve Güneş'ten ölçülen eşdeğer genişliklerle osilatör şiddetleri, Gray'in *Spectrum - gfadjust* koduyla revize edilerek astrofiziksel osilatör şiddeti³² elde edilmiştir. Revize edilen atomik veri ve modelin sonucunda elde edilen element bollukları Çizelge 3.2'de Asplund vd. (2009) bollukları ile birlikte verilmektedir.

SPECTRUM Kodu Richard Gray tarafından 2010 yılında geliştirilen SPECTRUM programı, sentetik spektrum oluşturma (yerel termodinamik koşul altında "LTE", ince yapının katkılarını da içerecek şekilde), bolluk hesabı, mikrotürbülans hız hesabı (BLACKWEL metoduyla) ve osilatör şiddetlerinin de düzeltilmesini sağlayan alt arayüzlere sahip bir programdır.

Spectrum kodunun *gfadjust* paketi, uygulama aşamasında atmosfer modeli ve her çizgi için şu bilgileri içeren veri dosyasına ihtiyaç duyar; elemente ait geçişin dalga boyu, alt ve üst seviyelerinin uyarılma potansiyel enerjisi (cm^{-1}), atom numarası, osilatör şiddeti, çizginin gözlemden ölçülen eşdeğer genişliği, Van Der Waals için Fudge faktörü, (geçiş faktörü olarakta bilinir, kozmolojik bir sabittir, 1.00 alınır), orbitaller arası geçişi simgeleyen parametre (örn; s-p geçişi için s: 0, p: 1 değeri alınır) ve referans içerilen kısım olmak üzere 9 parametredir. Buna göre yukarıda bahsedilen klasik osilatör

³² ew ve osilatör şiddeti arasında orantısal olarak bir ilişkiyle teorik olarak yeniden hesaplanan osilatör şiddeti

Çizelge 3.3. Tez yıldızları için Molina (2012) bağıntısı yardımı ile hesaplanan model parametreleri. Renk artığı ($E(B-V)$) için literatürden derlenen değerler; a: Luna vd. (2008), b: Gonzalez vd. (1997), c: Wahlgren (1992), d: Fernie ve Hube (1968). T_{eff} ve $\log g$ için Molina (2012) tarafından öngörülen hata değerleri sırasıyla ± 220 ve ± 0.27 olarak rapor edilmektedir

Yıldız	H	J	K	$E(B-V)$	$(J-H)_o$	$(H-K)_o$	T_{eff}	$\log g$
AR Sgr	7.94	8.41	7.67	0.15 ^a	0.41	0.23	5485	0.76
CE Vir	5.62	6.26	5.41	0.03 ^b	0.63	0.20	4266	0.62
DF Cyg	10.07	11.01	8.91	0.42 ^c	0.80	1.08	3325	1.31
DY Aql	6.11	6.94	5.80	0.14 ^b	0.77	0.29	3490	0.61
HP Lyr	8.42	8.87	7.75					
SS Gem	6.32	6.74	6.13	0.56 ^b	0.23	0.08	6482	0.57
SZ Mon	8.05	8.67	7.50	0.50 ^d	0.46	0.45	5208	0.93
TT Oph	7.31	7.70	7.20	0.14 ^c	0.34	0.08	5872	0.66
UZ Oph	7.94	8.43	7.79	0.45 ^c	0.34	0.06	5578	0.59

modelinde tanımlanan osilatör şiddeti kavramı gereğince *gfadjust* paketi, verilen model atmosfer koşullarında gözlenen *ew* ile teorik *ew* için orantısal ilişki kuran bu parametreyi itere ederek astrofiziksel osilatör şiddetlerini verir.

3.9. Model Atmosfer Parametre Tayini - Işıkolçüm Metodu

Tez yıldızlarının tayfsal analizleri aşamasında kullanılacak model parametreleri için başlangıç değerleri sözkonusu kaynakların literatürde mevcut ışıkolçüm verilerinden yararlanılarak elde edildi. SİMBAD veri tabanından derlenen 2MASS renkleri (H, J, K) Molina (2012) tarafından post-AGB ve RV Tau türü yıldızlar için önerilmiş sıcaklık ve çekim ivmesi kalibrasyonları yardımı ile Çizelge 3.3’de sunulan sıcaklık ve çekim ivmesi değerlerini sağladı.

3.10. Çizgi Teşhisi

Klasik bir çerçevede gerçekleştirilen tayfsal bir analiz için önemli bir aşama da çizgi teşhisi aşamasıdır. Bu aşama için tayfin dikine hız düzeltilmiş olması önem arz eder. Çizgi teşhisi aşamasında sıfırdan bir çizgi listesi derlenmeyecekse literatürde aynı tayf türü ve ısıtma sınıfından örnek bir yıldız için yayınlanmış çizgi listelerinden faydalanılabilir. Tez kapsamında yıldızlar için elde edilmiş echelle tayfların yüksek çözünürlüklü olmaları nedeni ile yeni çizgi listeleri derlenmiştir. Dikine hız düzeltilmiş tayf üzerinde gerçekleştirilen çizgi ölçümlerinin teşhisinde literatürde sıklıkla yararlanılan Güneş çizgi atlasından faydalanılmıştır (Moore vd. 1966). Çizgi ölçümleri hem LIME (bkz. Bölüm 3.12) hem de IRAF kodları yardımı ile gerçekleştirilmiştir.

3.11. Dikine Hız Ölçümü

Nötral demir çizgileri yardımı ile belirlenen dikine hızların kontrolü aşamasında çapraz ilişkilendirme yöntemi kullanılmıştır. Bu yöntem benzer fiziksel özelliklere sahip referans bir tayfin kullanılmasını zorunlu kılar. Referans tayf olarak yüksek

çözünürlüklü Güneş tayfı kullanılmıştır (Kurucz vd. 1984). Dikine hız ölçümleri IDL ortamında HRSS³³ grubu içerisinde geliştirilen yardımcı kodlar yardımı ile tayfin 5300-5600 Å bölgesi üzerinden gerçekleştirilmiştir. Elde edilen dikine hızlar Çizelge 3.4'te sunulmaktadır.

Post-AGB yıldızlarının astrosismolojik davranışlarının incelenmesi amacı ile yürütülmekte olan bağımsız bir başka çalışma kapsamında tez yıldızları TT Oph ve UZ Oph için ilave echelle tayflar da elde edilmiştir. TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi RTT-150 teleskobu ve TFOSC taççekeri yardımı ile echelle modda alınan düşük çözünürlüklü tayflardan³⁴ elde edilen dikine hızlar yine Çizelge 3.4'te içerilmiştir (koyu yazı metni).

Çizelge 3.4. Program yıldızların verilen Julien date (JD) zamanında alınan tayflarından elde edilen Dikine hızları V_{Fe} Fe I çizgilerinden, $V_{\star crs cor}$ paketiyle elde edilen hız değerlerini gösterirken, Güneş merkezli hız $V_{\odot}$ ve yıldızların bu hız değeri için düzeltilmiş hızları $V_{\star Hel}$ dir. Son kolonda ise çapraz korelasyon için verilen dalgaboyu aralığı not edilmiştir. TFOSC tayfında gözlenen yıldızlar dikine hızlarıyla birlikte kalın yazılmıştır

Yıldız	Tarih g/a/y	JD 245+	$V_{\odot}$ (km/s)	V_{Fe} (km/s)	σ (km/s)	$V_{\star}$ (km/s)	$V_{\star Hel}$ (km/s)	Aralık (Å)
AR Sgr	17 Ekim 2008	4757.5	29.35	-71.50	5.96	-74.08	-103.43	5300-5600
CE Vir	02 Tem. 2009	5015.5	28.14	-43.25	2.67	-43.59	-71.73	5300-5600
DF Cyg	18 Eylül 2008	4728.5	9.23	-40.66	1.96	-41.02	-50.25	5300-5600
DY Aql	16 Kasım 2008	4787.5	24.08	26.17	3.42	24.42	-0.34	5300-5600
HP Lyr	19 Ekim 2008	4759.5	14.60	-105.19	2.84	-106.50	-121.1	5300-5600
SS Gem	17 Ekim 2008	4757.5	-27.25	-41.57	2.64	-42.13	-14.88	5300-5600
SZ Mon	19 Ekim 2008	4759.5	-26.59	-12.74	1.72	-13.76	12.83	5300-5600
TT Oph	28 Ağu. 2008	4707.5	26.63	-40.28	1.09	-41.07	-67.70	5300-5600
TT Oph	17 Ağu. 2018	8348.4	25.77	...	...	-42.4	-68.17	5000-5200
UZ Oph	02 Tem. 2009	5015.5	9.49	-95.54	3.23	-95.62	-105.11	5300-5600
UZ Oph	16 Ağu. 2018	8347.2	23.30	...	...	-80.6	-103.9	5000-5200

TFOSC tayfları için dikine hızlar çapraz ilişkilendirme tekniği ile belirlenmiştir. TFOSC tayfında dikine hız ölçümü için kullanılabilecek güvenilir Fe çizgileri yer almamaktadır. McD tayfından ölçülen dikine hızlar için rapor edilen hız hataları ise tayfta tespit edilmiş Fe çizgileri üzerinden rapor edilmiştir.

Program yıldızlarını da içeren Post-AGB yıldızlarının yeni dikine hız tespiti için Tübitak Ulusal Gözlemevi RTT150 teleskobu TFOSC taççekerinde 1360 nolu proje altında gözlemler gerçekleştirilmiştir. Halen devam eden bu projede Ağustos 2018'de TT Oph ve UZ Oph yıldızlarının tayfları elde edilmiştir. Elde edilen örnek tayf görüntüleri Şekil 3.1'de içermektedir. Çapraz ilişkilendirme metoduyla elde edilen hızlar Çizelge 3.4'de verilmektedir.

³³High Resolution Stellar Spectroscopy

³⁴1360 no'lu proje kapsamında gerçekleştirilen gözlemler – PI: Doç. Dr. Timur Şahin

3.12. Eşdeğer Genişlik (EW) Ölçümü - LIME Kodu

Bir elementin herhangi 2 seviye arasında gerçekleştirdiği salma veya soğurma sürecinde oluşan tayf çizgisi ve sahip olduğu profil, söz konusu elementin yıldız atmosferinde farklı optik derinliklerde ne miktarda bulunduğunun ölçüsünü verir. Tayf çalışmalarında bu nicelik, ew ölçümü ile tanımlanır. Eşdeğer genişlik profilleri genişleme mekanizmaları³⁵ hesaba katılmaksızın başlıca aşağıda verilen Gauss (3.35), Voigt (3.36) ve Lorentz (3.36) profilleri ile tanımlanır;

$$L(x; \gamma) = \frac{\gamma/\pi}{x^2 + \gamma^2}. \quad (3.34)$$

$$G(x; \sigma) = \frac{1}{\sigma\sqrt{2\pi}} \exp\left(-\frac{x^2}{2\sigma^2}\right) \quad (3.35)$$

$$V(x; \sigma, \gamma) = \int_{-\infty}^{\infty} G(x'; \sigma) L(x - x'; \gamma) dx' \quad (3.36)$$

Burada, γ Lorentz profilinin yarı maksimumundaki yarı genişliği (half-width at half-max, HWHM), σ Gaussian profilinin HWHM ile ilişkili olarak standart sapması, x ise ν_0 çizgi merkezi olmak üzere $x = \nu - \nu_0$ olarak belirtilir. σ için aynı zamanda $\alpha = \sigma\sqrt{2\ln 2}$ eşitliği mevcuttur. Aşağıdaki şekilde yukarıdaki fonksiyonların $\gamma = 0.1$, $\alpha = 0.1$ verilen değerlerini temsil eden profiller betimlenir. Voigt profili, Gauss ve Lorentz profilleri terminolojisinde denklem 3.36'de verildiği şekliyle temsil edilir. IRAF splot paketinde bu 3 profil için seçim olasılığı mevcuttur. Ölçüm aşmasında çizgiyi en iyi temsil eden profil tercih edilerek ew değerleri not edilmiştir. Astrofiziksel olarak Gray (2005), ew yi çizgideki toplam soğurmanın sürekliliğe oranı olarak tanımlar. F_ν çizgi akısı, F_c süreklilik akısı olmak üzere W ;

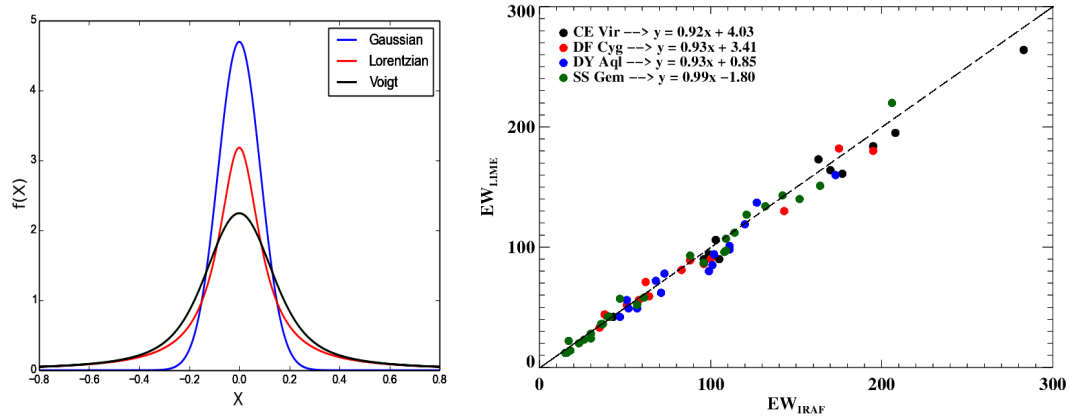
$$W = \int (1 - F_\nu/F_c) d\nu \quad (3.37)$$

şeklinde ifadesi mevcuttur.

Eşdeğer genişlik ölçümlerinin testi için aynı zamanda LIME (Şahin 2017) programından faydalanılmıştır. Şekil 3.19'de IRAF ve LIME verilerinin karşılaştırılması, program yıldızlarından 4'ü için Fe çizgileri üzerinden örnek olarak verilmiştir.

IDL ortamında geliştirilmiş bu kod, normalize edilmiş tayfın çizgi teşhisi ve eşdeğer genişlik ölçümü için tasarlanmıştır. İster manuel ister ise otomatik olarak bu işlemleri tamamlayabilmektedir. Açık kaynak kod olarak tasarlanmış bu kodun çizgi teşhisi için arka planda kullandığı referans liste isteğe göre değiştirilebilmektedir. Ayrıca teşhis için analiz çözünürlüğü parametresi mevcuttur. Bu parametrenin analiz edilecek tayfın çözünürlüğüne eşitlenmesiyle daha doğru sonuçlar elde edilecektir. Kodun bu konuda da sınırlayıcı bir faktörü bulunmamaktadır. Eşdeğer genişlik ölçümü için koda referans bir çizgi listesi verilmesi durumunda dalgaboyu sırasına göre çizgiler ekrana gelir. Arka

³⁵Doğal genişlik, stark etkisi, doppler etkisi, rotasyon



Şekil 3.19. Eşdeğer genişlik için kullanılan Gauss, Lorentz ve Voigt fonksiyonlarının profil olarak tasviri (sol panel). IRAF ve LIME ile ölçülmüş eşdeğer genişliklerin karşılaştırılması (sağ panel)

planda tanımlanan matematiksel eşitlikleri kullanarak kod çizgiye en uygun fiti belirleyebilir. Bu aşamada varsayılan temel profil Voigt profilidir. Fakat Gauss veya Lorentz seçimi içinde opsiyonları mevcuttur. Kod ile ilgili daha fazla detaylı bilgi Şahin (2017)' de mevcuttur.

Bu tezde program yıldızlarının Fe çizgilerinin eşdeğer genişlik ölçümleri IRAF'ın yanı sıra manuel olarak LIME'da da gerçekleştirilmiştir. Elde edilen ölçümler IRAF sonuçlarıyla karşılaştırıldığında Şekil 3.19'de gösterildiği gibi uyum içerisinde olduğu tespit edilmiştir.

3.13. Model Atmosfer Parametre Tayini - Tayfsal Metot

Klasik bir atmosfer modeli 4 temel parametreyle ifade edildiği ATLAS modelinin tanımında belirtildi. Başlangıç olarak Molina (2012) bağıntısından elde edilen sıcaklık ve çekim ivmesinin yanında gerekli diğer iki parametre (metalisite ve mikrotürbülans) başlangıçta "0" olarak alındı. İlk model parametrelerinden uyarılma ve iyonizasyon dengesinin sağlanana kadar geçen iteratif süreçte (Şekil 3.18'de gösterildiği gibi) oluşturulan ara modeller, iterasyonu hızlandırmak amaçlı interpolate edilmiş KURUCZ modellerinden üretilmiştir. İnterpolasyonun temelinde kullanılan modeller Kurucz'un kendi sayfasında ATLAS koduyla oluşturulmuş modellerdir.

Yıldız atmosfer modeli üreten ATLAS kodu (Kurucz 1993), LTE koşulda yıldız atmosferini düzlem-paralel geometri yaklaşımıyla 72 eşit katmana ayırır. Söz konusu bu katmanlar için ATLAS kodu, RTD denklemini Feautrier metoduyla çözerek her katman için bir parametre seti hesaplar. Kodda opasite hesabının gerçekleştirilmesi metalisite çerçevesinde gerçekleşir. Kodun temelde benimsediği yöntem olan Opasite dağılım fonksiyonu (ODF) çerçevesinde Fiorella Castelli,³⁶ metalisitede 0.5 dex,

³⁶<http://wwwuser.oats.inaf.it/castelli/>

mikrotürbülans 0'dan 8'e 2 km/s aralıklı olacak şekilde hesapladığı opasite tablolarını ve soğurma katsayılarını paylaşmaktadır. Hesaplanacak modelin metalisitesine göre ilgili dosyalar bu siteden alınmıştır. Program yıldızlarının metalisti Castelli'nin sunduğu opasite tablolarında bulunmamaktadır (Örneğin CE Vir için gerekli ODF tablosu -0.78 dex lik metalisitededir.). Bu durumda Castelli ODF tabloları için interpolasyon gerçekleştiren FORTRAN kodu sunmaktadır. Bu kodda -0.78 metalisteli ODF tabloları için Castelli'nin sunduğu -1.0 ve -0.5 metalisteli ODF tabloları kullanılarak interpolasyon gerçekleştirilir.

Çalışmanın hem nihai model atmosfer parametreleri hem de bollukları eş zamanlı olarak MOOG (Snedden 1973) arayüzüyle gerçekleştirdi. MOOG, bolluk hesaplamalarında tercih olarak kullanıcıya iki yöntem sunmaktadır; büyüme eğrisi (BE) ve sentetik analiz (SA). Bu tezde, tüm elementlerin bolluğu BE yöntemiyle belirlense de eşdeğer genişliği çok küçük (< 10 mÅ) olan, çizgi listesinde tek geçişi olan element bolluklarının belirlenmesinde ek olarak SA yönteminden de faydalanılmıştır.

Başlangıç model parametrelerinden, uyarılma ve iyonizasyon dengesini sağlayan uygun modele kadar gerçekleştirilen iteratif süreçte, uyarılma dengesi için yıldızda en fazla miktarda bulunan nötral Fe çizgi bolluklarının düşük uyarılma potansiyellerinden bağımsız olması, iyonizasyon dengesi için ise analize dahil olan nötral ve iyonize element çiftlerinin (FeI/FeII, CrI/CrII, TiI/TiII... gibi) bolluklarının neredeyse aynı olması şartı aranmıştır. Fe'e göre diğer elementlerin az sayıda çizgi içermelerinden ötürü nihai model parametreleri için FeI/FeII bolluk uyumu gözönünde bulundurulmuştur.

Uyarılma dengesinin sağlanması amacıyla sıcaklığın itarasyonuna paralel olarak bolluğun, indirgenmiş eşdeğer genişlikten³⁷ bağımsızlığının sağlanması mikrotürbülans hızıyla ilişkilidir. Program yıldızları için bu bağımsızlıkları temsil eden grafikler, yıldızlar için açılan başlıklar altında verilmiştir. Sıcaklık, çekim ivmesi ve mikrotürbülans ile kurulan dengede son olarak elde edilen Fe bolluğu metalisitenin belirlenmesinde kullanılır. Diferansiyel analiz olarak bilinen bu metotta, yıldızın mutlak Fe bolluğunun bu tezde hesaplanan Güneş in bolluğundan farkı yıldızın metalisitesidir. Program yıldızları için belirlenen nihai model atmosfer parametreleri Çizelge 5.1'de sunulmaktadır. İnterpolasyon tekniğinden faydalanarak elde edilen model atmosfer parametreleri son olarak ATLAS'da yeniden hesaplanmıştır ve elde edilen bolluklar rapor edilmiştir.

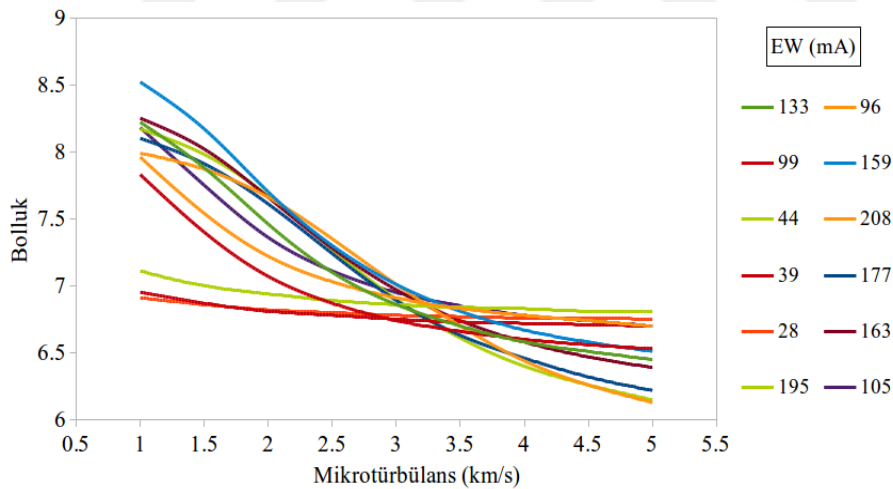
MOOG FORTRAN programlama dilinde yazılan bu kod, LTE çizgi analizi (abfind) ve spektrum sentez (synth) temelli olarak yıldızın kimyasal bolluğunu belirlemede kullanılır. Bolluk hesabı için kodun kullanıcıdan gereksinim duyduğu iki veri dosyası mevcuttur; çizgi listesi ve atmosfer modeli. MOOG tabanında ATLAS ve MARCS atmosfer modelleri kullanılır. Çizgi listesinde; yıldızda teşhis edilen her çizgi için

³⁷Eşdeğer genişliğin dalgaboyundan bağımsız olmasını temsil eder; $R.W. = W_{\lambda}/\lambda$

dalgaboyu ($\text{\AA}$), elementin atom numarası, alt uyarılma seviyesi (eV), osilatör şiddeti ve eşdeğer genişlik ($\text{m\AA}$) veri setine ihtiyaç vardır. Kod içerisinde bolluk hesabının yanısıra farklı işleve sahip alt paketlerde mevcuttur. Başlıca bazı paketler ve görevleri; *isotop* "sentetik analiz aşamasında izotopik bollukları belirler", *cog* "çizgi için büyüme eğrisi oluşturur", *ewfind* "bireysel çizgi için teorik eşdeğer genişlik hesaplar."

Hata analizi

Bu tezde elde edilen model atmosfer parametrelerinde T_{eff} ve $\log g$ için hata değerleri, Fe için rapor edilen mutlak bolluğun 1σ lık artışı dengeleyecek sıcaklık ve çekim ivmesindeki değişim miktarı ile belirlenmiştir. Mikrotürbülansın hassasiyeti her yıldız için hesaplanan nihai atmosfer parametrelerini kullanarak Blackwell diyagramlarından elde edilmiştir. Örnek bir Blackwell diyagramı Şekil 3.20'te verilmektedir. Bu diyagramda mikrotürbülansın farklı *ew* değerindeki çizgilerden elde edilen bolluğa etkisi incelenir. Buna göre çakışan mikrotürbülans hız değerleri en olası hız değerlerini işaret eder. Diyagramda birden fazla düğüm noktaları tespit edilebilmektedir. Bu düğümlerin bizim elde ettiğimiz mikrotürbülans değerinden yaklaşık olarak uzaklıkları tespit edilerek mikrotürbülans hız değeri için hata payı olarak değerlendirilmiştir.



Şekil 3.20. CE Vir için Blackwell diyagramı. 12 Fe çizgi bolluklarının mikrotürbülansa göre değişimi

Tez yıldızlarında tespit edilen tüm elementler için elementlerin mutlak bollukları ve göreceli bollukları³⁸ belirlenmiştir. Mutlak bolluk hatası, standart sapmadan elde edilen hata değerleridir. Göreceli bolluk hatası yıldızın ve Güneş'in mutlak bolluk hatalarının karelerinin toplamının karekökü ile belirlenmiştir.³⁹

³⁸Güneş'e göre bolluklar.

³⁹ $\sigma_{[X/H]} = \sqrt{\sigma_{\log_{\star}(x)}^2 + \sigma_{\log_{\odot}(x)}^2}$

4. BULGULAR VE TARTIŞMA

Bu bölüm altında her bir yıldız için gerçekleştirilen bolluk analiz çalışmalarına dair sonuçlar bağımsız alt bölümler halinde düzenlenmiş bir formatta sunulmaktadır. Gerek yıldız element bollukları gerekse bu element bolluklarının FIP çerçevesinde davranışlarına dair detaylar literatürde sözkonusu yıldızlar için gerçekleştirilmiş çalışmaları da dikkate alacak şekilde özetlenmiştir.

4.1. RV Tau Türü Bir KEPLER Yıldızı: AR SGR

Dünya benzeri gezegen araştırmaları için dizayn edilmiş Kepler teleskopunun tekrar aktive olmasıyla fotometrik gözlemler K2 misyonu ile devam etmektedir. Aynı zamanda yıldız fiziği çalışmalarını yürütmesi için oluşturulmuş grupta⁴⁰ Sefidler ve RR Lyra yıldızlarının araştırılması gerçekleştirilmektedir. Bu çerçevede AR Sgr, R Sgr ile birlikte yıldızın Kepler’ den gözlenen verisi 7. görev içerisinde bulunmaktadır.

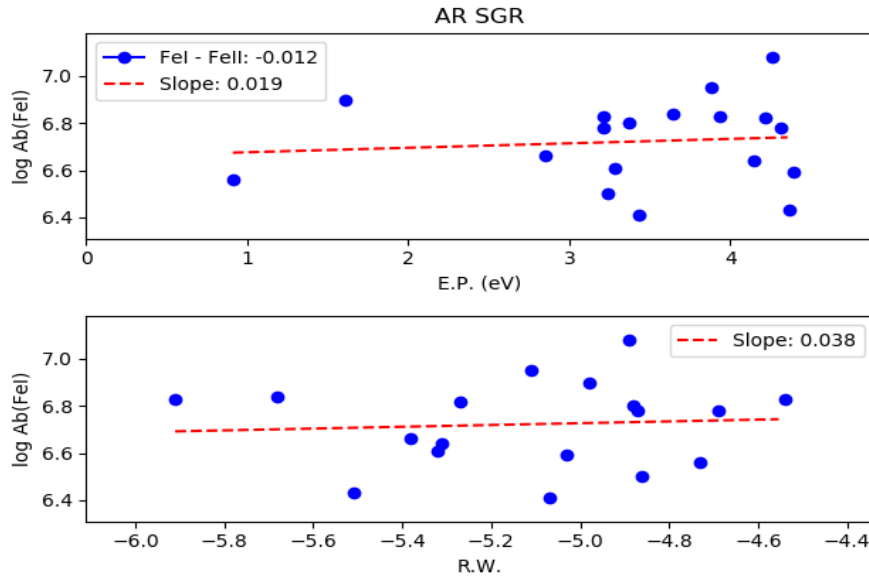
Galaktik koordinatları çerçevesinde AR Sgr, galaksi düzleminde ($b < 30^\circ$) bulunan bir RV Tauri türü yıldızdır. Simbad veri tabanında yayınlanan en güncel bilgilerine göre bu yıldızın tayf türü G4, ısıtma sınıfı ise belirtilmemiştir. Gaia DR2 projesi kapsamında rapor edilen paralaks değeri ise $\pi = 0.3437 \pm 0.0465 \text{ mas}$ dir (Gaia Collaboration 2018). Preston (1963) sınıflandırmasında RVA olan yıldızın bu çalışmada kullanılan tayfi 18 Ekim 2008 tarihinde alınmıştır. ASAS3’ de rapor edilen T0 değeri (JD) 2452036.7, periyodu 43.43 gün olarak rapor edilir. Bu veriler ışığında verilen gözlem günü için yıldızın evresi⁴¹ 0.64 dır.

Model parametre tayini

Molina (2012) dan elde edilen $T_{eff} = 5485 \text{ }^\circ\text{K}$, $\log g = 0.75$ ve $[\text{Fe}/\text{H}] = 0$, $\xi = 0$ başlangıç değerleriyle ilk model oluşturulmuştur. Yıldızda 18 adet nötral Fe çizgisinin uyarılma potansiyeli 1 ila 5 eV aralığındadır. MOOG arayüzüyle, uyarılma ve iyonizasyon dengesinin sağlayan nihai parametreler literatürle birlikte Çizelge 5.1’ de verilmiştir. Şekil 4.3’ deki üst panelde, uyarılma potansiyeline karşın elde edilen bolluk değerlerinin minimum eğimi 18 çizgiyi temsil eden uyarılma sıcaklığının belirteçidir. Kırmızı çizgiyle gösterilen bu eğimin değeri 0.019 dur. Bu paneldeki FeI- FeII: -0.012 değeri, nötral ve iyonize Fe bollukları arasındaki fark olarak iyonizasyon dengesinin kurulduğunu göstermektedir. Alt panelde, nötral Fe çizgilerinin bollukları ile indirgenmiş ew (R. W.) eğiminin minimum değeri Fe çizgileri için en uygun mikrotürbülans hız değerinin belirlenmesi için kullanılan belirteçtir.

⁴⁰Kepler Astroseismic Science Consortium,"KASC"

⁴¹ $E = \frac{T-T_0}{P}$



Şekil 4.1. AR Sgr yıldızı için model parametre tayininde yararlanılan bolluk vs. uyarılma potansiyeli ve bolluk vs. indirgenmiş eşdeğer genişlik ilişkisi

Yıldızın dalgaboyu kalibrasyonu için kullanılan Th-Ar görüntüsü üzerinden tayf çizgileri üzerindeki aletsel genişleme miktarı $\text{FWHM} = 0.14 \pm 0.04$ olarak belirlenmiştir. Bunun üzerine son belirlenen model atmosfer parametreleri kullanılarak seçilmiş izole Fe çizgileri ile MOOG synth de, profillerdeki makrotürbülans hız değeri $V_{\text{mac}} = 24 \pm 9.4$ km/s olarak elde edilmiştir.

Element bollukları

Çizelge 4.1. AR Sgr yıldızının tez kapsamında ve literatürde elde edilen element bollukları. G. 2005: Giridhar vd. (2005)

[X/Fe]								
AR Sgr	[Fe/H]	C I	Si I	Ca I	Sc II	Ti I	Ti II	V I
Bu çalışma	-0.89 ± 0.21	-0.41 ± 0.21	...	0.05 ± 0.22	0.20 ± 0.21	...	0.15 ± 0.25	...
n	1	1	...	2	1	...	5	...
G. 2005	-1.50 ± 0.13	0.26 ± 0.27	0.58 ± 0.14	-0.09 ± 0.14	-0.08 ± 0.23	...	0.12 ± 0.22	...
n	3	3	11	10	5	...	9	...
AR Sgr	[Fe/H]	Cr I	Cr II	Mn I	Co I	Ni I	Y II	Nd II
Bu çalışma	-0.89 ± 0.21	0.96 ± 0.29	...	...	...	0.17 ± 0.21	-0.14 ± 0.22	...
n	2	2	...	...	...	2	1	...
G. 2005	-1.50 ± 0.13	-0.23 ± 0.19	-0.19 ± 0.20	-0.41 ± 0.16	...	0.14 ± 0.19	...	-0.03 ± 0.16
n	10	10	6	5	...	18	...	15

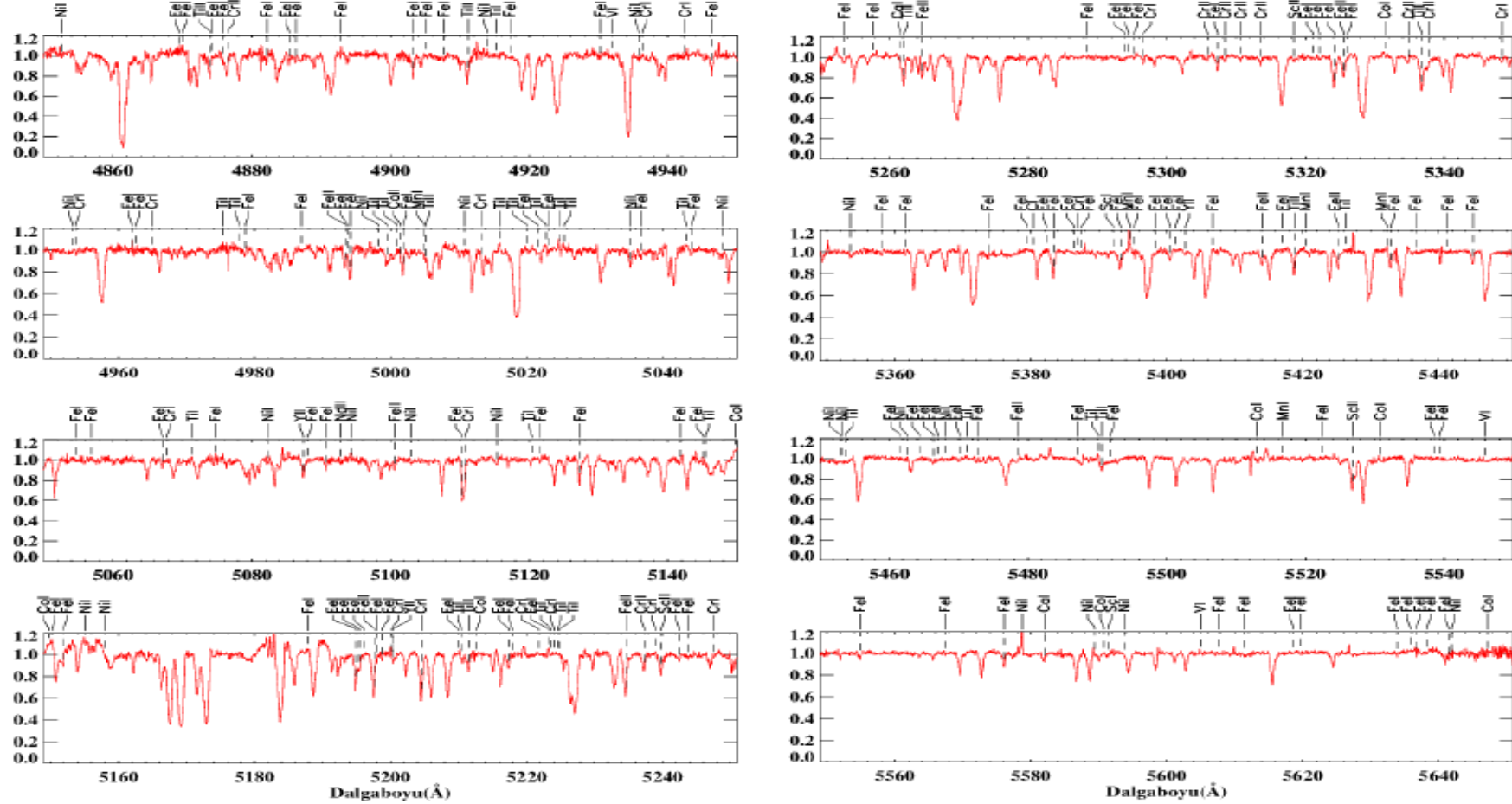
Yıldız üzerine literatürde spektroskopik analizle bolluk hesaplayan Giridhar vd. (2005), tek çalışma olarak görülmektedir. Bu çalışmada kullanılan tayf, 31 Ekim 1999 tarihinde 2.7m HJS teleskopunun Tull tayfçekerinden ($R \approx 60\,000$) alınmıştır. Yıldız bizim T0 değerimize göre 0.76 evrededir. Çalışmada rapor edilen model atmosfer parametrelerinin iyonizasyon dengesi çerçevesinde belirlendiği rapor edilir fakat

çalışmada yıldızla dair herhangi bir çizgi listesi paylaşılmamıştır. ATLAS modelleri (Kurucz 1993) çerçevesinde MOOG Synth ile sentetik bolluklar elde edilmiş, Güneş referans bolluk değerleri Lodders (2003)' den alınmıştır.

Yıldızın değişen yıldız olma özelliğinden dolayı hesaplanan model parametrelerinin ve bollukların evre bağımlılığı oldukça yüksektir. Tez kapsamındaki tayfin evresiyle (0.64) Giridhar vd. (2005) çalışmasının evresi (0.76) yakın olduğu görülür. Evreler arasında çok büyük bir fark olamamasına rağmen her iki çalışmada da belirlenen model parametreleri farklıdır. Buna nazaran Çizelge 4.1' da her iki çalışmada elde edilen bolluklardan Ca, Sc, Ti ve Ni bollukları hataları çerçevesinde uyumlu iken C için 0.6 dex, Cr için ise 1 dex lik fark mevcuttur. Giridhar vd. (2005)' in çalışmasında kullanılan atomik veri bilgisi paylaşılmamıştır. Bu yüzden analizde kullanılan çizgiler arasında sağlama yapılamamıştır. AR Sgr için yeni olarak Y bolluğu bu tezde ilk kez rapor edilmiştir. Şekil 4.2'de yıldız tayfi bu tezde gerçekleştirilen Güneş analiz listesiyle sunulmaktadır. Böylece yıldızla dair bir çizgi atlası literatüre kazandırılmıştır.

Literatür karşılaştırması ve FIP etkisi

Tezde elde edilen bolluklar Giridhar vd (2005) çalışmasıyla karşılaştırıldığında yıldızın metalitesi Giridhar vd. (2005)'de $[Fe/H]=-1.50$ iken bu tezde metalistenin $[Fe/H]=-0.89$ 'a arttığı tespit edilmiştir. Giridhar vd. (2005)'de $[\alpha/Fe] \approx 0.20$ dex (Si, Ca ve Ti bollukları üzerinden) iken bu tezde $[\alpha/Fe] \approx 0.10$ dex (Ca ve Ti bollukları üzerinden) ile α -elementçe azalma tespit edilmiştir. Giridhar'daki bu artışa en büyük katkı Si elementinden gelmektedir. Şayet Si hesaba katılmadığında α -element bolluğu $[\alpha/Fe] \approx 0.00$ dex olacaktır ve tezde elde edilen α bolluklarında azalma değil, 0.1 dex lik artış olduğu tespit edilmiştir. Bu tezde incelenen AR Sgr tayfında izole Si çizgileri tespit edilemediği için yıldızın bu zonklama evresindeki (0.64 evre) Si bolluğu tespit edilememiştir. Diğer taraftan Fe grubu elementleri Giridhar vd. (2005)'da $[Fe_{grubu}/Fe] \approx -0.15$ dex (Sc, Cr, Ni, Mn) iken bu tezde $[Fe_{grubu}/Fe] \approx 0.44$ (Sc, Ni, Cr) oldukça artış gösterdiği tespit edilmiştir. Bu tezdeki bu artışa en büyük katkı Cr elementinden gelmektedir. Giridharda Cr I ve Cr II arasında iyonizasyon dengesi söz konusuysa bu tezde yalnızca iki adet Cr I tespit edilmiştir. Sayıca 10 adet Cr I içerdiği içinde onun rapor ettiği Cr I değeri daha güvenilirdir. Bu yüzden Şayet Cr hesaba katılmaksızın hesaplanan $[Fe_{grubu}/Fe] \approx 0.19$ dex bolluğu ile bu tezde Fe grubu elementlerinde yaklaşık 0.35 dex lik artış tespit edilmiştir. Fe grubu elementlerindeki bu farklılığın başka bir sebebi ise Giridhar vd (2005) de bazı elementler için (örn. Sc, Mn) ince yapının katkısında içerilmiş olmasıdır. S-process elementleri için Bu tezde Y II elementi mevcuttur. Giridhar vd. (2005) s-process elementlerinden Nd II bolluğuna göre bu tezde s-process element bolluğunda 0.1 dex lik azalma tespit edilmiştir. S-process elementlerinde görülen azalma yıldızın soğumasıyla ilişkili olabilir. Fakat iki çalışmada da rapor edilen bolluk farkının az olması yıldızın soğudunun göstergesi olarak kabul edilemez.



Şekil 4.25. AR Sgr yıldızının 4860-5660 Å dalgaboyu arasında analiz için kullanılan tayfı. Güneş analizinde kullanılan çizgi listesiyle birlikte verilmektedir

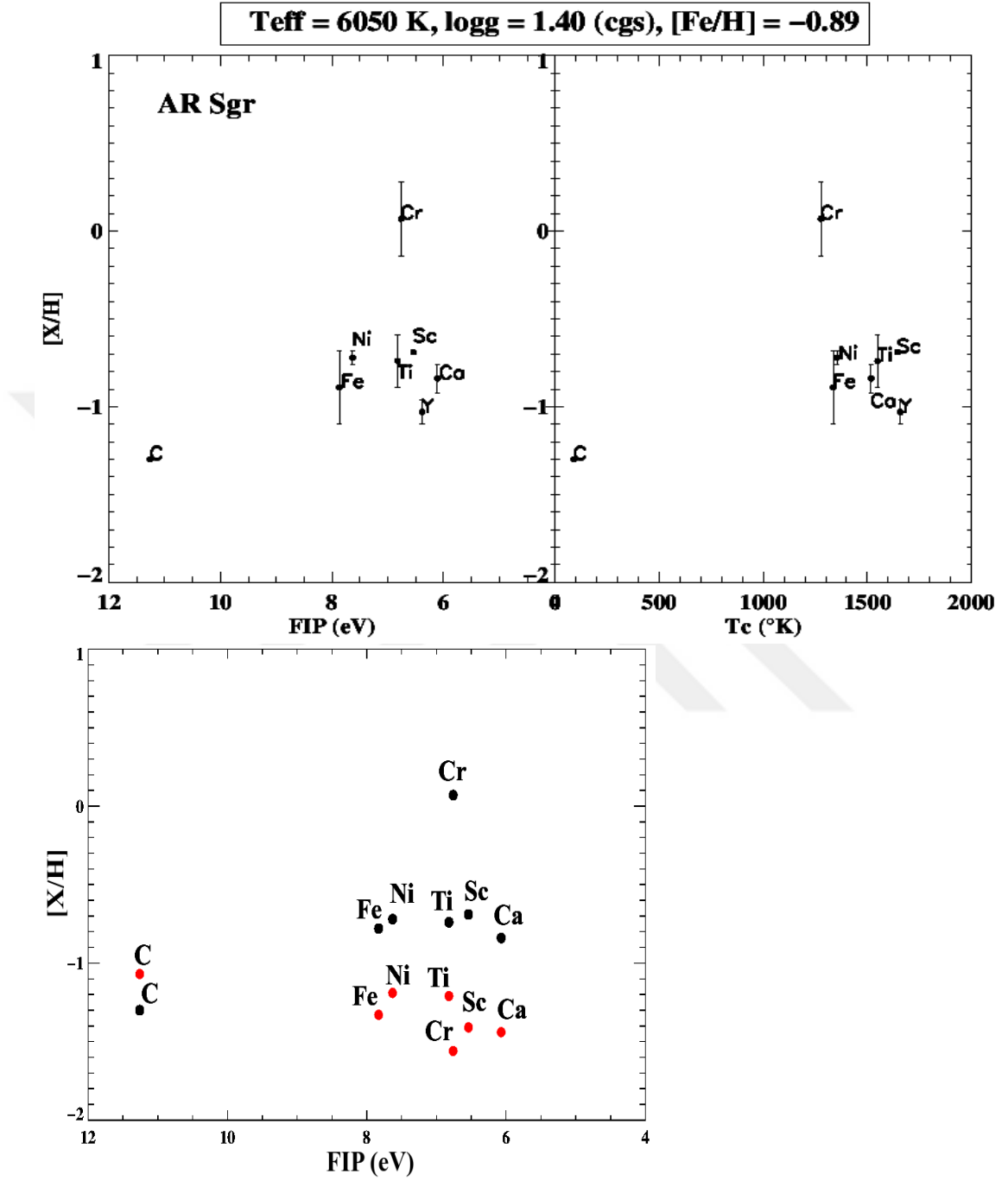
Rao vd. (2012) 3. harmanlama gösteren sistemlerde $[C/Fe] \approx 0.2$ dex olması ve aynı zamansa s-process elementlerinde zenginleşmesi ($[s/Fe] \approx 0.2$) gerektiğini, öte yandan $[C/Fe] \approx -0.2$ olduğunda 1. harmanlamanın gerçekleşmediği yani yıldızın halen He yaktığını belirtir ve bu yüzden yıldızda FIP etkisi ve gaz-toz ayrışımının görülmemesi gerektiğini savunur. Giridhar vd. (2005) daki C bolluğu göz önüne alındığında ($[C/Fe] = 0.2$ dex) yıldızın 3. harmanlamayı gerçekleştirdiği görülür. Bu tezde ise C bolluğu göz önüne alındığında ($[C/Fe] = -0.4$ dex) yıldız 1. harmanlamayı bile henüz gerçekleştirmemiştir. Alternatif evrim modellerinde Jura (1986), bir RV Tau yıldızının Post AGB' ye evrimleşmesinden söz etmektedir. Bu durumda yıldızın henüz RV Tau türüne dahil olması, fakat Post-AGB olmaması söz konusu olabilir. Öte yandan Wills ve Otero (2008)'de AR Sgr için paylaşılan ışık eğrisinde 0.64 evresinde yıldız maksimum parlaklığına giderken 0.76 evrede yıldız minimuma doğru yol almaktadır. Bu durum ise 0.76 evresinde yıldızda şok etkisinin halen etkin olabileceğini düşündürmektedir. Yıldızın Post-AGB olmaması anakol yıldızında bile gözlenen FIP etkisinin gözlenmesine engel değildir. Yıldızda FIP'nin gözlenememesinin sebebi ancak bolluk anomalisinin yıldızı çevreleyen disk (circumbinary) tarafından yönetilmesiyle mümkün olur. Anomali şayet çevre diskten yönetiliyorsa bu durumda sistem birden fazla kaynak içermektedir.

Çizelge 5.3' da rapor edilen bollukların Lodders (2003)' den alınan yoğunlaşma sıcaklığı (T_c) ve FIP değerlerine göre davranışı Şekil 4.3'de gösterilmiştir. Bu karşılaştırmalarda element bollukları 0.4 dex lik oldukça dar bir aralıkta toplanmış görülmektedir. Dolayısıyla ne FIP ne de gaz-toz etkisinin varlığı söz konusu değildir. Giridhar vd. (2005) çalışmasında yıldızın gaz-toz ayrışımı incelenir fakat FIP'ye yönelik bilgi notu bulunmamaktadır. Dolayısıyla yıldız için bu tezde ilk defa FIP etkisi irdelenmiştir. Şekil 4.3'de bu tez kapsamında ve Giridhar vd. (2005)'nde ortak olan element bolluklarıyla FIP etkisi içerilmiştir. Tez sonuçlarında elde edilen bolluk değerleri C dışında Giridhar vd (2005)'in değerlerinden daha fazla bulunmuştur. FIP davranışı ise iki çalışmada benzerdir.

4.2. En Soğuk RV Tau Yıldızları: CE Vir ve DY Aql

RV Tau türü yıldızların en soğuk üyeleri olduğu belirtilen bu yıldızlardan CE Vir için gaz-toz etkisinin değil FIP etkisinin etkili olduğunu ilk Rao ve Reddy (2005) belirtmektedir. Galaktik koordinatları çerçevesinde yüksek galaktik enlem'de bulunan ($b \approx 60^\circ$) yıldızın Simbad veri tabanında Gaia DR2 paralaks değeri $\pi = 0.6029 \pm 0.0746$ mas , yıldızın tayf türü ve ısıtma sınıfı ise G8 III (dev) olarak belirtilmektedir. Preston (1963) sınıflandırmasında yer almayan bu yıldız için Gonzalez vd. (1997), RVA olarak rapor ederken, Percy & Kolin (2000), SRd yıldızı olarak nitelendirir. ASAS3' den aldığımız T0 (2452051.5) ve periyot (95.84 gün) verilerine göre tezde incelenen 2 temmuz 2009 tarihinde alınan tayfin evresi 0.92 olarak tespit edilmiştir.

Dawson (1979; 1997) SRd yıldızlarını basitçe periyodu yaklaşık 100 gün olan sarı halo yıldızları olarak belirtir. SRd olarak sınıflandırma, ışık eğrisi analizine ve



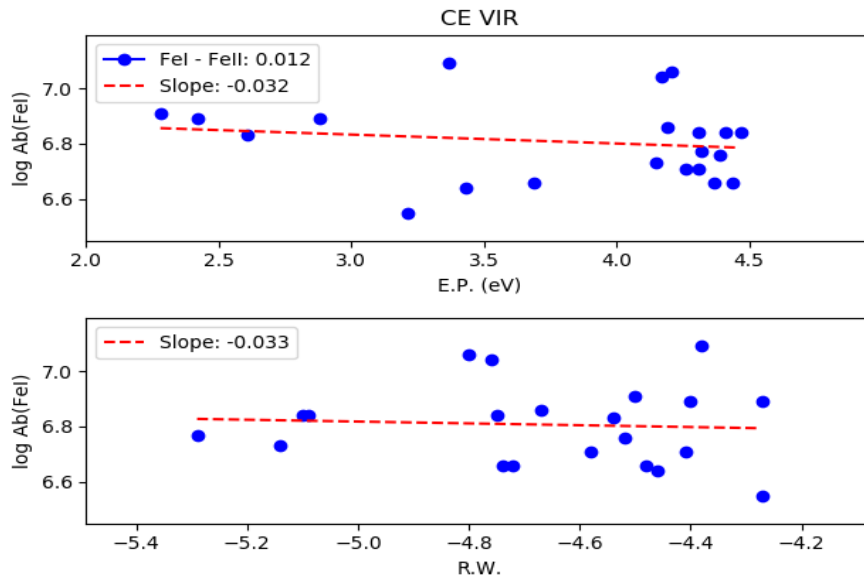
Şekil 4.3. Alt panelde AR Sgr yıldızının FIP-[X/H] grafiğinde Giridhar vd. (2005) (kırmızı) ve bu tez kapsamında elde edilen ortak element bollukları (siyah) içerilmiştir. Üst panelde ise AR Sgr yıldızının FIP-[X/H] ve Tc-[X/H] grafikleri

periyot-ışınma gücü ilişkisine dayanmaktadır. CE Vir' in periyodu bu tür yıldızlar için uygundur fakat halen periyot-ışınmagücü arasındaki ilişki net değildir. Bu yüzden RV Tau ya da SRd olma durumu netlik kazanmamıştır (Rao ve Reddy 2005). Literatürde halen hem SRd hem de RV Tau olarak kabul görülmektedir.

DY Aql, galaktik konum olarak AR Sgr gibi galaktik düzlemde yer alır. Simbad veri tabanında rapor edilen Gaia DR2 paralaksı $\pi = 0.5735 \pm 0.0584 \text{ mas}$, tayf sınıfı G5, ısıtma sınıfı ise rapor edilmemektedir. Preston (1963) sınıflandırmasına göre RVA olan yıldızın ASAS3' den $T_0 = 2452208.6$ ve $P = 66.6$ gün verileri alınmıştır. Böylece tezde analiz edilen 16 Kasım 2008 tayfının evresi 0.67 dir.

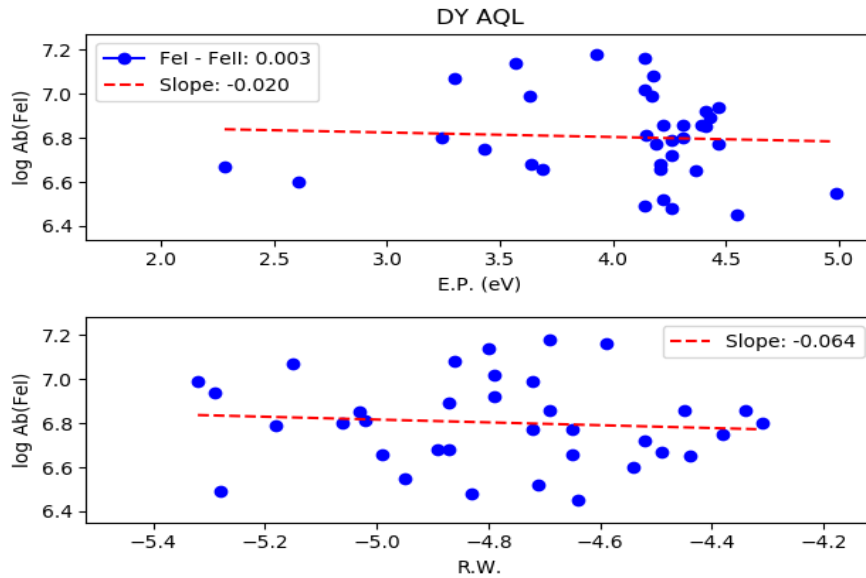
Model parametre tayini

CE Vir için Molina (2012) dan elde edilen $T_{eff} = 4266 \text{ }^\circ\text{K}$, $\log g = 0.62$ ve $[\text{Fe}/\text{H}] = 0$, $\xi = 0$ başlangıç değerleriyle ilk model oluşturulmuştur. Yıldızda gözlenen 21 adet nötral Fe çizgisinin uyarılma potansiyel değerleri 2 ila 4.5 arasındadır. MOOG arayüzüyle, uyarılma ve iyonizasyon dengesini sağlayan nihai parametreler literatürle birlikte Çizelge 5.1' de verilmiştir. Şekil 4.8' deki üst panelde, uyarılma potansiyeline karşı elde edilen bolluk değerlerinin minimum eğimi 21 çizgiyi temsil eden uyarılma sıcaklığının belirteçidir. Kırmızı çizgiyle gösterilen bu eğimin değeri -0.032 dir. Bu paneldeki FeI-FeII: 0.012 değeri, nötral ve iyonize Fe bollukları arasındaki fark olarak iyonizasyon dengesinin kurulduğunu göstermektedir. Alt panelde, nötral Fe çizgilerinin bollukları ile indirgenmiş ew (R. W.) eğiminin minimum değeri Fe çizgileri için en uygun mikrotürbülans hız değerinin belirlenmesi için kullanılan belirteçtir.



Şekil 4.4. CE Vir yıldızı için model parametre tayininde yararlanılan bolluk vs. uyarılma potansiyeli ve bolluk vs. indirgenmiş esdeğer genişlik ilişkisi

DY Aql için başlangıç model atmosfer parametreleri ise; $T_{eff} = 3490$ °K, $\log g = 0.61$ ve $[Fe/H] = 0$, $\xi = 0$ dir. Yıldızda gözlenen 35 adet nötral Fe çizgisinin uyarılma potansiyel değerleri 2 ila 5 arasındadır. MOOG arayüzüyle, uyarılma ve iyonizasyon dengesini sağlayan nihai parametreler literatürle birlikte Çizelge 5.1’ de verilmiştir. Şekil 4.8’ deki üst panelde, uyarılma potansiyeline karşın elde edilen bolluk değerlerinin minimum eğimi 35 çizgiyi temsil eden uyarılma sıcaklığının belirteçidir. Kırmızı çizgiyle gösterilen bu eğimin değeri -0.020 dir. Bu paneldeki FeI- FeII: 0.003 değeri, nötral ve iyonize Fe bollukları arasındaki fark olarak iyonizasyon dengesinin kurulduğunu göstermektedir. Alt panelde, nötral Fe çizgilerinin bollukları ile indirgenmiş ew (R. W.) eğiminin minimum değeri Fe çizgileri için en uygun mikrotürbülans hız değerinin belirlenmesi için kullanılan belirteçtir.



Şekil 4.5. DY Aql yıldızı için model parametre tayininde yararlanılan bolluk vs. uyarılma potansiyeli ve bolluk vs. indirgenmiş esdeğer genişlik ilişkisi

CE Vir’ in dalgaboyu kalibrasyonu için kullanılan Th-Ar görüntüsü üzerinden tayf çizgileri üzerindeki aletsel genişleme miktarı $FWHM = 0.13 \pm 0.04$ olarak belirlenmiştir. Bunun üzerine belirlenen model atmosfer parametreleri kullanılarak seçilmiş izole Fe çizgileri ile MOOG synth de profillerdeki makrotürbülans hız değeri $V_{mac} = 11.9 \pm 9.4$ km/s olarak elde edilmiştir.

DY Aql’ in dalgaboyu kalibrasyonu için kullanılan Th-Ar görüntüsü üzerinden tayf çizgileri üzerindeki aletsel genişleme miktarı $FWHM = 0.16 \pm 0.05$ olarak belirlenmiştir. Bunun üzerine belirlenen model atmosfer parametreleri kullanılarak seçilmiş izole Fe çizgileri ile MOOG synth de profillerdeki makrotürbülans hız değeri $V_{mac} = 17.0 \pm 3.1$ km/s olarak elde edilmiştir.

Element bollukları

Çizelge 4.2. CE Vir yıldızının tez kapsamında ve literatürde elde edilen element bollukları. G. 1997; Gonzalez vd. (1997), R. 2005; Rao & Reddy (2005)

		[X/Fe]						
CE Vir	[Fe/H]	C I	Si I	Ca I	Sc II	Ti I	Ti II	V I
2019	-0.81±0.17	...	0.71±0.20	-0.20±0.19	-1.04±0.17	0.40±0.42	0.18±0.17	1.08±0.19
n	...	...	1	1	1	2	1	2
G. 1997	-1.00±0.07	...	0.81±0.19	-0.30±0.20	-1.38±0.25	-0.10±0.24	-0.10±0.24	...
n	...	...	...	...	...	...	...	...
R. 2005	-1.00	...	-0.17	-0.61	-1.47	-0.14	0.08	-0.38
n	...	...	...	...	...	...	...	...
		[X/Fe]						
CE Vir	[Fe/H]	Cr I	Cr II	Mn I	Co I	Ni I	Y II	Nd II
2019	-0.81±0.17	-0.19±0.28	-0.07±0.17	-0.17±0.17	0.58±0.17	0.20±0.21	-1.42±0.17	-0.23±0.17
n	...	2	1	2	1	4	1	1
G. 1997	-1.00±0.07	...	...	-0.73±0.09	0.13±0.09	0.03±0.09	...	...
n	...	...	...	...	...	...	...	...
R. 2005	-1.00	-0.72	-0.26	-0.85	0.04	-0.27	-0.51	-0.57
n	...	...	...	...	...	...	...	...

Literatürde CE Vir için bolluk analizini yapan iki çalışma mevcuttur (Rao & Reddy 2005; Gonzalez vd. 1997). Gonzalez vd. (1997), bu yıldız için farklı zamanlarda 4 tayfin (20 Ocak 1994, 0.95 evre), (24 Ocak 1995, 0.10 evre), (09 Nisan 1996, 0.50 evre) ve (19 Temmuz 1996, 0.44 evre) analizini gerçekleştirmiştir. Rao ve Reddy (2005) kullandığı tayf için Gonzalez vd. (1997) nin 0.44 evredeki tayfıyla uyumlu olduğunu vurgulamıştır. Fakat kullanılan atmosfer modellerinde Gonzalez vd. (1997) MARCS, Rao & Reddy (2005) KURUCZ modellerini tercih etmiştir. Her iki çalışmada elde edilen model parametreleri Çizelge 5.1’de bolluklar ise Çizelge 4.2’de verilmiştir. Şekil 4.6 de yıldız tayfı bu tezde gerçekleştirilen Güneş analiz listesiyle sunulmaktadır. Böylece yıldız dair bir çizgi atlası literatüre kazandırılmıştır.

Çizelge 4.3. DY Aql yıldızının tez kapsamında ve literatürde elde edilen element bollukları. G. 1997; Gonzalez vd. (1997). Gonzalez vd. (1997) değerleri makalde verilen çizgi listesinden hesaplanmıştır

		[X/Fe]						
DY Aql	[Fe/H]	C I	Si I	Ca I	Sc II	Ti I	Ti II	V I
2019	-0.81±0.22	0.79±0.00	0.40±0.24	-0.43±0.23	-1.31±0.22	...	0.29±0.25	-0.99±0.24
n	...	1	2	1	1	...	2	1
G. 1997	-1.00	...	0.57	0.00	-0.79	...	...	...
n	...	...	...	...	...	...	...	...
DY Aql	[Fe/H]	Cr I	Cr II	Mn I	Co I	Ni I	Y II	Nd II
2019	-0.81±0.22	0.14±0.29	-0.19±0.25	-0.44±0.26	0.06±0.24	-0.01±0.26	0.07±0.22	-0.62±0.22
n	...	2	2	2	3	7	1	1
G. 1997	-1.00	...	...	-0.52	-0.10	0.12	...	...
n	...	...	...	...	...	...	...	...

DY Aql in literatüründe tayfsal analiz gerçekleştiren Gonzalez vd. (1997), yıldız için yalnızca 24 Ocak 1994 tarihinde alınan tayfin analizini gerçekleştirmiştir. Bizim J0 ve

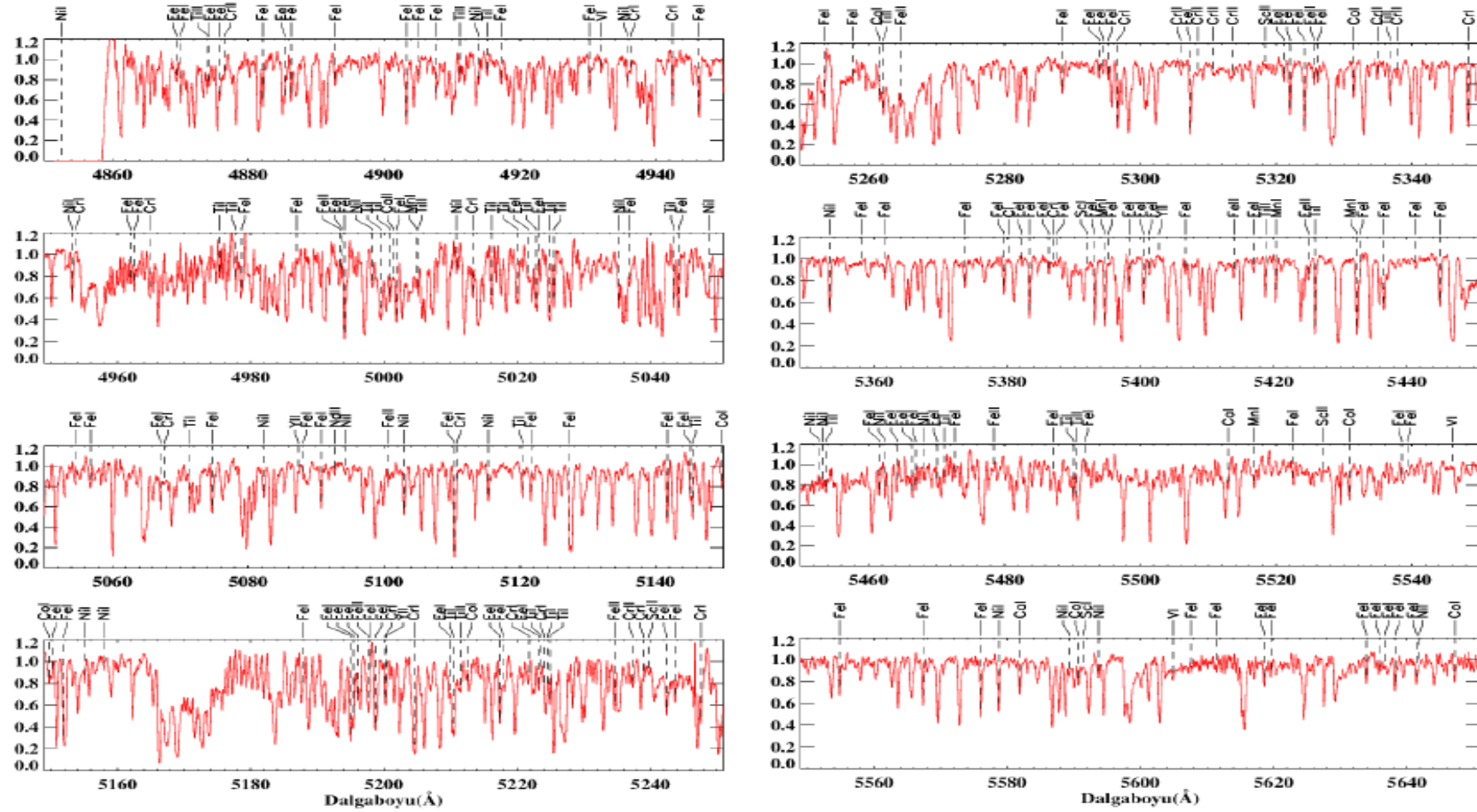
T parametrelerimize göre 0.52 evrede alınan tayftan elde edilen bolluklarda $[Sc/Fe]=-0.79$ bolluğu rapor edilir. Bu tezde ise $[Sc/Fe]=-1.31$ dex olarak elde edilmiştir. Fakat Gonzalez vd. (1997) model parametreleri çerçevesinde doğrulama yapıldığı takdirde elde edilen bolluklar uyum içerisinde olduğu görülmüştür. Rapor edilen bolluklara ek olarak bu yıldız için bu tezde ilk olarak C, Ti, Cr, Y, V, Nd bollukları rapor edilmiştir. Şekil 4.7 de yıldız tayfı bu tezde gerçekleştirilen Güneş analiz listesiyle sunulmaktadır. Böylece yıldızla dair bir çizgi atlası literatüre kazandırılmıştır.

Literatür karşılaştırması ve FIP etkisi

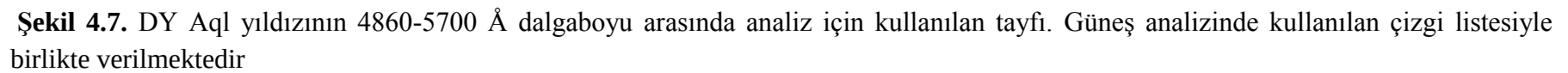
CE Vir yıldızının Gonzalez vd. (1997)'in 0.95 evre tayfindan elde edilen model parametreleri bu tezde kullanılan listeyi test edildiğinde bolluk değerleri Sc II, Ti I, Mn I, Co I and Cr I elementleri için $[X/Fe] \approx 0.1$ dex, Si I, Ca I, ve Ni I için $[X/Fe] \approx 0.2$ dex farkla uyum içerisinde. Dolayısıyla Çizelge 4.2 de rapor edilen Mn ve Co elementleri için 0.6 dex lik farkın temel sebebi model atmosfer parametrelerinden değil atomik datadan kaynaklanmış olabilir. Mn ve Co elementleri ince yapıdan etkilenen elementlerdir. Fakat ilgili çalışmada bu elementlere dair ince yapı (hfs) içerilmemiştir. Dolayısıyla farkın sebebi atomik datada değildir. Gonzalez vd. (1997) bu elementlerin bolluk hesaplamasını ew ölçüm tekniğiyle belirlenmiştir. Bu tezde ise bu elementler için sentetik analiz tekniğinden faydalanılmıştır. Dolayısıyla farkın sebebinin ölçüm tekniğinin farklı olması olarak tespit edilmiştir.

Çizelge 4.2'de CE Vir için Gonzalez vd. (1997) bollukları, çalışmada rapor edilen ortak bolluk tablosundan alınmıştır. Buna göre α -element bollukları bu tezde $[\alpha/Fe] \approx 0.3$ dex (Si, Ca, Ti) iken Gonzalez vd (1997) de $[\alpha/Fe] \approx 0.14$ dex (Si, Ca, Ti), Rao ve Reddy (2005) de $[\alpha/Fe] \approx -0.3$ dextir (Si, Ca, Ti). Gonzalez vd. (1997) e göre bu tezde α -elementleri 0.15 dex lik artış ile uyumlu iken Rao ve Reddy'ye göre 0.6 dex lik artış tespit edilmiştir. Fe grubu elementleri için bu tezde $[Fe_{grubu}/Fe] \approx 0.08$ dex (Sc, V, Cr, Mn, Co ve Ni) iken Gonzalez'de $[Fe_{grubu}/Fe] \approx -0.16$ dex (Sc, Mn, Co ve Ni), Rao ve Reddy (2005) de $[Fe_{grubu}/Fe] \approx -0.6$ dextir (Sc, V, Cr, Mn, Co ve Ni). Buna göre yıldızdaki Fe grubu elementleri için Gonzalez vd (1997) e göre bu tezde 0.25 dex lik, Rao ve Reddy'ye göre 0.7 dex lik artış tespit edilmiştir. S-process element bollukları bu tezde $[s/Fe] \approx -0.83$ dex (Y, Nd) iken Rao ve Reddy $[s/Fe] \approx -0.54$ dextir (Y, Nd). S-process elementlerindeki 0.3 dex lik azalma yıldızın 0.96 evresinde halen soğuma gerçekleştirdiğini işaret eder. Öte yandan Rao ve Reddy (2005) de Fe grubu elementlerdeki artan yöndeki farkın temel sebebi için karşılaştırılacak bir atomik veri olmadığı veya hfs içerildiğine dair bir bilgi notu olmadığı için yıldızın farklı evrelerinin analiz edilmiş olmasından kaynaklandığı düşünülmektedir.

Gonzalez vd. (1997) tarafından DY Aql yıldızının 0.52 evredeki tayfin analizinde paylaşılan çizgi listesi ve rapor edilen ortalama bolluklar tutarsızdır. Çizelge 4.3'de rapor edilen bolluklar paylaşılan çizgi listesi üzerinden yeniden hesaplanmıştır. Bu tezde $[\alpha/Fe] \approx 0.09$ dex (Si, Ca, Ti) iken Gonzalez vd. (1997) de $[\alpha/Fe] \approx 0.28$ dextir (Si, Ca).



Şekil 4.6. CE Vir yıldızının 4860-5700 Å dalgaboyu arasında analiz için kullanılan tayfı. Güneş analizinde kullanılan çizgi listesiyle birlikte verilmektedir



Gonzalez vd. (1997) e göre α -element bolluğunda 0.19 dex lik azalma tespit edilmiştir. Fe grubu elementleri için bu tezde $[Fe_{\text{grubu}}/Fe] \approx -0.36$ dex (Sc, V, Cr, Mn, Co, Ni) iken Gonzalez vd. (1997) $[Fe_{\text{grubu}}/Fe] \approx -0.32$ dex (Sc, Mn, Co ve Ni) ile bu tezde 0.04 dex lik bir azalma tespit edilmiştir. CE Vir ile neredeyse aynı atmosfer parametrelerine sahip olmasına karşın DY Aql yıldızının Fe grubu elementlerinde ilginç bir kararlılık göze çarpmaktadır. Bunun bir sebebi yıldızların analizde kullanılan tayf evrelerinin CE Vir için derin sığ minimuma DY Aql için ise sığ minimuma yakın olması olabilir. S-process elementleri için Gonzalez Y veya Nd bolluğu rapor etmemektedir. Bu tezdeki s-process element bollukları $[s/Fe] \approx -0.26$ dex (Y, Nd) civarında bir ortalama sahiptir. Son olarak bu yıldız için ilk kez bu tezde rapor edilen C bolluğu, rapor edilen 9 RV Tau yıldızı arasında en fazlasıdır.

Simbad’ da ısıtma sınıfı rapor edilmemiş DY Aql’ in bolluk analizleri çerçevesinde C bolluğunun fazla olması 3. harmanlama izlerinin olduğunu gösterece s-process elementlerinin atmosferde halen fakir olduğu görülmektedir.

Gonzalez vd. (1997) çalışmasında 6707 Li çizgisini CE Vir ve DY Aql için ilk kez rapor eder. CE Vir’ de $\log(Li) = -0.03$, DY Aql’ de ise $\log(Li) = 0.05$ dex tir. Güneş teki Li bolluğu $\log(Li) = 3.31$ olarak rapor edilmiştir. Böylece CE Vir ve DY Aql de gözlenen Li fakirliği için model parametrelerini de gözönünde bulundurularak yıldızların ince diskte olduğu ve M tayf türündeki dev yıldızla benzediği belirtilir. Fakat Asplund (2009)’ ın Güneş’ teki Li bolluğu ($\log(Li) = 1.05$ dex) kabul edildiğinde bu yıldızların Li bolluğu üzerine kurulan senaryonun geçerliliğine şüpheyle bakılmalıdır. Öte yandan bu tezde kullanılan tayfin sınırı 5700 Å olduğu için 6707 çizgisinin bolluğu Gonzalez vd. (1997) rapor ettikleri çerçevesinde burada değerlendirilmiştir.

CE Vir ve DY Aql için Çizelge 5.3’ da rapor edilen bollukların Tc ve FIP değerlerine göre davranışı Şekil 4.8 ve Şekil 4.9’ de gösterilmiştir. Bu karşılaştırmalarda Tc nin davranışına göre bolluklar, FIP’ ye göre belirli bölgede toplanmış olduğu görülür. Dolayısıyla elementlerin ısıtım basıncına nazaran, manyetik alanın etkisiyle bolluk anomalisi sergilediği görülmektedir. Her iki yıldızda da FIP davranışında saçılma gösteren ortak elementler Ti, Nd ve Ca dur. DY Aql’ de buna ek olarak Cr, Y CE Vir’ de ise V bu duruma eşlik eder. Fakat bu saçılmalar FIP davranışını etkilememektedir.

CE Vir için Gonzalez vd. (1997)’ nin bolluklarını kullanarak bu yıldızda gaz-toz ayrışımını inceleyen Giridhar vd. (2000), Sc bolluğunu gaz-toz ayrışımı için bir indikatör olarak kullanmaktadır. Bu çerçevede Sc bolluğunun Ca ve Ti’ a göre daha fakir olması durumunu kendi çalışmasında ayırdığı özellikler çerçevesinde DG1 (Dust-Gas) sınıfı olarak değerlendirir ve CE Vir’ i DY Aql ile birlikte bu sınıfa koyar. CE Vir için gaz-toz ayrışımının belirgin olarak etkin olmadığını belirten çalışmada FIP etkisinden bahsedilmemiştir. Rao ve Reddy (2005) CE Vir için FIP etkisinin varlığını göstermiştir. DY Aql için ise bu yönde bir çalışma mevcut değildir. Dolayısıyla DY Aql için bu tezde

ilk defa FIP etkisi irdelenmiştir. Şekil 4.8 ve Şekil 4.9’de Gonzalez vd. (1997) ve bu tez kapsamında ortak olan element bolluklarıyla FIP davranışı içerilmiştir. Yıldızların FIP etkisi bolluklar çerçevesinde benzer davranış sergiler.

4.3. DF Cyg: Şüpheli Bileşen

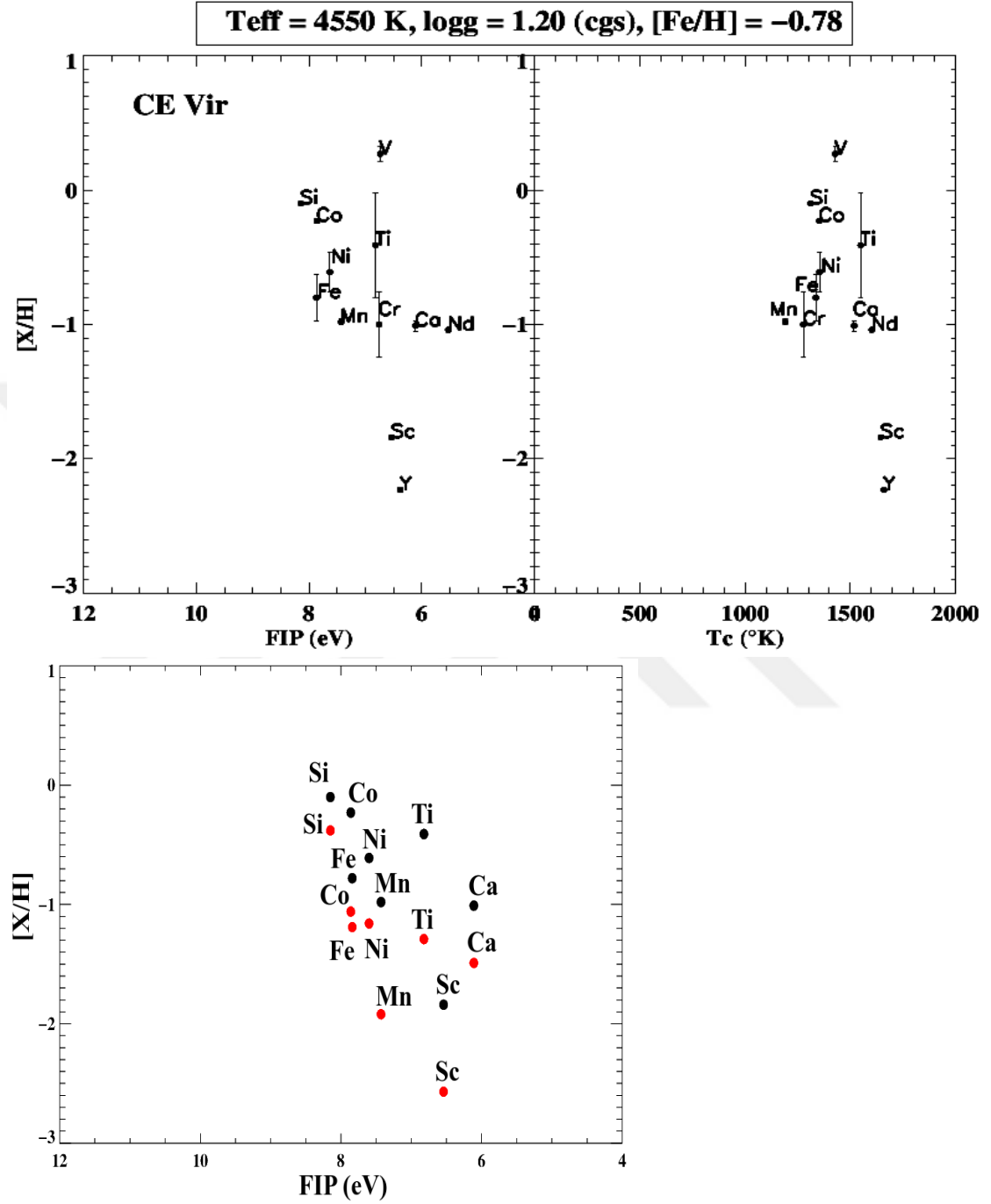
Galaktik konumu gereği galaktik düzlemde yer alan yıldızın Simbad veri tabanında tayf türü G6, ısıtma sınıfı süperdev olarak not edilmektedir. Gaia DR2 paralaks değeri ise $\pi = 0.3671 \pm 0.0282 \text{ mas}$ dr. Preston (1963) sınıflandırmasında RVA ve RVb olarak rapor edilen bu yıldızın ASAS3 veri tabanında kaydı bulunmamaktadır. Fakat yüksek kalitede fotometri tabanında Kepler K2 misyonunda bulunan nadir RV Tau yıldızlarından biridir (Bodi vd. 2016). 49 gün olarak belirlenen periyodu çerçevesinde G0 ve K0 tayf türleri arasında değişim gösterebilir (Preston 1963; Vega vd. 2017). Bodi vd. (2016) den alınan $T_0 = 2454994.58$ ve $P = 49.99$ gün ile 18 Eylül 2008 tarihinde bu tezde kullanılan McD tayfının evresi 0.34 dır.

Gezer vd. (2015) tarafından Wide-field Infrared Survey Explorer (WISE) verileri kullanılarak tüm RVb türündeki yıldızların kırmızı öte yayınımlarının kaynağının yıldızı çevreleyen disk olduğu belirtilir. Fakat bu çalışma içerisinde RVb olan DF Cyg yıldızı için kırmızı öte yayınının karakteri "belirsiz" (uncertain) olarak nitelendirilmiştir. Vega vd. (2017), Gezer vd. (2015)’ in bu çalışmasından yola çıkarak yıldızın çift olma durumunu araştırmıştır. Çalışmada Gaia paralaksı ve yeni Kepler misyonuyla alınan veriler kullanılarak yıldızın detaylı bir fotometrik analizi sonucu yıldızın çift olduğu ve bu yapıyı görmeyi engelleyen bir diskle örtülmüş olduğu iddia edilir.

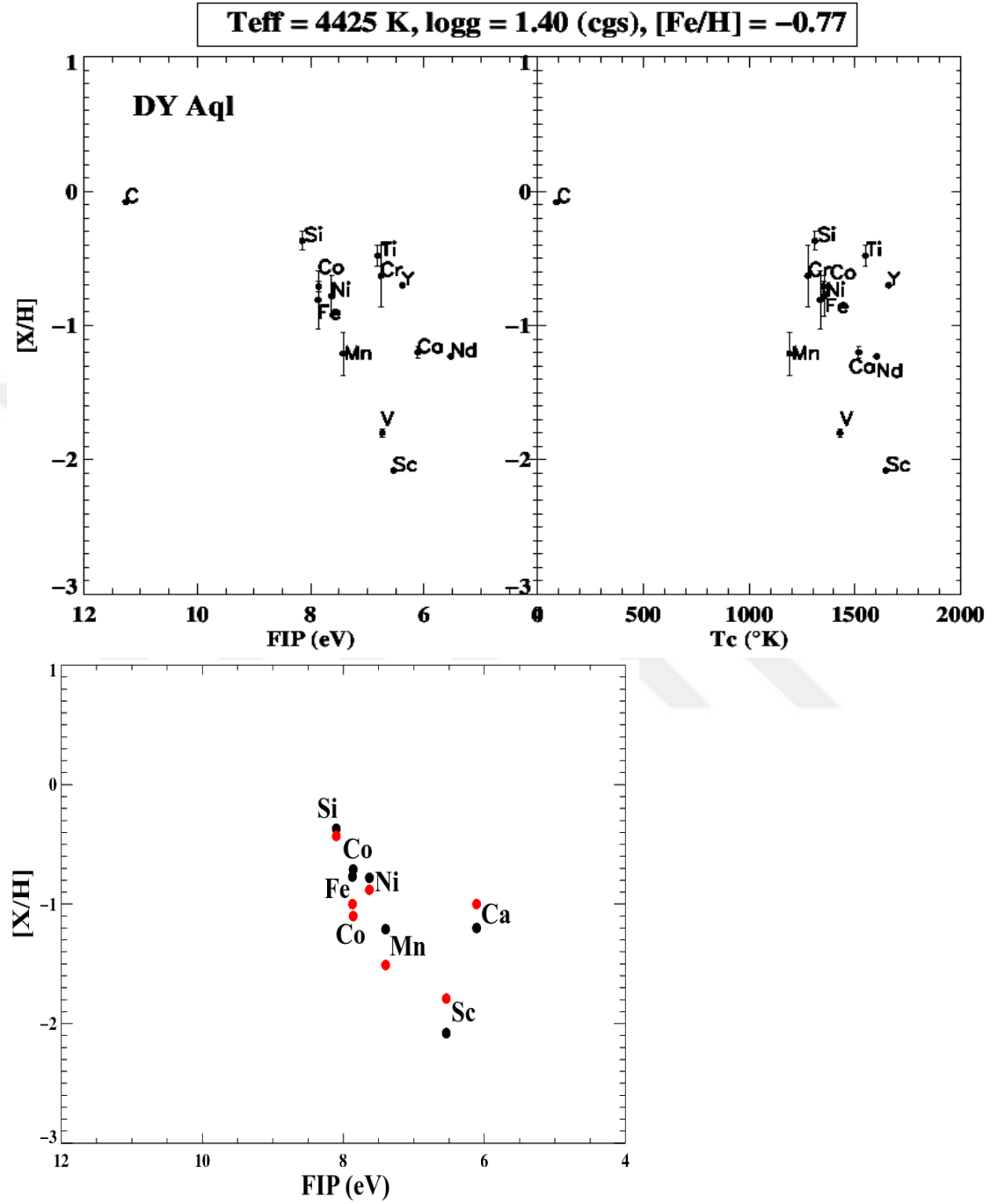
Model parametre tayini

DF Cyg için Molina (2012) dan elde edilen $T_{eff} = 3325 \text{ }^\circ\text{K}$, $\log g = 1.31$ ve $[\text{Fe}/\text{H}] = 0$, $\xi = 0$ başlangıç değerleriyle ilk model oluşturulmuştur. Yıldızda gözlenen 32 adet nötral Fe çizgisinin uyarılma potansiyel değerleri 0 ila 5 arasındadır. MOOG arayüzüyle, uyarılma ve iyonizasyon dengesinin sağlayan nihai parametreler literatürle birlikte Çizelge 5.1’ de verilmiştir. Şekil 4.12’ deki üst panelde, uyarılma potansiyeline karşın elde edilen bolluk değerlerinin minimum eğimi 32 çizgiyi temsil eden uyarılma sıcaklığının belirteçidir. Kırmızı çizgiyle gösterilen bu eğimin değeri -0.023 tür. Bu paneldeki FeI- FeII: 0.043 değeri, nötral ve iyonize Fe bollukları arasındaki fark olarak iyonizasyon dengesinin kurulduğunu göstermektedir. Alt panelde, nötral Fe çizgilerinin bollukları ile indirgenmiş *ew* (R. W.) eğiminin minimum değeri Fe çizgileri için en uygun mikrotürbülans hız değerinin belirlenmesi için kullanılan belirteçtir.

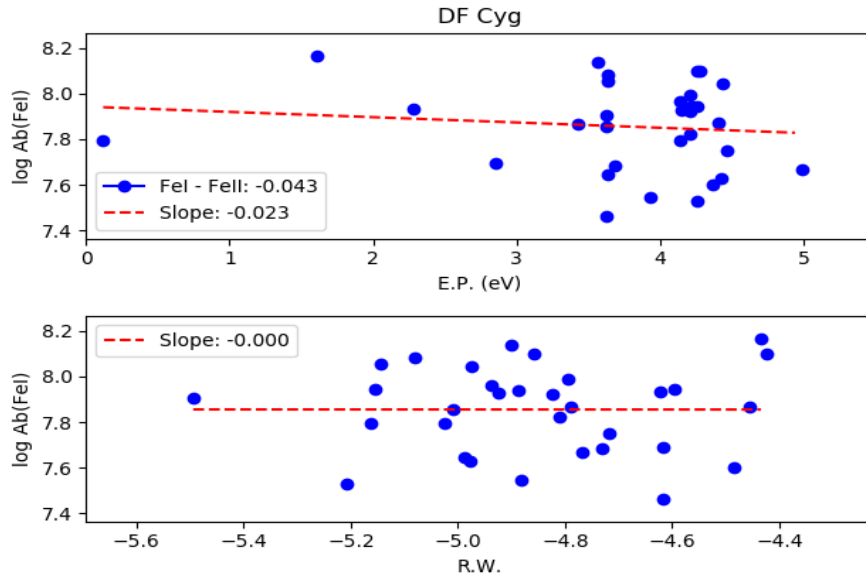
DF Cyg’ nin dalgaboyu kalibrasyonu için kullanılan Th-Ar görüntüsü üzerinden tayf çizgileri üzerindeki aletsel genişleme miktarı $\text{FWHM} = 0.13 \pm 0.04$ olarak belirlenmiştir. Bunun üzerine belirlenen model atmosfer parametreleri kullanılarak seçilmiş izole Fe çizgileri ile MOOG synth de profillerdeki makrotürbülans hız değeri $V_{mac} = 12.6 \pm 2.1$



Şekil 4.8. Alt panelde CE Vir yıldızının FIP-[X/H] grafiğinde Gonzalez vd. (1997) (kırmızı) ve bu tez kapsamında elde edilen ortak element bollukları (siyah) içerilmiştir. Üst panelde ise CE Vir yıldızının FIP-[X/H] ve Tc-[X/H] grafikleri



Şekil 4.9. Alt panelde DY Aql yıldızının FIP-[X/H] grafiğinde Gonzalez vd. (1997) (kırmızı) ve bu tez kapsamında elde edilen ortak element bollukları (siyah) içerilmiştir. Üst panelde ise DY Aql yıldızının FIP-[X/H] ve Tc-[X/H] grafikleri



Şekil 4.10. DF Cyg yıldızı için model parametre tayininde yararlanılan bolluk vs. uyarılma potansiyeli ve bolluk vs. indirgenmiş esdeğer genişlik ilişkisi

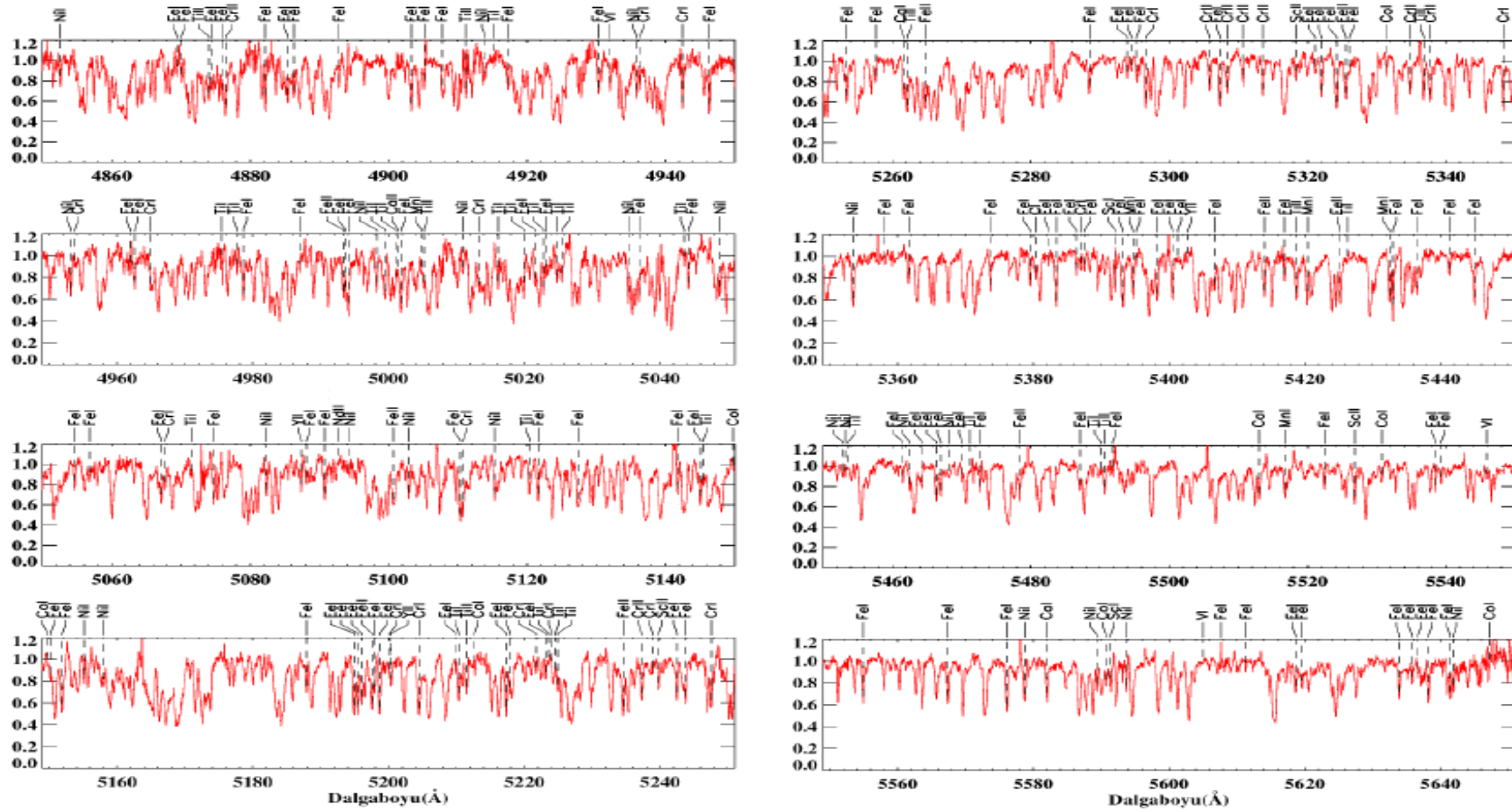
km/s olarak elde edilmiştir.

Element bollukları

Yıldız üzerine literatürde spektroskopik analizle bolluk hesaplayan Giridhar vd. (2005), tek çalışma olarak görülmektedir. HJS, Tull tayfçekerisiyle alınan tayfın dalgaboyu aralığı çalışmada rapor edilmemiştir. 1 kasım 1999’da alınan tayfın evresi bu tezde kullanılan T0’ a göre 0.84 dür. Bu evrede elde edilen model atmosfer parametreleri tezdeki parametrelerden oldukça farklı olmasına karşın, Çizelge 4.4’de listelenen bolluklar hataları çerçevesinde uyumludur. DF Cyg için Mn bolluğu bu tezde yeni rapor edilmiştir. Şekil 4.11’de kullanılan yıldız tayfı bu tezde gerçekleştirilen Güneş analiz listesiyle sunulmaktadır. Böylece yıldıza dair bir çizgi atlası literatüre kazandırılmıştır.

Çizelge 4.4. DF Cyg yıldızının tez kapsamında ve literatürde elde edilen element bollukları. G. 2005; Giridhar vd. (2005)

		[X/Fe]						
DF Cyg	[Fe/H]	C I	Si I	Ca I	Sc II	Ti I	Ti II	V I
2019	0.24±0.21	0.34±0.21	...	-0.03±0.26	-0.43±0.21	-0.14±0.22	-0.08±0.26	0.40±0.21
n		1	...	2	2	4	3	1
G. 2005	0.00±0.17	0.26±0.17	0.11±0.22	-0.23±0.20	-0.96±0.37	0.12±0.21	-0.19±0.17	0.24±0.23
n		1	5	2	2	4	1	2
DF Cyg	[Fe/H]	Cr I	Cr II	Mn I	Co I	Ni I	Y II	Nd II
2019	0.24±0.21	0.24±0.23	0.30±0.23	0.15±0.25	0.50±0.23	0.10±0.25	-0.45±0.21	...
n		3	5	2	2	7	1	...
G. 2005	0.00±0.17	0.01±0.20	-0.15±0.19	...	0.17±0.19	-0.01±0.19	-0.73±0.17	...
n		3	2	...	2	3	1	...



Şekil 4.11. DF Cyg yıldızının 4860-5660 Å dalgaboyu arasında analiz için kullanılan tayfı. Güneş analizinde kullanılan çizgi listesiyle birlikte verilmektedir

Literatür karşılaştırması ve FIP etkisi

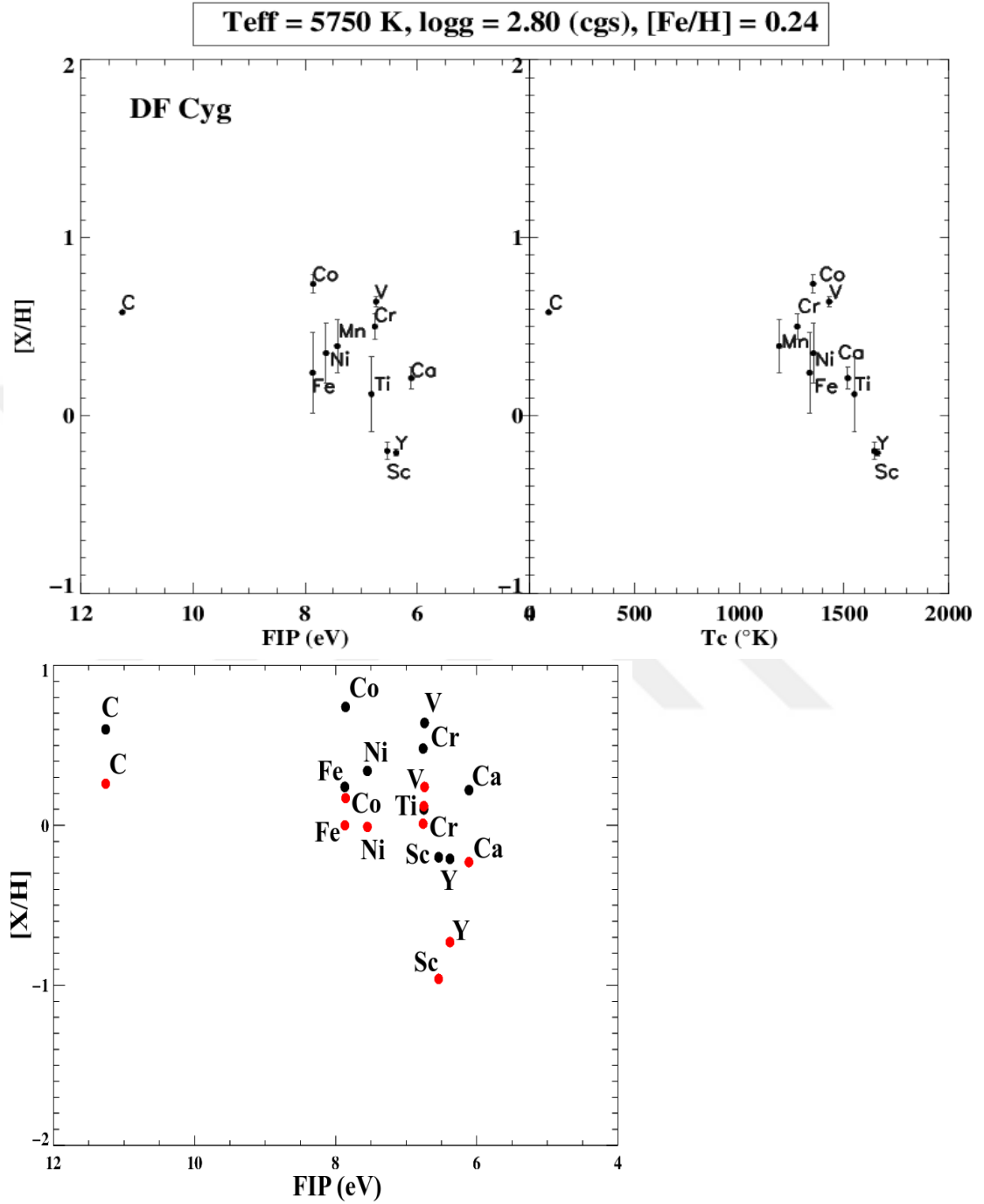
Giridhar vd. (2005) yüksek çözünürlüklü McD tayfindan yıldızın 0.84 evrede metalistesini Güneş metalistesinde olarak tespit etmiştir. Bu tezde ise yine McD tayfindan 0.34 evresinde metaliste $[Fe/H]=0.24$ dex olarak tespit edilmiştir. Çizelge 4.4’de rapor edilen Giridhar vd. (2005) α -element bolluğu $[\alpha/Fe] \approx 0.0$ dex (Si, Ca, Ti) olarak hesaplanmıştır. Bu tezde ise $[\alpha/Fe] \approx -0.09$ (Ca, Ti) dextir. Yaklaşık 0.1 dex fark tespit edilen α -element bollukları her iki çalışmada da tutarlıdır. Fe grubu elementleri için Giridhar vd. (2005) $[Fe_{grubu}/Fe] \approx -0.11$ dex (Sc, V, Cr, Co, Ni) rapor ederken bu tezde $[Fe_{grubu}/Fe] \approx 0.16$ dex (Sc, V, Cr, Mn, Co, Ni) olarak hesaplanmıştır. Giridhar vd. (2005) bu elementler için bolluk hesaplamalarında ince yapının katkısının içerilmiş olduğunu rapor etmektedir. Bu tezde ise ince yapı hesaba katılmamıştır. Dolayısıyla söz konusu yaklaşık 0.3 dex lik farkın temel sebebi ince yapının katkısı olduğu düşünülmektedir. Her iki çalışmada ortak tek s-process elementi Y olarak görülmektedir. Buna göre Y bolluğu yıldızın 0.84 evresine kıyasla 0.34 evresinde yaklaşık 0.3 dex artış gösterdiği tespit edilmiştir.

Yıldızda C bolluğu fazla olmasına rağmen oldukça fakir s-process element bolluğu mevcuttur. Yani yıldızın 3. harmanlama geçirdiği net değildir. Bu yönüyle DY Aql yıldızıyla ortak bir davranışa sahiptir.

Yıldızın bu tez kapsamında elde edilen bollukları FIP etkisinin varlığını göstermektedir. Bu etkinin gözlenmesi bolluk anomalisinin yıldız tarafından yönetildiğini belirtmektedir. Aksi taktirde anomalinin yıldız tarafından yönetilmemesi, sistemin çoklu bileşenden oluştuğuna işaret etmektedir. Dolayısıyla Vega vd. (2017)’nin öngördüğü üzere yıldız çift olamaz. Yani yıldız FIP etkisine göre tek bir yıldızdır. Ayrıca bu tezde yıldızın tayfinda 2. bileşene dair bir oluşum tespit edilmemiştir.

Çizelge 5.3’ da rapor edilen bollukların Tc ve FIP değerlerine göre davranışı Şekil 4.12’ de gösterilmiştir. Her iki karşılaştırmada da FIP veya gaz-toz ayrışımının bu yıldızda etkin olduğu tespit edilmiştir. Bu yüzden doğrudan FIP’nin daha baskın olduğu belirtmek güçtür.

Giridhar vd. (2005) gaz-toz ayrışımı gösterdiğini belirttiği bu yıldız için FIP etkisini irdelememiştir. Dolayısıyla bu tezde yıldız için FIP etkisi ilk kez araştırılmıştır. Şekil 4.12’deki diğer bir grafikte ise Giridhar vd. (2005) ve bu tezde elde edilmiş ortak elementlerin FIP davranışı içerilmiştir. Bu bolluklara göre FIP davranışında Giridhar vd. (2005) Ti bollukları saçılma göstermektedir. Bu durum dışında iki çalışmada da bolluklar FIP ile, benzer davranış sergilemektedir.



Şekil 4.12. Alt panelde DF Cyg yıldızının FIP- $[X/H]$ grafiğinde Giridhar vd. (2005) (kırmızı) ve bu tez kapsamında elde edilen ortak element bollukları (siyah) içerilmiştir. Üst panelde ise DF Cyg yıldızının FIP- $[X/H]$ ve Tc- $[X/H]$ grafikleri

4.4. HP Lyr

Galaktik konumu çerçevesinde DF Cyg yıldızına yakın, galaktik düzlemde bulunan yıldız için Simbad veri tabanında tayfsal çift olduğu rapor edilir. Fakat bizim analizimizde kullandığımız tayfta böyle bir bulguya rastlanılmamıştır. Gaia DR2 paralaks değeri $\pi = 0.0822 \pm 0.0242 \text{ mas}$ verilirken Tayf türü A6, ısıtma sınıfı ise belirtilmemiştir.

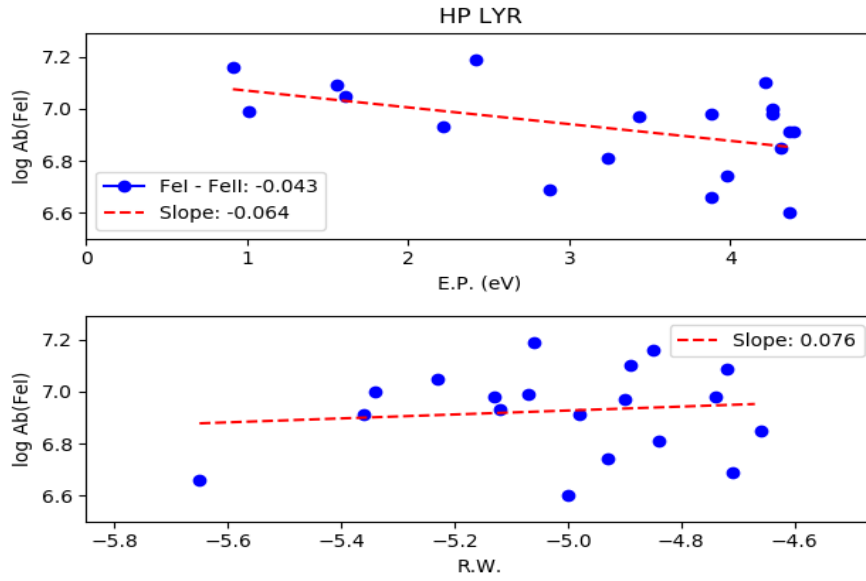
Preston (1963) sınıflandırmasında yer almayan bu yıldızın ASAS3 de T0 ve periyot bilgisi bulunmamaktadır. Manick vd. (2017) den T0= 2455946 , periyodu ise Graczyk vd. (2002)' den P= 69.3 gün olarak alınmıştır. Graczyk vd. (2002), 2 Mayıs 2001 gözleminde (JD= 2452032.43), yıldız 0.48 evrede iken, tayfında 3883 Å da zayıf CN I blendi gözlemesiyle Preston sınıflandırmasına göre bu yıldızın RVB sınıfında olması gerektiğini savunur. Bu tezde 19 Ekim 2009' da alınan tayfin evresi 0.11 olarak belirlenmiştir.

Yıldızın detaylı literatür tarama sonuçlarına göre yıldızın çiftliliğine dair notun GCVS den geldiği görülür (Samus vd. 2009; Friedemann vd. 1996). Yıldızın fotometrik ve tayfsal özelliklerini inceleyen Graczyk vd. (2002), tayfsal çift olarak bilinen IW Car ile benzer H α profile sahip olduğunu belirtir. Fakat radyal hız eğrileri çerçevesinde tayfsal çiftlilik durumunu doğrulayamamıştır. Güncel çalışmalardan Rao vd. (2012), yıldızın gaz-toz ayrışımı göstermesi sebebiyle yıldızı tek yıldız olarak nitelendirmiştir.

Model parametre tayini

HP Lyr için literatürde renk artığı "E(B-V)" tespit edilemedi. Bu yüzden başlangıç modeli için Molina (2012)' nın bağıntılarından faydalanılamamıştır. Bunun yerine yıldızın tayf türü ve dev ısıtma sınıfında olması gereken sıcaklık ve çekim ivmesi kullanılmıştır. Yıldızda gözlenen 19 adet nötral Fe çizgisinin uyarılma potansiyel değerleri 1 ila 4.5 arasındadır. MOOG arayüzüyle, uyarılma ve iyonizasyon dengesinin sağlayan nihai parametreler literatürle birlikte Çizelge 5.1' de verilmiştir. Şekil 4.15' deki üst panelde, uyarılma potansiyeline karşın elde edilen bolluk değerlerinin minimum eğimi 19 çizgiyi temsil eden uyarılma sıcaklığının belirteçidir. Kırmızı çizgiyle gösterilen bu eğimin değeri -0.064 tür. Bu paneldeki FeI- FeII: -0.043 değeri, nötral ve iyonize Fe bollukları arasındaki fark olarak iyonizasyon dengesinin kurulduğunu göstermektedir. Alt panelde, nötral Fe çizgilerinin bollukları ile indirgenmiş *ew* (R. W.) eğiminin minimum değeri Fe çizgileri için en uygun mikrotürbülans hız değerinin belirlenmesi için kullanılan belirteçtir.

HP Lyr' ın dalgaboyu kalibrasyonu için kullanılan Th-Ar görüntüsü üzerinden tayf çizgileri üzerindeki aletsel genişleme miktarı FWHM = 0.14 ± 0.03 olarak belirlenmiştir. Bunun üzerine belirlenen model atmosfer parametreleri kullanılarak seçilmiş izole Fe çizgileri ile MOOG synth de, profillerdeki makrotürbülans hız değeri $V_{\text{mac}} = 14.4 \pm 1.8$



Şekil 4.13. HP Lyr yıldızı için model parametre tayininde yararlanılan bolluk vs. uyarılma potansiyeli ve bolluk vs. indirgenmiş esdeğer genişlik ilişkisi

km/s olarak elde edilmiştir.

Element bollukları

Bolluk analizi kapsamında literatürde bu yıldız için Giridhar vd. (2005), HJS ve Tull tayfçekeriyle elde edilmiş yüksek çözünürlüklü tayfin analizi gerçekleştirmiştir. 14 Kasım 2002’ de alınan bu tayfin evresi bizim değerlerimize göre 0.40 evrededir. Bu evrede elde edilen model parametreleri bu tezdekiyle nispeten farklı olsada rapor ettiği bolluk değerlerinden Sc ve Y hariç diğer element bollukları bu tez sonuçlarıyla uyum içerisindedir. Şekil 4.14 de kullanılan tayf Güneş analiz listesiyle sunulmaktadır. Böylece yıldıza dair bir çizgi atlası literatüre kazandırılmıştır.

Çizelge 4.5. HP Lyr yıldızının tez kapsamında ve literatürde elde edilen element bollukları. G. 2005; Giridhar vd. (2005)

		[X/Fe]						
HP Lyr	[Fe/H]	C I	Si I	Ca I	Sc II	Ti I	Ti II	V I
2019	-0.68±0.20	0.60±0.20	0.68±0.20	-0.88±0.22	-0.10±0.20	0.86±0.20	...	...
n		1	1	1	1	1	...	...
G. 2005	-1.00±0.12	0.69±0.15	0.53±0.15	-0.97±0.15	-1.89±0.12	...	-1.99±0.22	...
n		15	6	4	1	...	5	...
HP Lyr	[Fe/H]	Cr I	Cr II	Mn I	Co I	Ni I	Y II	Nd II
2019	-0.68±0.20	-0.33±0.24	-0.35±0.23	0.22±0.23	...	0.08±0.22	-0.30±0.21	...
n		2	7	2	...	1	1	...
G. 2005	-1.00±0.12	-0.26±0.19	-0.33±0.14	0.24±0.15	...	-0.16±0.15	-1.80±0.12	...
n		5	8	4	...	10	1	...

Şekil 4.14. HP Lyr yıldızının 4860-5660 Å dalgaboyu arasında analiz için kullanılan tayfı. Güneş analizinde kullanılan çizgi listesiyle birlikte verilmektedir

Literatür karşılaştırması ve FIP etkisi

Çizelge 4.5'deki Giridhar vd. (2005) bolluklarına göre $[\alpha/\text{Fe}] \approx -0.8$ dextir (Si, Ca, Ti). Bu tezde ise $[\alpha/\text{Fe}] \approx 0.22$ dex (Si, Ca, Ti) olarak tespit edilmiştir. Aradaki 1.2 dex lik farkın sebebi her iki çalışmadaki Ti bolluğundan gelmektedir. Ti olmadan elde edilen α -element bolluğu Giridhar vd. (2005)'de $[\alpha/\text{Fe}] \approx -0.2$ dex, Bu tezde ise $[\alpha/\text{Fe}] \approx -0.10$ dex olarak hesaplanmaktadır. Ti'un zonklamadan ötürü oluşan şoktan etkilendiği göz önüne alınırsa α -elementleri için bu değerler kabul edilebilirdir. Fe grubu elementleri için Giridhar vd. (2005) da $[F_{e\text{grubu}}/\text{Fe}] \approx -0.47$ dex (Sc, Cr, Mn, Ni) iken bu tezde $[\alpha/\text{Fe}] \approx 0.03$ dex (Sc, Cr, Mn, Ni) olarak elde edilmiştir. 0.5 dex lik farkın temel sebebi Giridhar vd. (2005)'in bu element bollukları için ince yapının katkısının içermiş olmalarıdır. Yıldızdaki C fazlalığı DY Aql'den sonra gelir. Aynı zamanda s-process elementinde görülen fakirlik DY Aql ve DF Cyg ile aynıdır.

$[\text{C}/\text{Fe}]$ ve s-process elementlerine bakıldığında C için 3. harmanlama izlerine rastlansada atmosfer halen s-process elementleri bakımından fakir görülmektedir. Öte yandan Giridhar vd. (2005) de rapor edilen s-process bolluğu, C değerlerinin neredeyse aynı olmasına karşın bu tezde 1.5 dex lik artış sergilemektedir. Giridhar vd. (2005)'in çalışmasında bu yıldız için kullanılan atomik veri paylaşılmadığı için bu farkın sebebinin atomik datadan kaynaklandığı savunulamamaktadır. Bu yüzden bu artışın sebebi çözümlenememiştir.

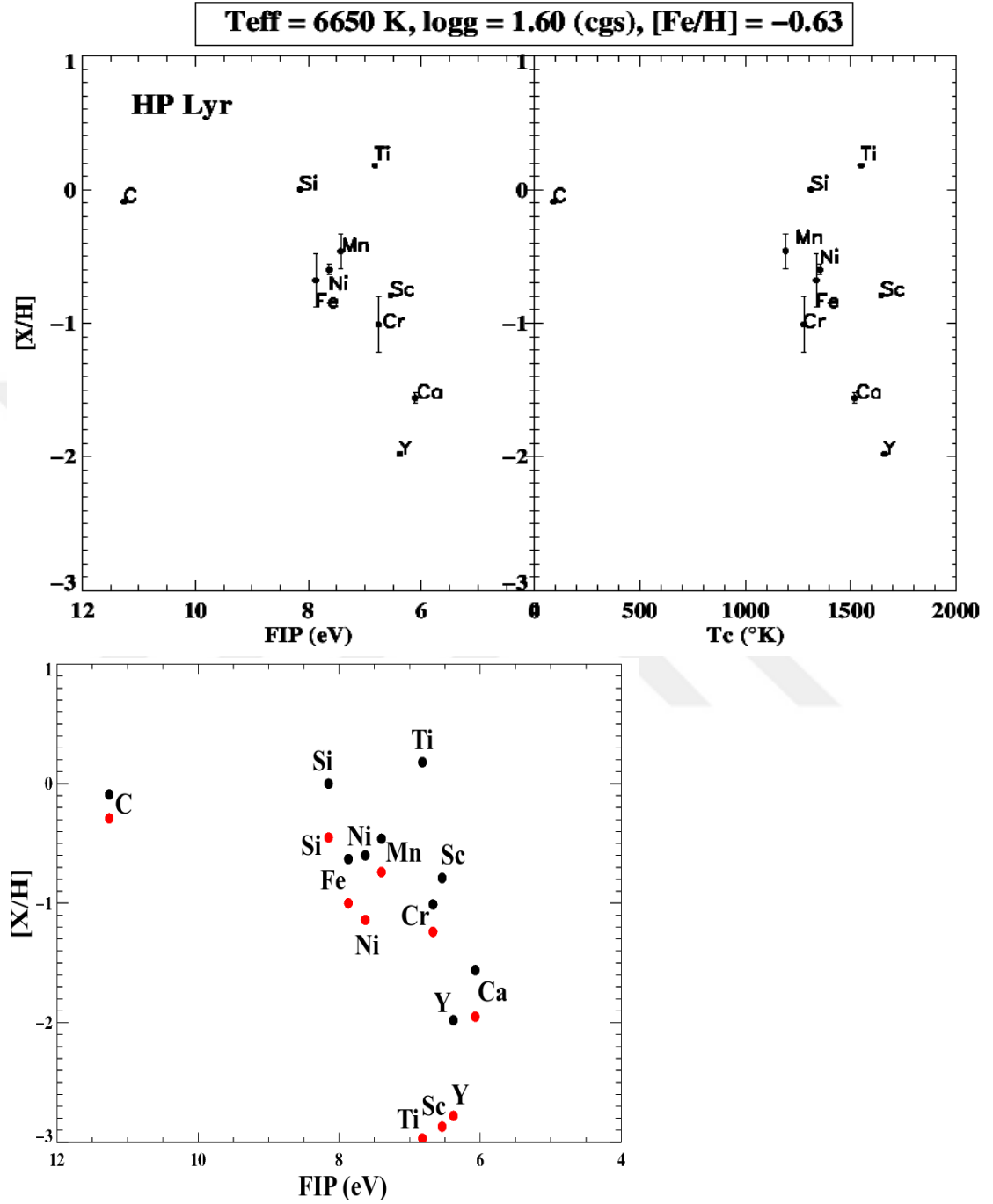
Yıldızın bu tez kapsamında elde edilen bollukları FIP etkisinin varlığını göstermektedir. Yıldız FIP etkisine göre tek bir yıldızdır.

Çizelge 5.3' da rapor edilen bollukların Tc ve FIP değerlerine göre davranışı Şekil 4.15' de gösterilmiştir. Bu karşılaştırmalarda bollukların FIP ile ilişkisi Tc' ye göre daha net olduğu görülür. Bollukların FIP davranışında Ti dışında diğer elementlerin neredeyse saçılma olmaksızın bir dağılımı mevcuttur.

Giridhar vd. (2005) gaz-toz ayrışımı gösterdiğini kabul ettiği bu yıldız için FIP etkisini irdelememiştir. Yine Şekil 4.15'de Giridhar vd (2005) ve bu tezde ortak olan elementlerin FIP davranışı içerilmiştir. Giridhar vd. (2005) bolluklarındaki davranışta Sc ve Ti FIP davranışına uyumsuz bir davranış sergiler. Giridhar bu iki elementin Ca'a göre fakir olmalarını beklediğini ve bu durumun gaz-toz ayrışımında karakteristik bir yeri olduğunu nitelemektedir. Buna nazaran diğer elementlerin FIP davranışı iki çalışmada da benzerdir.

4.5. Değişen Atmosfere Sahip RV Tau Yıldızı: SS Gem

Galaktik konumu çerçevesinde galaktik düzlemde, galaksinin kenarında ($l \approx 12^h$) bulunan yıldızın Simbad veri tabanında G2 tayf türü süperdev bir yıldız olarak not edilmiştir. Gaia DR2 paraksı $\pi = 0.2899 \pm 0.0525$ mas dir.



Şekil 4.15. Alt panelde HP Lyr yıldızının FIP-[X/H] grafiğinde Giridhar vd. (2005) (kırmızı) ve bu tez kapsamında elde edilen ortak element bollukları (siyah) içerilmiştir. Üst panelde ise HP Lyr yıldızının FIP-[X/H] ve Tc-[X/H] grafikleri

Preston (1963) sınıflandırmasında yıldızın tayfsal sınıfının şüpheli RVA olduğu belirtilmiştir. Gonzalez vd. (1997), C çizgileri üzerine yaptığı değerlendirme sonucu RVB yıldızı olarak sınıflandırılmasının uygun olduğunu rapor eder. ASAS3' den alınan $T_0=2452693.8$ ve $P=89.9$ gün cercevesinde 17 Kasım 2008' de alınan tayfin evresi 0.96 olarak belirlenmiştir.

ZSoldos (1991), fotometrik analizle nispeten daha düzenli zonklama değişimine sahip Pop I, Cepheid yıldızlardan TW Cam ile SS Gem' i karşılaştırmıştır ve bu yıldızın orta kütleli Pop I, Cepheid yıldızı olduğunu rapor eder. Halen RV Tau olarak kabul edilen bu yıldız, RV Tauralar içerisinde zonklama dönemi boyunca model parametrelerinde en çok değişim gösteren yıldız olarak bilinir (Gonzalez vd. 1997).

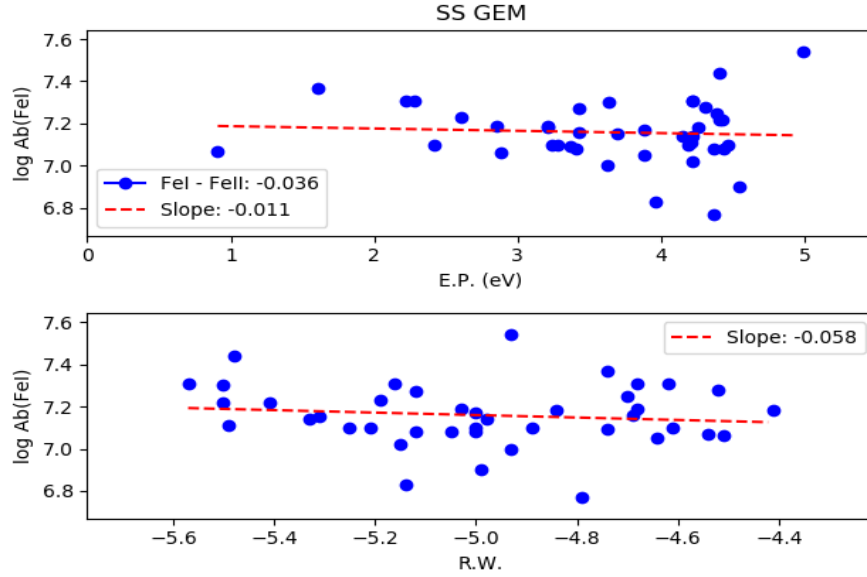
Model parametre tayini

SS Gem için Molina (2012) dan elde edilen $T_{eff} = 6482$ °K, $\log g = 0.57$ ve $[Fe/H] = 0$, $\xi=0$ başlangıç değerleriyle ilk model oluşturulmuştur. Yıldızda gözlenen 41 adet nötral Fe çizgisinin uyarılma potansiyel değerleri 1 ila 5 arasındadır. MOOG arayüzüyle, uyarılma ve iyonizasyon dengesini sağlayan nihai parametreler literatürle birlikte Çizelge 5.1' de verilmiştir. Şekil 4.18' deki üst panelde, uyarılma potansiyeline karşı elde edilen bolluk değerlerinin minimum eğimi 41 çizgiyi temsil eden uyarılma sıcaklığının belirteçidir. Kırmızı çizgiyle gösterilen bu eğimin değeri -0.011 tür. Bu paneldeki FeI- FeII: 0.036 değeri, nötral ve iyonize Fe bollukları arasındaki fark olarak iyonizasyon dengesinin kurulduğunu göstermektedir. Alt panelde, nötral Fe çizgilerinin bollukları ile indirgenmiş ew (R. W.) eğiminin minimum değeri Fe çizgileri için en uygun mikrotürbülans hız değerinin belirlenmesi için kullanılan belirteçtir.

SS Gem' in dalgaboyu kalibrasyonu için kullanılan Th-Ar görüntüsü üzerinden tayf çizgileri üzerindeki aletsel genişleme miktarı $FWHM = 0.14 \pm 0.04$ olarak belirlenmiştir. Bunun üzerine belirlenen model atmosfer parametreleri kullanılarak seçilmiş izole Fe çizgileri ile MOOG synth de, profillerdeki makrotürbülans hız değeri $V_{mac} = 13.7 \pm 1.9$ km/s olarak elde edilmiştir.

Element bollukları

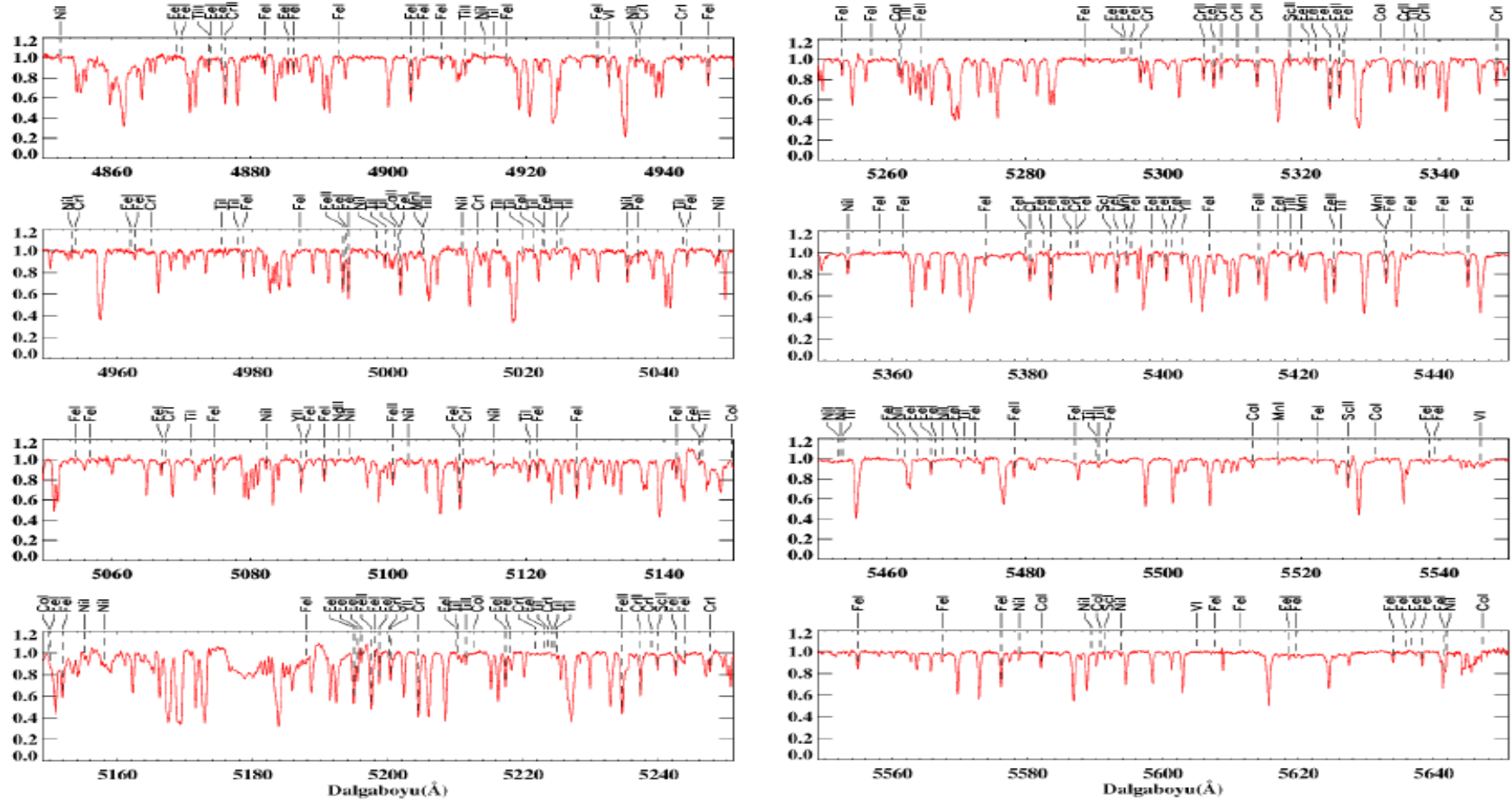
Gonzalez vd. (1997), bu yıldız için farklı dönemlerde 3 tayfin (6 Aralık 1993, 0.44 evre), (20 Ocak 1994, 0.94 evre), (2, 3 Mart 1994, 0.48 evre) analizini gerçekleştirmiştir. ilgili dönemlerde belirlenen model parametreleri Çizelge 5.1'da sırasıyla verilmektedir. Bu tez kapsamında çalışmayla ortak olan bolluklar Çizelge 4.6'de verilmiştir ve bolluklar uyum içerisinde görülmektedir. Şekil 4.17'de kullanılan tayf Güneş analiz listesiyle sunulmaktadır. Böylece yıldızla dair bir çizgi atlası literatüre kazandırılmıştır.



Şekil 4.16. SS Gem yıldızı için model parametre tayininde yararlanılan bolluk vs. uyarılma potansiyeli ve bolluk vs. indirgenmiş esdeğer genişlik ilişkisi

Çizelge 4.6. SS Gem yıldızının tez kapsamında ve literatürde elde edilen element bollukları. G. 1997; Gonzalez vd. (1997)

		[X/Fe]						
SS Gem	[Fe/H]	C I	Si I	Ca I	Sc II	Ti I	Ti II	V I
2019	-0.45 ± 0.18	0.11 ± 0.18	...	-0.19 ± 0.21	-1.14 ± 0.18	...	-1.12 ± 0.20	...
n		1	...	2	1	...	3	...
G. 1997	-0.87 ± 0.02	0.31 ± 0.23	0.74 ± 0.13	-0.18 ± 0.15	-1.05 ± 0.11	-1.13 ± 0.11	-1.13 ± 0.11	...
n		...	...	...	...	...	...	...
SS Gem	[Fe/H]	Cr I	Cr II	Mn I	Co I	Ni I	Y II	Nd II
2019	-0.45 ± 0.18	-0.19 ± 0.21	-0.37 ± 0.21	0.04 ± 0.22	...	0.01 ± 0.22	-0.52 ± 0.24	-0.41 ± 0.18
n		2	4	3	...	7	3	1
G. 1997	-0.87 ± 0.02	-0.02 ± 0.15	-0.02 ± 0.15	0.09 ± 0.15	...	0.02 ± 0.12	-0.49 ± 0.14	...
n		...	...	...	...	...	...	...



Şekil 4.17. SS Gem yıldızının 4860-5660 Å dalgaboyu arasında analiz için kullanılan tayfı. Güneş analizinde kullanılan çizgi listesiyle birlikte verilmektedir

Literatür karşılaştırması ve FIP etkisi

Çizelge 4.6' e göre Gonzalez vd. (1997) de α -element bolluk ortalaması $[\alpha/\text{Fe}] \approx -0.2$ dex (Si, Ca, Ti), bu tezde ise $[\alpha/\text{Fe}] \approx -0.65$ dex (Ca, Ti) olarak hesaplanmıştır. Farkın temel sebebi Gonzalez vd. (1997)'de rapor edilen fazla Si bolluğudur. Yıldız için paylaştıkları çizgi listesindeki Si çizgileri bu tezde incelenen tayfta tespit edilememiştir. Dolayısıyla Si bolluğundaki artışın sebebi bilinmemektedir. Si bolluğu olmadan elde edilen α -element bolluğu ise $[\alpha/\text{Fe}] \approx -0.65$ dextir ve bu tezin α -element bolluğu ile birebir uyumludur. Fe grubu element bollukları Gonzalez vd. (1997)'de $[Fe_{\text{grubu}}/\text{Fe}] \approx -0.25$ dex (Sc, Cr, Mn, Ni) iken bu tezde $[Fe_{\text{grubu}}/\text{Fe}] \approx -0.32$ dex olarak hesaplanmıştır. Aradaki 0.1 dex lik farkla iki çalışmanın değerlerinin uyumlu olduğu tespit edilmiştir. S-process elementleri (bu tezde Y ve Nd, Gonzalez vd. (1997)'de sadece Y bolluğu üzerinden) her iki çalışmada $[s/\text{Fe}] \approx -0.45$ dex ile birebir örtüşmektedir.

Yıldızdaki $[\text{C}/\text{Fe}]$ bolluğundan yıldızın 3. harmanlama geçirmekte olduğunu izlerine rastlanmaktadır. Fakat henüz s-process elementleri bu durumdan etkilenmemiştir. Dolayısıyla yıldızın henüz AGB aşamasını tamamlamamış bir RV Tau yıldızı olduğu tespit edilmiştir.

Yıldızın bu tez kapsamında elde edilen bollukları FIP etkisinin varlığını göstermektedir. Yani yıldız FIP etkisine göre tektir.

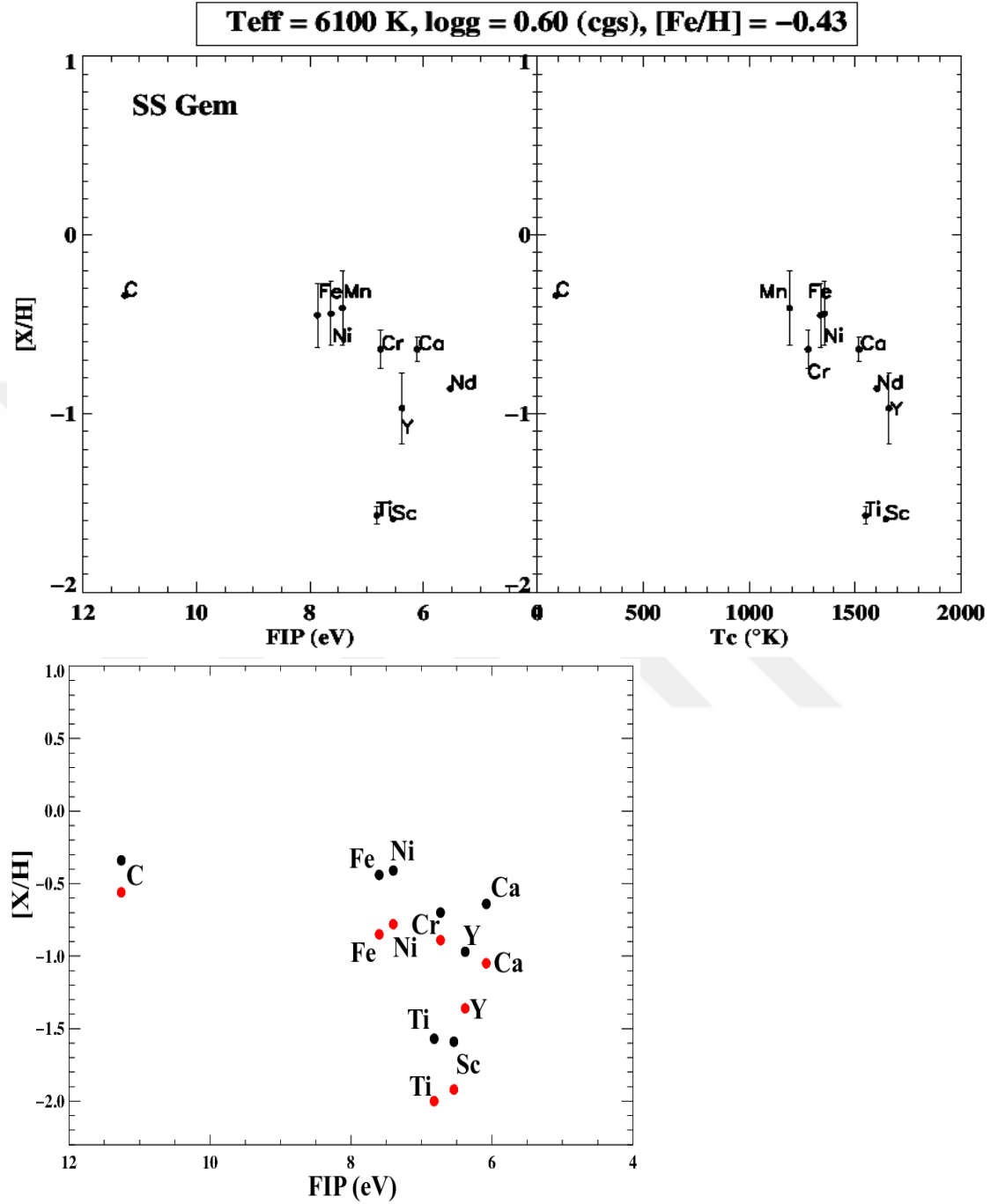
Çizelge 5.3'da rapor edilen bollukların Tc ve FIP değerlerine göre davranışı Şekil 4.18' de gösterilmiştir. Bollukların dağılımı incelendiğinde Ti ve Sc bollukları FIP davranışında en çok saçılma yapan elementler olarak görülmektedir. Her iki karşılaştırmada FIP veya gaz-toz ayrışımının bu yıldızda etkin olduğu tespit edilmiştir. Bu yüzden doğrudan FIP nin daha baskın olduğu belirtmek güçtür.

Gonzalez vd (1997) bu yıldız için gaz-toz ayrışım etkisinin gözlemlendiğini belirtmektedir fakat FIP etkisine dair bir notu bulunmamaktadır. Dolayısıyla yıldız için bu tezde ilk kez FIP etkisi incelenmiştir. Şekil 4.18'de Gonzalez vd. (1997) ile bu tezde ortak olarak tespit edilen elementlerin FIP davranışı içerilmiştir. Buna göre Gonzalez vd. (1997) nin bolluklarıyla FIP davranışı bu tez sonucuyla paralel olarak aynı davranışı sergilemektedir.

4.6. Stobie' nin RV Tau Yıldızı: SZ Mon

Stobie (1970), tarafından ışık eğrisi analiziyle yıldızın RV Tau olduğu keşfedilmiştir. $H\alpha$ nın iki kanadında gözlenen salma (P-cygni profili benzeri) W Virgin yıldızı olduğunu düşündürmüştür (Wahlgren 1992; Mass vd. 2007; Schmidt vd. 2004a).

Galaktik konumuna bakıldığında SS Gem' e yakın olarak galaksi düzleminde bulunur. Simbad veri tabanında F8 tayf türünde olan yıldızın ısıtma sınıfı belirtilmemiştir. Gaia paralaksı ise $\pi = 0.1207 \pm 0.0650$ mas dır. ASAS3' den alınan



Şekil 4.18. Alt panelde SS Gem yıldızının FIP- $[\text{X}/\text{H}]$ grafiğinde Gonzalez vd. (1997) (kırmızı) ve bu tez kapsamında elde edilen ortak element bollukları (siyah) içerilmiştir. Üst panelde ise SS Gem yıldızının FIP- $[\text{X}/\text{H}]$ ve T_{c} - $[\text{X}/\text{H}]$ grafikleri

$T_0 = 2451909$ ve $P = 32.7$ gün bilgisine göre yıldızın 19 Ekim 2008’ de alınan McD tayfı 0.18 evresini işaret eder.

W Virgin yıldızları Tip II Cepheid yıldızları olarak bilinir (Wallerstein 2002). Fakat bu yıldız Harris (1985) Cepheidler kataloğunda yer almamaktadır. W Virgin yıldızlarının H_α çizgisinde P-cygni profil benzeri bir salma yapısının bulunması bu yıldızlar için karakteristik bir özellik olarak kabul edilir (Mass vd. 2007). Bu salma yıldızın kısa dönemli zonklama periyodundan ötürü oluşan şok etkisinden kaynaklanmaktadır. Dolayısıyla W Virgin yıldızları RV Taulara nazaran daha kısa zonklama periyoduna sahiptirler. Yıldızların periyotları farklı olmasına karşın bolluklarının benzer olduğu bilinir (Mass vd. 2007). SZ Mon için W Virgin olarak kabul edildiğinde periyot 16.3 gün alınırken RV Tau olarak kabul edildiğinde 32.6 gün alınmaktadır (Stobie 1970; Schmidh 2015; Mass vd. 2007).

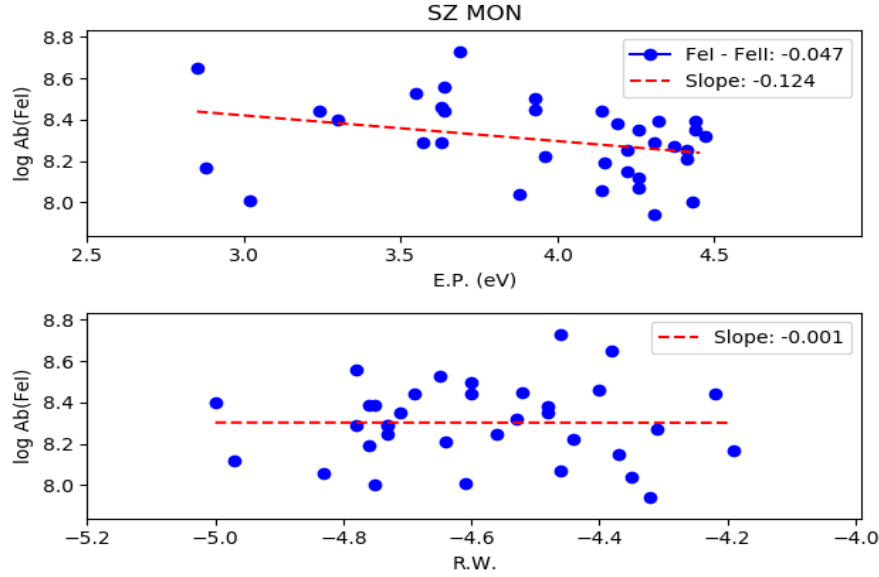
Model parametre tayini

SZ Mon için Molina (2012) dan elde edilen $T_{eff} = 5208$ °K, $\log g = 0.93$ ve $[Fe/H] = 0$, $\xi = 0$ başlangıç değerleriyle ilk model oluşturulmuştur. Yıldızda gözlenen 35 adet nötral Fe çizgisinin uyarılma potansiyel değerleri 1 ila 5 arasındadır. MOOG arayüzüyle, uyarılma ve iyonizasyon dengesini sağlayan nihai parametreler literatürle birlikte Çizelge 5.1’ de verilmiştir. Şekil 4.21’ deki üst panelde, uyarılma potansiyeline karşın elde edilen bolluk değerlerinin minimum eğimi 35 çizgiyi temsil eden uyarılma sıcaklığının belirteçidir. Kırmızı çizgiyle gösterilen bu eğimin değeri -0.124 tür. Bu paneldeki FeI- FeII: -0.047 değeri, nötral ve iyonize Fe bollukları arasındaki fark olarak iyonizasyon dengesinin kurulduğunu göstermektedir. Alt panelde, nötral Fe çizgilerinin bollukları ile indirgenmiş ew (R. W.) eğiminin minimum değeri Fe çizgileri için en uygun mikrotürbülans hız değerinin belirlenmesi için kullanılan belirteçtir.

SZ Mon’ un dalgaboyu kalibrasyonu için kullanılan Th-Ar görüntüsü üzerinden tayf çizgileri üzerindeki aletsel genişleme miktarı $FWHM = 0.14 \pm 0.03$ olarak belirlenmiştir. Bunun üzerine belirlenen model atmosfer parametreleri kullanılarak seçilmiş izole Fe çizgileri ile MOOG synth de profillerdeki makrotürbülans hız değeri $V_{mac} = 13.0$ km/s ± 3.1 olarak elde edilmiştir.

Element bollukları

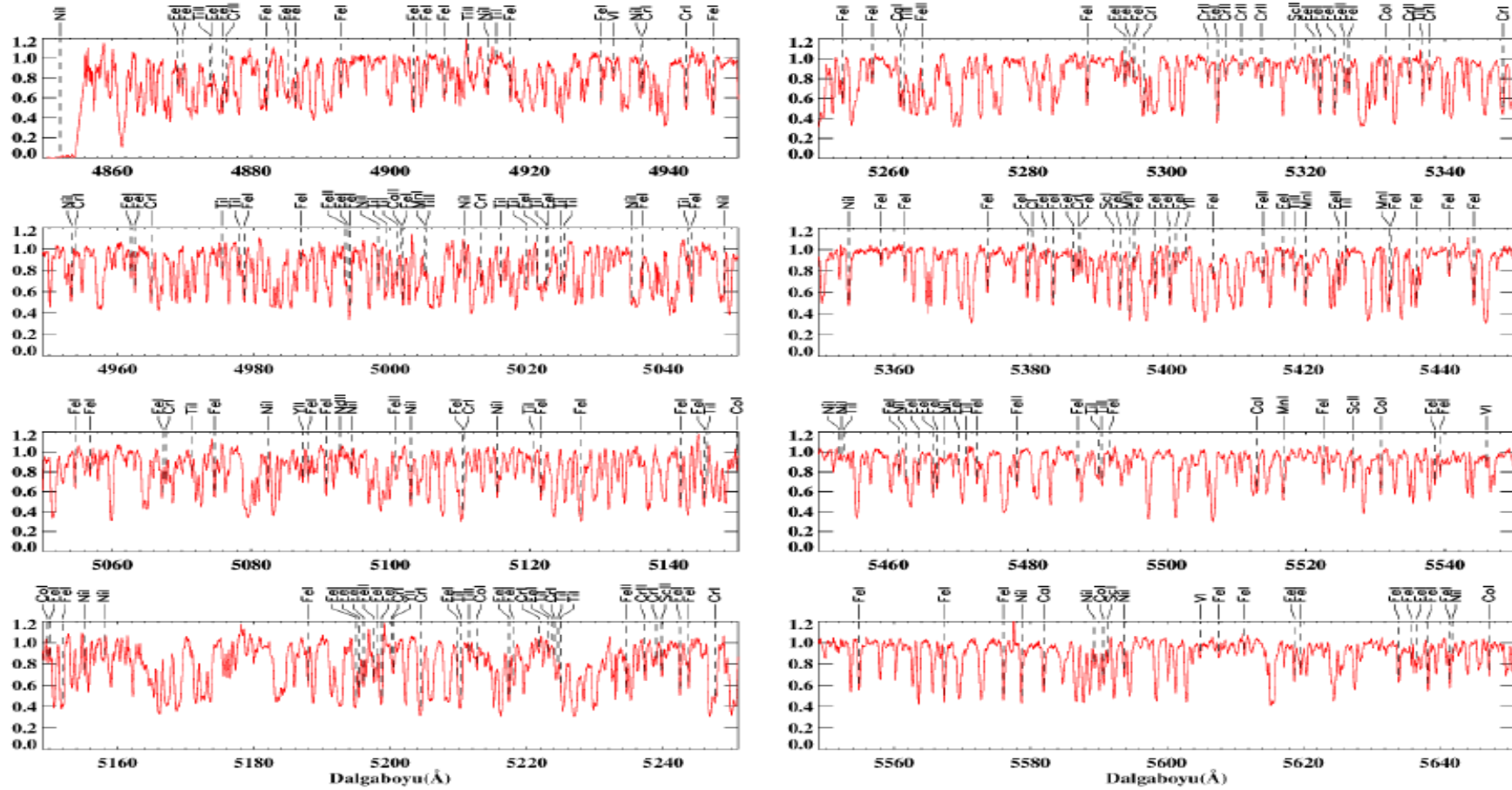
Mass vd. (2007), Tayfsal analizle bu yıldızın model parametrelerini 0.59 evresinde tespit etmiştir. Mass vd. (2007)’ nin model parametre elde ediliş yöntemi uyarılma ve iyonizasyon dengesine dayanır ve görelî bolluklar için Asplund vd. (2005) Güneş referansını kullanır. Fakat herhangi bir atomik veri paylaşmamıştır. Dolayısıyla bu çalışmadan olan bolluk farkı için kıyaslanacak bir çizgi listesi mevcut değildir. Şekil 4.20 de kullanılan tayf Güneş analiz listesiyle sunulmaktadır. Böylece yıldıza dair bir çizgi atlası literatüre kazandırılmıştır.



Şekil 4.19. SZ Mon yıldızı için model parametre tayininde yararlanılan bolluk vs. uyarılma potansiyeli ve bolluk vs. indirgenmiş esdeğer genişlik ilişkisi

Çizelge 4.7. SZ Mon yıldızının tez kapsamında ve literatürde elde edilen element bollukları. M. 2007; Mass vd. (2007)

		[X/Fe]						
SZ Mon	[Fe/H]	C I	Si I	Ca I	Sc II	Ti I	Ti II	V I
2019	0.00 ± 0.22	-0.21 ± 0.22	0.00 ± 0.24	-0.03 ± 0.24	-1.99 ± 0.26	-0.34 ± 0.24	-0.60 ± 0.26	0.50 ± 0.27
n		1	2	1	3	2	2	3
M. 2007	-0.40	0.57	0.37	0.21	-1.06	...	-0.85	...
n		3	8	3	2	...	5	...
		[X/Fe]						
SZ Mon	[Fe/H]	Cr I	Cr II	Mn I	Co I	Ni I	Y II	Nd II
2019	0.00 ± 0.22	0.02 ± 0.23	0.13 ± 0.25	0.01 ± 0.22	0.35 ± 0.24	-0.33 ± 0.25	-0.95 ± 0.26	-0.96 ± 0.22
n		2	3	2	3	4	2	1
M. 2007	-0.40	-0.04	-0.13	-0.18	...	-0.11	-1.42	...
n		3	7	4	...	7	1	...



Şekil 4.20. SZ Mon yıldızının 4860-5660 Å dalgaboyu arasında analiz için kullanılan tayfı. Güneş analizinde kullanılan çizgi listesiyle birlikte verilmektedir

Literatür karşılaştırması ve FIP etkisi

Yıldızın 0.59 evresinde Mass vd. (2007) tarafından belirlenen ortak bolluklar Çizelge 4.7’de verilmiştir. α -element bolluk ortalaması Mass vd. (2007)’de $[\alpha/\text{Fe}] \approx -0.1$ dex (Si, Ca, Ti), bu tezde ise $[\alpha/\text{Fe}] \approx -0.12$ dex (Si, Ca, Ti) bolluğu ile uyumlu oldukları tespit edilmiştir. Fe grubu element bolluk ortalaması için Mass vd (2007)’de $[Fe_{\text{grubu}}/\text{Fe}] \approx -0.37$ dex (Sc, Cr, Mn, Ni), bu tezde ise $[Fe_{\text{grubu}}/\text{Fe}] \approx -0.24$ dex (Sc, Cr, V, Co, Mn, Ni) olarak hesaplanmıştır ve aralarında yaklaşık 0.1 dex lik fark ile uyumlu olduğu tespit edilmiştir. S-process elementleri için Mass vd. (2007)’nin $[\text{s}/\text{Fe}] \approx -1.42$ dex (Y) bolluklarıyla bu tezde $[\text{s}/\text{Fe}] \approx -0.95$ arasında 0.5 dex lik fark tespit edilmiştir.

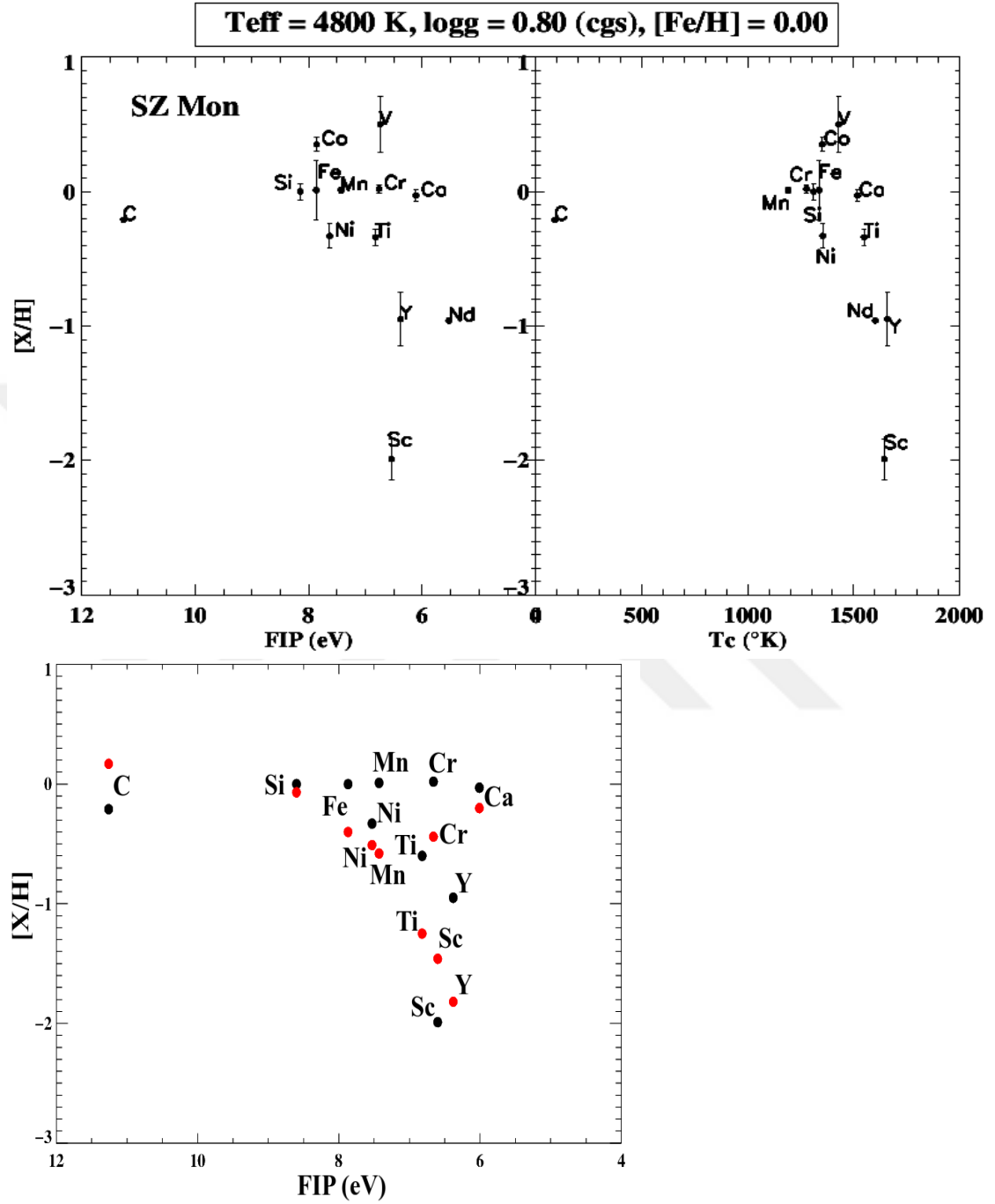
Mass (2007), W Virgin yıldızlarının evrim yolu için mavi yatay koldan BL Her türü yıldız, BL Her türü yıldızdan W Virgin’e, W Virgin’den Post-AGB’ye evrimini ön görmektedir. Bu geçiş yıldızın Na bolluğu ile ilişkilendirilmektedir. Fakat bu tezde Na bolluğu tespit edilmemiştir. Bu yüzden evrim aşaması için Rao vd. (2012) de önerilen C ve s-process element bollukları dikkate alınmıştır. Post-AGB türünden olan yıldız için $[\text{C}/\text{Fe}]$ ve s-process element bolluğu ile 3. harmanlamanın gerçekleşmediğini göstermektedir. Dolayısıyla yıldız AGB’yi tecrübe etmemiştir. Öte yandan Mass vd. (2007) sonuçlarına göre C bolluğu 3. harmanlamanın gerçekleştiğine dair izleri taşıırken s-process elementleri oldukça fakir olarak tespit edilmiştir.

SZ Mon için Çizelge 5.3’ da rapor edilen bollukların Tc ve FIP değerlerine göre davranışı Şekil 4.21’de gösterilmiştir. Bu karşılaştırmalarda bollukların FIP’deki davranışında Sc, V, Cr ve Ca saçılma göstermektedir. Sc’daki bu aşırı fakirliğin sebebi gaz-toz etkisi olduğu bilinir. Buna göre FIP etkisinin davranışı Sc etkisi olmaksızın incelendiğinde Tc’ ye göre daha baskın ilişki sergilemektedir. Dolayısıyla gaz-toz etkisinden ziyade FIP etkisi bu yıldızlarda gözlenir.

Mass vd. (2007) yıldız için gaz-toz etkisinin varlığından bahsetmektedir fakat FIP etkisine yönelik bir notu bulunmamaktadır. Dolayısıyla FIP etkisi bu yıldız için ilk defa araştırılmıştır. Şekil 4.21’de Mass vd. (2007) ile bu tezde ortak olarak tespit edilen elementlerin FIP davranışı içerilmiştir. Mass vd (2007) bolluklarının FIP davranışında Sc elementi bizimkini aksine FIP davranışıyla uyumlu olduğu görülmektedir. Fakat Ca ve Cr bolluğunun Mass vd. (2007)’nin bolluklarında da saçılma gösterdiği tespit edilmiştir. Bu grafikten iki çalışmadaki FIP davranışının benzer olduğu görülmektedir. Ayrıca nispeten bu tez bollukları daha fazla tespit edilmişse de C bolluğunda TT Oph ve AR Sgr’ deki gibi azalma olduğu tespit edilmiştir.

4.7. IRAS Renksiz RV Tau Yıldızları: TT Oph ve UZ Oph

Galaksi düzleminin üst sınırında ($b \approx 30^\circ$) bulunan TT Oph IRAS renkleri (12, 25, 100 micron) tespit edilmemiştir. Bu yüzden kırmızı ötede yayınımlı yok olarak belirtilmektedir (Giridhar vd. 2000; Lloyd Evans 1985). Simbad veri tabanında tayf türü



Şekil 4.21. Alt panelde SZ Mon yıldızının FIP-[X/H] grafiğinde Mass vd. (2007) (kırmızı) ve bu tez kapsamında elde edilen ortak element bollukları (siyah) içerilmiştir. Üst panelde ise SZ Mon yıldızının FIP-[X/H] ve T_c -[X/H] grafikleri

F5, ısıtma sınıfı ise belirtilmemektedir. Gaia paralaksı $\pi = 0.3966 \pm 0.0303 \text{ mas}$ olarak not edilmektedir.

Preston (1963) sınıflandırmasında RVA olarak rapor edilen bu yıldızın ASAS3'den elde edilen $T_0 = 2452481.9$ ve $P = 30.49$ verilerine göre 2 Temmuz 2009' da alınan tayfi 0.99 evresini işaret eder.

UZ Oph galaktik düzlemde bulunan TT Oph'a yakındır. TT Oph gibi IRAS renkleri literatürde mevcut görülmemektedir. Simbad veri tabanında G2 tayf türünden olan yıldızın ısıtma sınıfı belirtilmemiştir. Gaia paralaksı $\pi = 0.1498 \pm 0.0431 \text{ mas}$ olarak not edilmektedir.

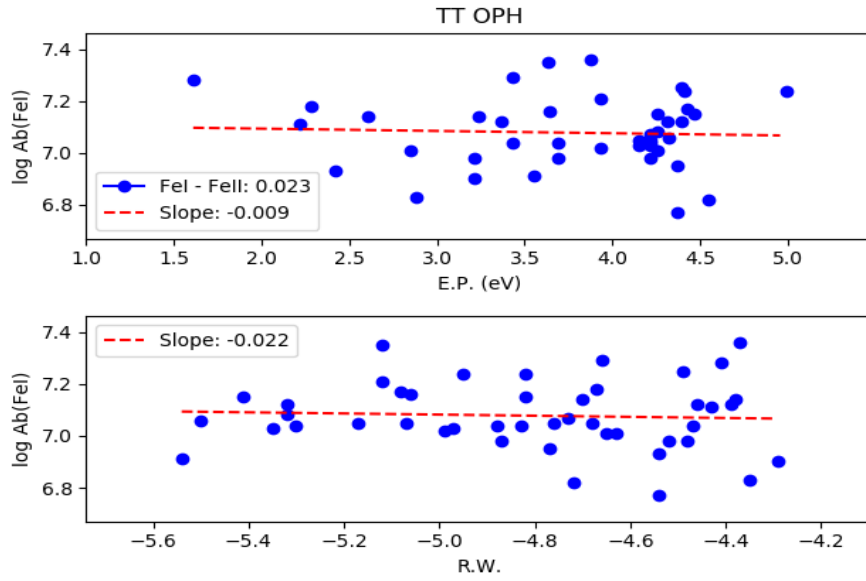
Preston (1963) sınıflandırmasına göre yıldız RVA dır. ASAS3'den alınan $T_0 = 2452180$ ve $P = 87.7$ gün verilere göre 2 Temmuz 2009' da alınan tayfinin evresi 0.30 dur.

IRAS renkleri tabanında verisi mevcut olmayan bu yıldızlar için kırmızı ötede ışınlama sahip olmadığı yönündeki düşünce WISE verilerinin (3.3, 4.6, 12 ve 22 μm) mevcudiyetiyle yeniden ele alınmıştır (Gezer vd. 2015). Çalışmada kullanılan renk-renk kutuları tabanında bu yıldızların kırmızı öte yayınımlı olmadığı doğrulanmıştır. Yıldızlarda kırmızı öte yayınımlı olmaması o yıldızın Post-AGB olmasında şüpheli bir durum olduğunu gösterir.

Model parametre tayini

TT Oph için Molina (2012) dan elde edilen $T_{eff} = 5872 \text{ }^\circ\text{K}$, $\log g = 0.66$ ve $[\text{Fe}/\text{H}] = 0$, $\xi = 0$ başlangıç değerleriyle ilk model oluşturulmuştur. Yıldızda gözlenen 45 adet nötral Fe çizgisinin uyarılma potansiyel değerleri 1.5 ila 5 arasındadır. MOOG arayüzüyle, uyarılma ve iyonizasyon dengesini sağlayan nihai parametreler literatürle birlikte Çizelge 5.1' de verilmiştir. Şekil 4.22' deki üst panelde, uyarılma potansiyeline karşın elde edilen bolluk değerlerinin minimum eğimi 45 çizgiyi temsil eden uyarılma sıcaklığının belirteçidir. Kırmızı çizgiyle gösterilen bu eğimin değeri -0.009 tür. Bu paneldeki FeI- FeII: 0.023 değeri, nötral ve iyonize Fe bollukları arasındaki fark olarak iyonizasyon dengesinin kurulduğunu göstermektedir. Alt panelde, nötral Fe çizgilerinin bollukları ile indirgenmiş *ew* (R.W.) eğiminin minimum değeri Fe çizgileri için en uygun mikrotürbülans hız değerinin belirlenmesi için kullanılan belirteçtir.

UZ Oph için elde edilen $T_{eff} = 5578 \text{ }^\circ\text{K}$, $\log g = 0.59$ ve $[\text{Fe}/\text{H}] = 0$, $\xi = 0$ başlangıç değerleriyle ilk model oluşturulmuştur. Yıldızda gözlenen 34 adet nötral Fe çizgisinin uyarılma potansiyel değerleri 1 ila 5 arasındadır. MOOG arayüzüyle, uyarılma ve iyonizasyon dengesini sağlayan nihai parametreler literatürle birlikte Çizelge 5.1' de verilmiştir. Şekil 4.23' deki üst panelde, uyarılma potansiyeline karşın elde edilen bolluk değerlerinin minimum eğimi 34 çizgiyi temsil eden uyarılma sıcaklığının belirteçidir. Kırmızı çizgiyle gösterilen bu eğimin değeri 0.048 tür. Bu paneldeki FeI- FeII: 0.025



Şekil 4.22. TT Oph yıldızı için model parametre tayininde yararlanılan bolluk vs. uyarılma potansiyeli ve bolluk vs. indirgenmiş esdeğer genişlik ilişkisi

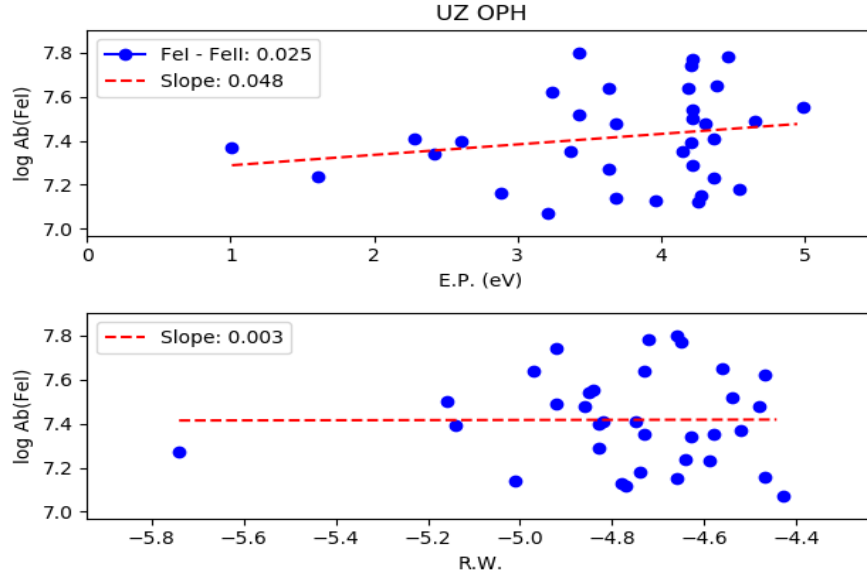
değeri, nötral ve iyonize Fe bollukları arasındaki fark olarak iyonizasyon dengesinin kurulduğunu göstermektedir. Alt panelde, nötral Fe çizgilerinin bollukları ile indirgenmiş ew (R. W.) eğiminin minimum değeri Fe çizgileri için en uygun mikrotürbülans hız değerinin belirlenmesi için kullanılan belirteçtir.

TT Oph' ın dalgaboyu kalibrasyonu için kullanılan Th-Ar görüntüsü üzerinden tayf çizgileri üzerindeki aletsel genişleme miktarı $FWHM = 0.14 \pm 0.04$ olarak belirlenmiştir. Bunun üzerine belirlenen model atmosfer parametreleri kullanılarak seçilmiş izole Fe çizgileri ile MOOG synth de profillerdeki makrotürbülans hız değeri $V_{mac} = 14.0 \text{ km/s} \pm 3.0$ olarak elde edilmiştir.

UZ Oph' ın dalgaboyu kalibrasyonu için kullanılan Th-Ar görüntüsü üzerinden tayf çizgileri üzerindeki aletsel genişleme miktarı $FWHM = 0.13 \pm 0.04$ olarak belirlenmiştir. Bunun üzerine belirlenen model atmosfer parametreleri kullanılarak seçilmiş izole Fe çizgileri ile MOOG synth de profillerdeki makrotürbülans hız değeri $V_{mac} = 18.0 \text{ km/s} \pm 3.0$ olarak elde edilmiştir.

Element bollukları

TT Oph için bolluk analiz sonuçlarını paylaşan Giridhar vd. (2000), analizini 2 Ekim 1998' de aldığı tayfta, (0.70 evrede) gerçekleştirmiştir. Rapor edilen bolluklar Çizelge 4.8'de verilmektedir. Şekil 4.24'de bu tezde kullanılan tayf Güneş analiz listesiyle sunulmaktadır. Böylece yıldıza dair bir çizgi atlası literatüre kazandırılmıştır.



Şekil 4.23. UZ Oph yıldızı için model parametre tayininde yararlanılan bolluk vs. uyarılma potansiyeli ve bolluk vs. indirgenmiş esdeğer genişlik ilişkisi

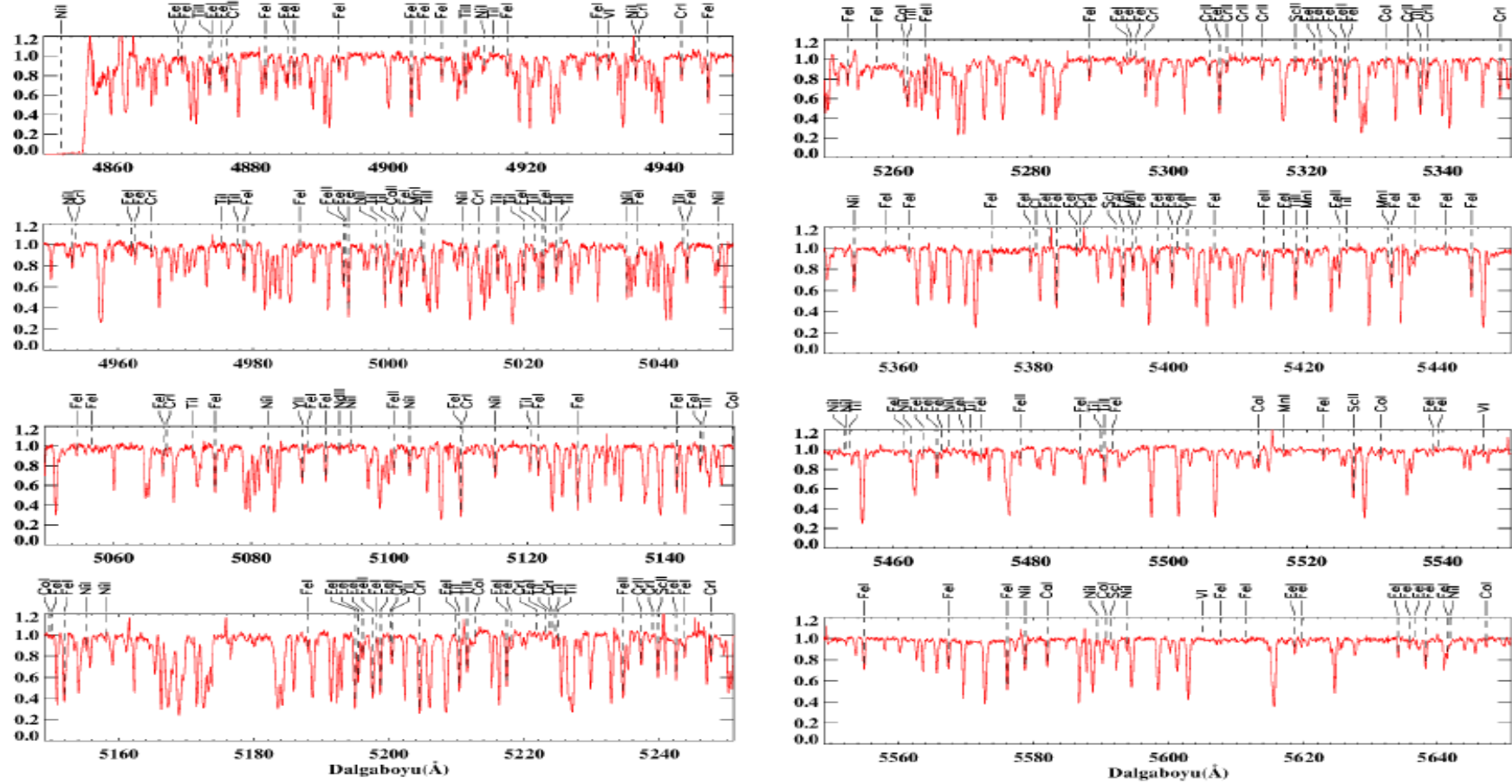
Çizelge 4.8. TT Oph yıldızının tez kapsamında ve literatürde elde edilen element bollukları. G. 2000; Giridhar vd. (2000)

		[X/Fe]						
TT Oph	[Fe/H]	C I	Si I	Ca I	Sc II	Ti I	Ti II	V I
2019	-0.53 ± 0.16	-0.17 ± 0.16	-0.44 ± 0.18	-0.14 ± 0.20	-0.47 ± 0.16	0.02 ± 0.19	-0.16 ± 0.18	0.24 ± 0.24
n		1	2	2	4	8	3	2
G. 2000	-0.80	0.37	0.51	-0.28	-0.24	0.03	-0.17	
n		...	...	...	...	...	...	...
TT Oph	[Fe/H]	Cr I	Cr II	Mn I	Co I	Ni I	Y II	Nd II
2019	-0.53 ± 0.16	-0.55 ± 0.19	-0.42 ± 0.19	-0.66 ± 0.25	0.26 ± 0.18	0.04 ± 0.20	-0.64 ± 0.19	-0.42 ± 0.16
n		2	6	2	3	9	3	1
G. 2000	-0.80	-0.26	-0.26	-0.42	0.28	0.02	-0.31	-0.47
n		...	...	...	...	...	...	...

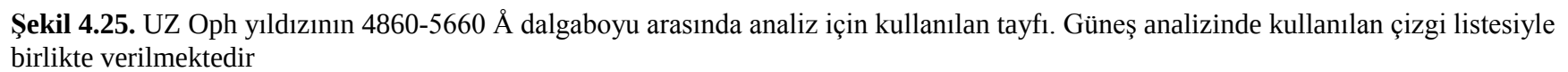
Giridhar vd. (2005) tarafından tayfsal analiz gerçekleştirilen bu yıldızın çalışmada kullanılan yüksek çözünürlüklü HJS, Tull tayfçerinden alınan tayfin evresi 0.87 dir. Rapor edilen bolluklar Çizelge 4.9’de verilmektedir. Şekil 4.25’de bu tezde kullanılan tayf Güneş analiz listesiyle sunulmaktadır. Böylece yıldıza dair bir çizgi atlası literatüre kazandırılmıştır.

Çizelge 4.9. UZ Oph yıldızının tez kapsamında ve literatürde elde edilen element bollukları. G. 2005; Giridhar vd. (2005)

		[X/Fe]						
UZ Oph	[Fe/H]	C I	Si I	Ca I	Sc II	Ti I	Ti II	V I
2019	-0.19±0.23	-0.54±0.23	0.37±0.23	0.05±0.25	-0.39±0.25	-0.30±0.26	-0.21±0.26	0.32±0.23
n		1	1	3	3	4	4	2
G. 2005	-0.79±0.12	0.08±0.15	0.34±0.15	-0.31±0.22	-0.47±0.21	-0.28±0.30	-0.14±0.15	-0.52±0.12
n		2	12	9	7	7	8	1
UZ Oph	[Fe/H]	Cr I	Cr II	Mn I	Co I	Ni I	Y II	Nd II
2019	-0.19±0.23	-0.49±0.26	-0.47±0.29	-0.65±0.27	...	0.00±0.26	-0.97±0.24	-0.24±0.23
n		3	3	2	...	7	2	1
G. 2005	-0.79±0.12	-0.59±0.25	-0.46±0.19	-0.69±0.17	...	-0.12±0.20	-0.92±0.17	-0.56±0.18
σ	0.12	0.25	0.19	0.17	...	0.20	0.17	0.18
n		5	9	5	...	23	5	3



Şekil 4.24. TT Oph yıldızının 4860-5660 Å dalgaboyu arasında analiz için kullanılan tayfı. Güneş analizinde kullanılan çizgi listesiyle birlikte verilmektedir



Literatür karşılaştırması ve FIP etkisi

Giridhar vd. (2000) tarafından belirlenen TT Oph' ın bolluklarında α element bolluğu $[\alpha/\text{Fe}] \approx 0.09$ dex (Si, Ca, Ti), bu tezdeki ise $[\alpha/\text{Fe}] \approx -0.18$ dex (Si, Ca, Ti) dir. Aralarındaki yaklaşık 0.3 dex lik farkın sebebi Giridhar vd. (2000)'deki Si element bolluğunun fazlalığıdır. Si olmaksızın Giridhar vd. (2000)'de rapor edilen α -element bolluklarının ortalaması bu tez sonucuyla uyum içerisinde olduğu tespit edilmiştir. Si'deki bu aşırılığın sebebi ise bilinmemektedir. Fe grubu element bolluklarının bire bir karşılaştırılmasında oldukça farklı⁴² bollukların rapor edildiği göze çarpsada bu elementlerin ortalaması göz önüne alındığında Giridhar vd. (2000)'in $[Fe_{\text{grubu}}/\text{Fe}] \approx -0.12$ dex (Sc, V, Cr, Mn, Co, Ni) bolluklarıyla bu tezdeki $[Fe_{\text{grubu}}/\text{Fe}] \approx -0.2$ dex (Sc, Cr, V, Co, Mn, Ni) arasında uyum tespit edilmiştir. S-process elementlerinden rapor edilmiş Y için Giridhar vd. (2000)'nin $[s/\text{Fe}] \approx -0.47$ dex bolluklarıyla bu tezdeki s-process elementlerinden Y ve Nd ortalama bolluğu $[s/\text{Fe}] \approx -0.55$ dex arasında uyum tespit edilmiştir.

Yıldızlardaki $[\text{C}/\text{Fe}]$ ve s-process element bollukları incelendiğinde Rao vd. (2012) önerisine göre TT Oph için bu tezde elde edilen C bolluğunun ≈ -0.2 dex olması ve s-process elementlerinin fakirliği henüz 3. harmanlamayı geçirmedeğini işaret eder. Bu da Post-AGB'ye evrimleşmemiş bir RV Tau yıldızının işaretidir. Öte yandan Giridhar vd. (2000) çalışmasında rapor edilen C bolluğunun 0.3 dex mertebesinde olması yıldızın 3. harmanlamayı geçirdiğini işaret etsede s-process elementlerindeki fakirlik bu sonucu desteklememektedir. C'daki bu farklılığın sebebi ise bilinmemektedir.

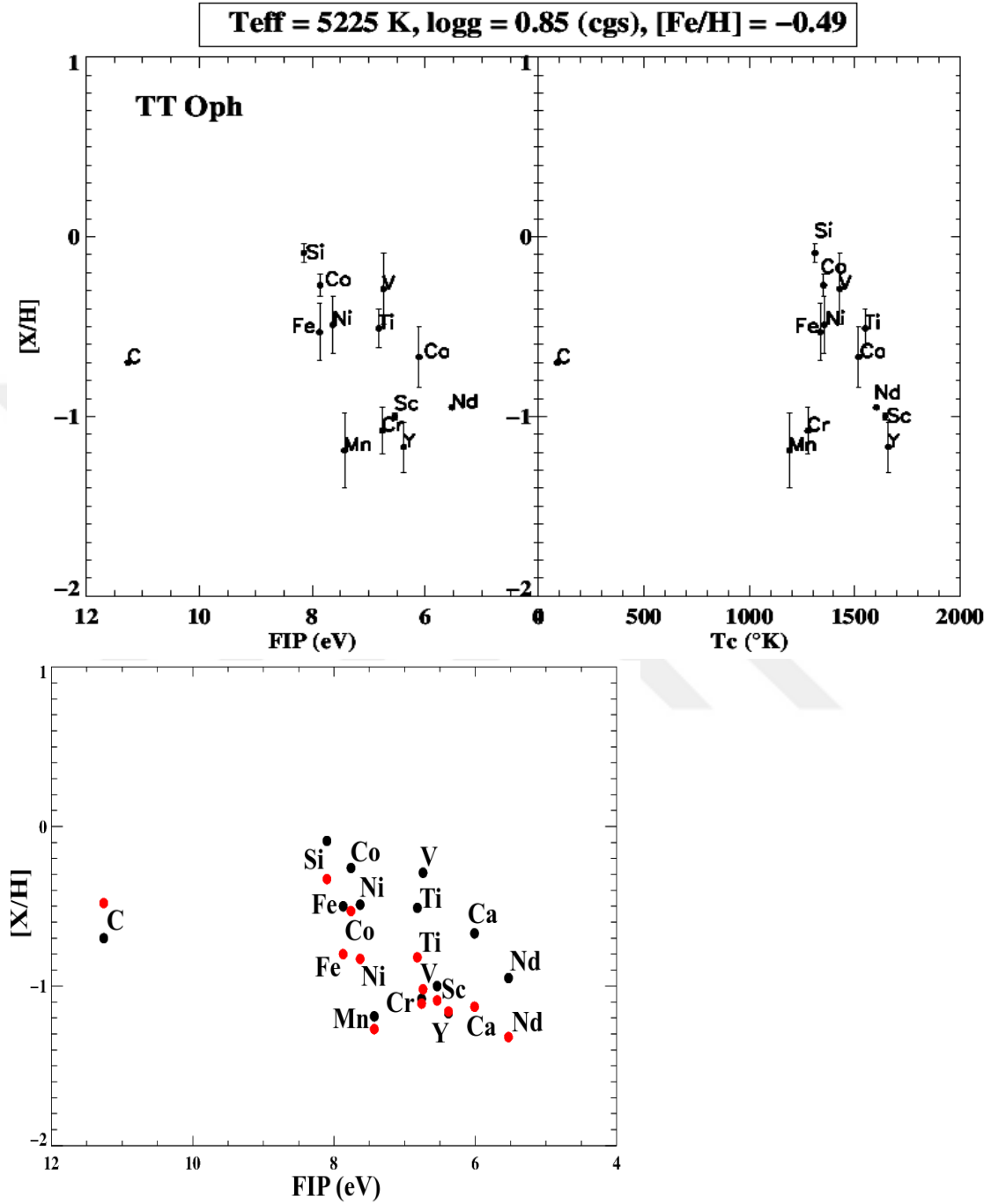
Giridhar vd. (2005) tarafından belirlenen UZ Oph' ın bolluklarında α element bolluğu $[\alpha/\text{Fe}] \approx -0.08$ dex (Si, Ca, Ti), bu tezde ise $[\alpha/\text{Fe}] \approx 0.04$ dex (Si, Ca, Ti) ile uyumlu oldukları tespit edilmiştir. Fe grubu elementleri Giridhar vd (2005)'de $[Fe_{\text{grubu}}/\text{Fe}] \approx -0.65$ dex (Sc, V, Cr, Mn, Ni) iken bu tezde $[Fe_{\text{grubu}}/\text{Fe}] \approx -0.44$ dex (Sc, Cr, V, Mn, Ni) dir. Aralarında 0.2 dex lik fark ile uyumlu oldukları tespit edilmiştir. S-process elementleri için Giridhar vd. (2005)'in $[s/\text{Fe}] \approx -0.74$ dex (Y, Nd) iken bu tezde $[s/\text{Fe}] \approx -0.6$ dex (Y, Nd) dir. Aralarında 0.15 dex lik farkla bu elementlerinde her iki çalışmada uyumlu oldukları tespit edilmiştir. Ek olarak $[\text{C}/\text{Fe}]$ bolluğu ve s-process elementleri her iki çalışmanın sonuçlarıyla uyumlu olarak yıldızın 3. harmanlamayı tecrübe etmemiş olmadığını desteklemektedir.

TT Oph ve UZ Oph için Çizelge 5.3' da rapor edilen bollukların Tc ve FIP değerlerine göre davranışı Şekil 4.26 ve Şekil 4.27' de gösterilmiştir. Bu karşılaştırmalarda her iki yıldızda da bollukların FIP'deki davranışı fazla saçılma göstermesine rağmen Tc' ye göre daha baskın ilişki sergilemektedir. Dolayısıyla gaz-toz etkisinden ziyade FIP etkisi bu yıldızlarda gözlenir.

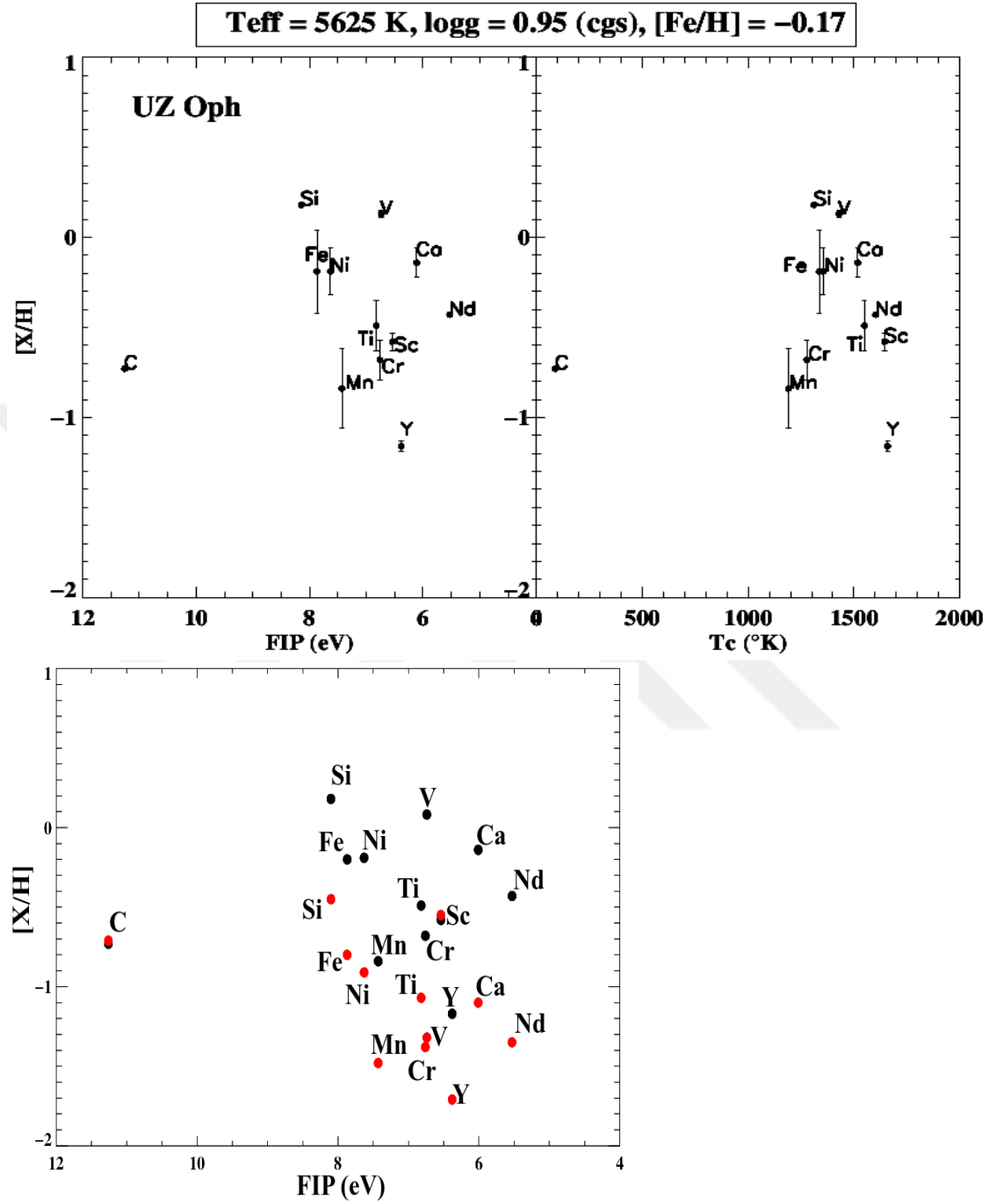
⁴²Giridhar vd. (2000)'de rapor edilmiş bir çizgi listesi mevcut olmamasından ötürü bolluklardaki bu farkın sebebinin atomik datadan kaynaklandığı belirtilememektedir.

Giridhar vd. (2000) TT Oph ile ilgili olarak gaz-toz etkisinin Fe'den soğuk Tc değerlerindeki elementler için bu etkinin var olmadığını belirtmiştir. Öte yandan çalışmada FIP etkisinden bahsedilmemektedir. Dolayısıyla bu yıldız için FIP etkisinin incelenmesi bu tezde ilk defa gerçekleştirilmiştir. Yine Şekil 4.26'de Giridhar vd. (2000) ile bu tezde ortak olarak tespit edilen elementlerin FIP davranışı içerilmiştir. Buna göre Giridhar vd (2000) nin bollukları FIP davranışında (özellikle V, Ti, Nd ve Ca için) bu teze nazaran daha az saçılma göstermektedir. Öte yandan saçılmaya nazaran iki çalışmadaki FIP davranışı benzerdir. Bu iki çalışmada yıldızdaki C bolluğu ve diğer elementlerin davranışı AR Sgr yıldızındaki gibi tersdir.

Giridhar vd (2005) UZ Oph ile ilgili olarak çalışmada yalnızca bolluk değerlendirmesi yapmıştır. Gaz-toz etkisi veya FIP etkisinin görüldüğüne dair bir not çalışmada bulunmamaktadır. Dolayısıyla yıldız için hem gaz-toz hem de FIP etkisinin karşılaştırılması bu tezde ilk defa gerçekleştirilmiştir. Şekil 4.27'de Giridhar vd. (2005) ile bu tezde ortak olarak tespit edilen elementlerin FIP davranışı içerilmiştir. TT Oph ile benzer bir FIP davranışına sahip olan bu yıldızda Giridhar vd. (2005) sonuçlarında da saçılmanın varlığı görülmektedir. Tek fark bu tez sonuçlarına göre saçılmanın sebebi V, Ca, Nd iken Giridhar vd (2005)'in sonuçlarına göre Sc, Ca ve Nd bolluklarıdır. C bolluğu ise ilginç olarak bu tezde ve Giridhar vd (2005) de aynı değerdedir.



Şekil 4.26. Alt panelde TT Oph yıldızının FIP-[X/H] grafiğinde Giridhar vd. (2000) (kırmızı) ve bu tez kapsamında elde edilen ortak element bollukları (siyah) içerilmiştir. Üst panelde ise TT Oph yıldızının FIP-[X/H] ve Tc-[X/H] grafikleri



Şekil 4.27. Alt panelde UZ Oph yıldızının FIP- $[\text{X}/\text{H}]$ grafiğinde Giridhar vd. (2000) (kırmızı) ve bu tez kapsamında elde edilen ortak element bollukları (siyah) içerilmiştir. Üst panelde ise UZ Oph yıldızının FIP- $[\text{X}/\text{H}]$ ve T_c - $[\text{X}/\text{H}]$ grafikleri

5. SONUÇLAR

Literatürde yıldızların bolluklarında gözlenen azalma ("depletion") sorunu etraflarındaki gaz-toz etkisinin varlığından kaynaklandığı savunulsa da sistemde aynı zamanda manyetik alanla ilişkili olan FIP etkisinin varlığı da bu azalmayı açıklamak için alternatif kaynak olarak gösterilir. Post-AGB türü yıldızlarda Rao ve Reddy (2005) bu alternatif fiziğin geçerliliğini gösteren çalışmalardan biridir. Bu tezde Torun kataloğunda Post-AGB olarak rapor edilen 9 adet yıldızda FIP etkisinin varlığı araştırıldı ve sonuç olarak gaz-toz etkisi olduğu bilinen sistemlerin hemen hepsinde FIP'nin nispeten daha baskın olduğu gösterildi.

Program yıldızlarından bariz olarak gaz-toz etkisi göstermediği bilinen AR Sgr yıldızının ilk defa FIP etkisi bu tezde araştırılmıştır. Bu çalışma sonucuna göre FIP etkisinin varlığı tespit edilmemiştir. Yıldızdaki bu davranışın temelde bir kaç sebebi olabilir; birincisi sistemde ek bir kaynaktan gelen kütle aktarımının gerçekleştiği ve bu sayede sistemden maddenin uzaklaşmadığı düşünülmektedir. İkincisi yıldızın ışınlam gücü zayıflamış olabilir. Böylece etrafında gaz-toz yapısının oluşmasına sebep olan radyatif basınç etkisinin azalmasıyla bu yapının yıldız atmosferine yaklaşarak maddenin tekrar sisteme dahil olması söz konusu olabilir. Fakat böylesi zonklayan bir sistemde bu olasılık çok düşük olacağından ilk savunulan düşüncenin olabilirliği daha yüksektir. Üçüncü bir sebep ise yıldızda manyetik aktivitenin değişim gösteriyor olması olabilir. Şayet giderek artan bir aktivite söz konusuysa sistemin koronasında bulunan madde fotosfere dahil olmakta ve belki sistem teorik olarak mümkün görünmese de (Şekil 2.19'e göre) FIP etkisinden ters FIP etkisine geçiş aşamasında olabilir. Aktivitenin artması aynı zamanda gaz-toz ayrışımı etkisi için gerekli ışınlam basıncının da azalmasına sebep olabilir. Bu durumu anlamak için yıldızın aktivite değişiminin incenmesi gereklidir. Bu tez çalışması kapsamında aktiviteye ilişkin bir çalışma gerçekleştirilmediği için yalnızca gelecek çalışma için motivasyon olarak kalmaktadır. Bu olası teoriler dışında FIP etkisinin gözlenememesi bolluk anomalisinin yıldızı çevreleyen disk (circumbinary) tarafından yönetilmesiyle mümkün olur. Anomali şayet çevre diskten yönetiliyorsa bu durumda sistem birden fazla kaynak içermektedir.

CE Vir ve DY Aql yıldızları RV Tau yıldızlarının en soğuk üyeleridir. Model parametreleri bile neredeyse aynı olan bu yıldızların bollukları aynı değildir. CE Vir yıldızının FIP etkisi literatürde araştırılmış fakat DY Aql yıldızının ilk kez bu tezde FIP araştırılması gerçekleştirilmiştir. Her iki yıldızda da FIP etkisi gözlenebilir. Dolayısıyla iki sistemde de bolluk anomalisi yıldız tarafından yönlendirilmektedir. Yani sistemde başka kaynak mevcut değildir.

DF Cyg yıldızı için literatürde son kaynaklar fotometrik analiz çerçevesinde çift olduğunu öngörmektedir. Fakat tayfsal analiz sonucu yıldızda FIP etkisinin varlığı tespit edilmiştir ve bu sistemin tek kaynaktan oluşmasını gerektirmektedir.

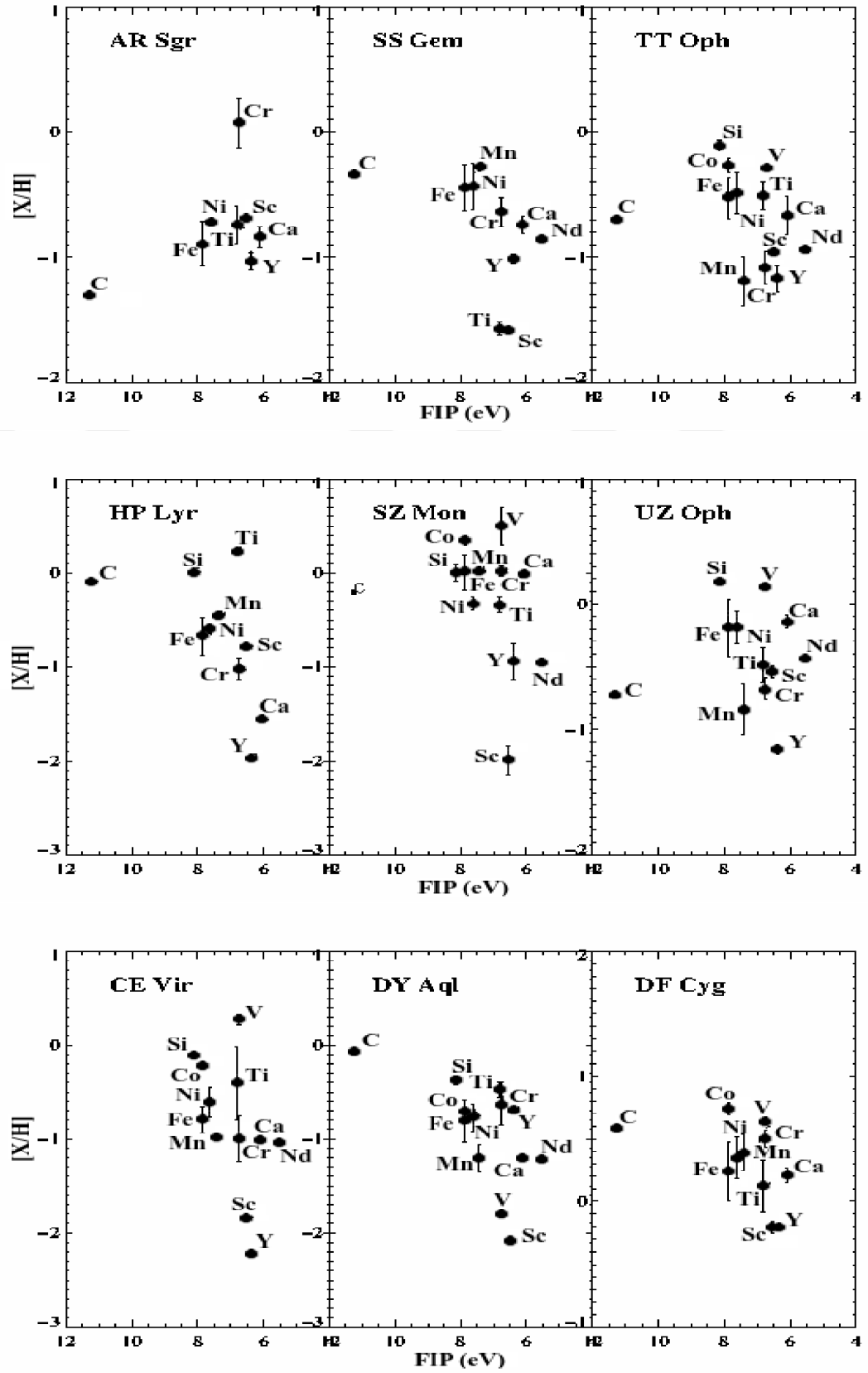
Diğer tüm program yıldızlarında (HP Lyr, SS Gem, SZ Mon, TT Oph, UZ Oph) FIP etkisinin varlığı tespit edilmiştir. Bu durum yıldızların sistemlerinde ek başka bir kaynak olmadığının göstergesidir.

Yıldızlardaki FIP davranışlarının detaylı incelenmesinde bazı elementlerin oldukça fazla saçılma gösterdiği tespit edilmiştir. Örneğin; AR Sgr' de (Cr), CE Vir'de (V, Sc, Y), DY Aql'de (Sc, Ti, Cr), DF Cyg'de (Ca), HP Lyr'da (Ti), SS Gem'de (Ti, Sc), SZ Mon'da (V, Ca, Sc,), TT Oph'da (Mn, Nd,) ve UZ Oph'da (V, Ca, Nd). Bu elementlerden bazıları zonklayan yıldızlarda gözlenen şok etkisinden etkilenmektedir. Şok'tan etkilendiği en bilinen element Ti'dur. Bu etkinin tespiti için ise kırmızı öte tayf analizinin gerçekleştirilmesi gerekmektedir. Çünkü yüksek uyarılma potansiyeline sahip olan elementler şok'tan etkilenmemektedir. Dolayısıyla kırmızıöte deki Ti geçişlerinden elde edilecek bolluklarla optik bölgedeki geçişlerden elde edilen bollukların farkı şoktan etkilenme miktarını verecektir. Saçılma yapan elementler için diğer bir araştırma ise manyetik alana duyarlı geçişlerin tespiti olacaktır. Şayet manyetik alana duyarlı bir geçişin bolluğu belirlenmişse bu elemntin oldukça fakir tespit edilmesine sebep olarak gösterilebilir.

Çalışmanın ilerleyen dönemlerde kromosferik aktivite tespitinde kullanılabilecek atomik geçişlerin tespit edilerek genişletilmesi planlanmaktadır. Söz konusu FIP etkisinin incelenmesinde kromosferik aktivite hassas çizgilerin analizden arındırılarak etkinin incelenmesinin büyük bir önem arz ettiği düşünülmektedir. Kaynaklar için alınacak ilave kırmızıöte tayflarda FIP etkisi gösteren sistemlerde optik bölgede elde edilen element bolluklarının kırmızıöte bölgedeki geçişler ile doğrulanması planlanmaktadır. Söz konusu kaynakların zonklayan değişenlerde oldukları gözönüne alındığında kaynaklar için zonklama duyarlı geçişlerin tespiti de büyük bir önem arz etmektedir. Bu nedenle tez yıldızlarının dikine hız ölçümlerinin düzenli aralıklar ile gerçekleşmesi ve bu verilerin elde edilecek ve/veya arşivlerden elde edilecek ışıkölçüm verileri ile birlikte değerlendirilerek zonklama duyarlı atomik geçişlerinin doğrularının anlaşılması hedeflenmektedir.

Çizelge 5.1. Tez yıldızları için tez kapsamında belirlenen atmosfer parametreleri ve literatürde rapor edilen model parametreleri

Stars	T_{eff} °K	log g cgs	[Fe/H] dex	ξ km s ⁻¹	Notes
AR Sgr	6050 ±250 5300	1.40±0.25 0.00	-0.89±0.18 -1.50	2.90±1.0 5.2 0	Bu çalışma Giridhar vd. (2005)
CE Vir	4550 ±150 4300 4250±100 4500±100 4500±100 4250±100	1.20±0.50 0.25 0.00±0.50 0.80±0.50 0.70±0.20 -0.20±0.50	-0.78±0.14 -1.00 -1.00±0.10 -1.00±0.10 -1.00±0.10 -1.00±0.10	3.45±0.5 3.40 2.80±0.20 3.50±0.20 3.50±0.20 2.60±0.20	Bu çalışma Rao& Reddy (2005) Gonzalez vd. (1997) Gonzalez vd. (1997) Gonzalez vd. (1997) Gonzalez vd. (1997)
DF Cyg	5750 ± 4800 4750	2.80± 1.70 1.50	0.24±0.19 0.00 -0.30	3.20±1.0 3.6 5.0	Bu çalışma Giridhar vd.(2005) Wahlgren (1992)
DY Aql	4425 ±250 4500 4250±250	1.40±0.80 1.12 0.60±0.20	-0.77±0.20 -0.90 -1.0±0.10	3.85±0.5 5.0 3.30±0.20	Bu çalışma Wahlgren (1992) Gonzalez vd. (1997)
HP Lyr	6650 ±200 6300	1.60±0.20 1.00	-0.63±0.17 -1.00	4.80±0.5 3.20	Bu çalışma Giridhar et vd. (2005)
SS Gem	6100 ±200 5250 5500±150 4750±150 6500±150	0.60±0.20 2.00 0.20±0.20 -0.20±0.20 0.50±0.20	-0.43±0.15 -0.40 -1.00±0.10 -1.00±0.10 -1.00±0.10	3.70±0.5 4.00 3.10±0.20 3.50±0.20 2.40±0.20	Bu çalışma Wahlgren (1992) Gonzalez vd. (1997) Gonzalez vd. (1997) Gonzalez vd. (1997)
SZ Mon	4800 ±200 4700	0.80±0.60 0.00	-0.00±0.19 -0.40	3.50±0.5 3.70	Bu çalışma Mass vd. (2007)
TT Oph	5225 ±150 5000 4800	0.85±0.30 1.50 0.50	-0.49±0.13 -0.80 -0.80	4.20±0.5 6.0 4.3	Bu çalışma Wahlgren (1992) Giridhar vd. (2000)
UZ Oph	5625 ±275 5750 5000	0.95±0.40 0.75 0.50	-0.17±0.21 -0.50 -0.70	3.00±0.5 8.0 3.6	Bu çalışma Wahlgren (1992) Giridhar vd. (2005)



Şekil 5.1. Program yıldızların tümü için derlenmiş FIP-[X/H] grafikleri

Çizelge 5.2. Tez yıldızları AR Sgr, CE Vir, DF Cyg, DY Aql ve HP Lyr için hesaplanan logaritmik ortalama element bollukları ve [Element/H] bolluk oranları. Analizde kullanılan çizgi sayısı ile verilmektedir

Element	F.I.P eV	AR Sgr			CE Vir			DF Cyg			DY Aql			HP Lyr		
		log ϵ (X)	[X/H]	n	log ϵ (X)	[X/H]	n	log ϵ (X)	[X/H]	n	log ϵ (X)	[X/H]	n	log ϵ (X)	[X/H]	n
C I	11.26	7.17 $\pm$ 0.00	-1.30 $\pm$ 0.00	1	... $\pm$...	... $\pm$...	...	9.05 $\pm$ 0.00	0.58 $\pm$ 0.00	1	8.39 $\pm$ 0.00	-0.08 $\pm$ 0.00	1	8.38 $\pm$ 0.00	-0.09 $\pm$ 0.00	1
Si I	8.15	... $\pm$...	... $\pm$...	...	7.42 $\pm$ 0.00	-0.10 $\pm$ 0.00	1	... $\pm$...	... $\pm$...	...	7.15 $\pm$ 0.07	-0.37 $\pm$ 0.07	2	7.52 $\pm$ 0.00	0.00 $\pm$ 0.00	1
Ca I	6.11	5.55 $\pm$ 0.08	-0.84 $\pm$ 0.09	2	5.38 $\pm$ 0.00	-1.01 $\pm$ 0.04	1	6.60 $\pm$ 0.05	0.21 $\pm$ 0.17	2	5.19 $\pm$ 0.00	-1.20 $\pm$ 0.04	1	4.83 $\pm$ 0.00	-1.56 $\pm$ 0.04	1
Sc II	6.54	2.37 $\pm$ 0.00	-0.69 $\pm$ 0.01	1	1.22 $\pm$ 0.00	-1.84 $\pm$ 0.01	1	2.87 $\pm$ 0.02	-0.19 $\pm$ 0.02	2	0.98 $\pm$ 0.00	-2.08 $\pm$ 0.01	1	2.27 $\pm$ 0.00	-0.79 $\pm$ 0.01	1
Ti I	6.82	... $\pm$...	... $\pm$...	...	4.57 $\pm$ 0.39	-0.41 $\pm$ 0.39	2	5.08 $\pm$ 0.07	0.10 $\pm$ 0.07	4	... $\pm$...	... $\pm$...	...	5.16 $\pm$ 0.00	0.18 $\pm$ 0.01	1
Ti II	6.82	4.20 $\pm$ 0.15	-0.74 $\pm$ 0.15	5	4.31 $\pm$ 0.00	-0.63 $\pm$ 0.01	1	5.10 $\pm$ 0.20	0.16 $\pm$ 0.20	3	4.46 $\pm$ 0.08	-0.48 $\pm$ 0.08	2	... $\pm$...	... $\pm$...	...
V I	6.74	... $\pm$...	... $\pm$...	...	4.27 $\pm$ 0.05	0.27 $\pm$ 0.06	2	4.64 $\pm$ 0.00	0.64 $\pm$ 0.03	1	2.20 $\pm$ 0.00	-1.80 $\pm$ 0.03	1	... $\pm$...	... $\pm$...	...
Cr I	6.76	5.70 $\pm$ 0.20	0.07 $\pm$ 0.21	2	4.63 $\pm$ 0.23	-1.00 $\pm$ 0.24	2	6.11 $\pm$ 0.05	0.48 $\pm$ 0.06	3	5.00 $\pm$ 0.22	-0.63 $\pm$ 0.23	2	4.62 $\pm$ 0.20	-1.01 $\pm$ 0.21	2
Cr II	6.76	... $\pm$...	... $\pm$...	...	4.69 $\pm$ 0.00	-0.88 $\pm$ 0.01	1	6.11 $\pm$ 0.05	0.54 $\pm$ 0.05	5	4.97 $\pm$ 0.12	-0.60 $\pm$ 0.12	2	4.54 $\pm$ 0.12	-1.03 $\pm$ 0.12	7
Mn I	7.43	... $\pm$...	... $\pm$...	...	4.41 $\pm$ 0.00	-0.98 $\pm$ 0.02	2	5.78 $\pm$ 0.15	0.39 $\pm$ 0.15	2	4.18 $\pm$ 0.16	-1.21 $\pm$ 0.16	2	4.93 $\pm$ 0.13	-0.46 $\pm$ 0.13	2
Fe I	7.87	6.72 $\pm$ 0.18	-0.89 $\pm$ 0.21	18	6.81 $\pm$ 0.14	-0.80 $\pm$ 0.17	21	7.85 $\pm$ 0.19	0.24 $\pm$ 0.21	32	6.80 $\pm$ 0.20	-0.81 $\pm$ 0.22	35	6.93 $\pm$ 0.17	-0.68 $\pm$ 0.20	19
Fe II	7.87	6.74 $\pm$ 0.06	-0.87 $\pm$ 0.08	4	6.80 $\pm$ 0.05	-0.81 $\pm$ 0.07	2	7.89 $\pm$ 0.16	0.28 $\pm$ 0.17	2	6.80 $\pm$ 0.00	-0.81 $\pm$ 0.05	1	6.97 $\pm$ 0.18	-0.64 $\pm$ 0.19	5
Co I	7.86	... $\pm$...	... $\pm$...	...	4.69 $\pm$ 0.00	-0.23 $\pm$ 0.02	1	5.66 $\pm$ 0.05	0.74 $\pm$ 0.05	2	4.21 $\pm$ 0.03	-0.71 $\pm$ 0.04	3	... $\pm$...	... $\pm$...	...
Ni I	7.63	5.50 $\pm$ 0.02	-0.72 $\pm$ 0.04	2	5.61 $\pm$ 0.14	-0.61 $\pm$ 0.15	4	6.56 $\pm$ 0.16	0.34 $\pm$ 0.17	7	5.44 $\pm$ 0.14	-0.78 $\pm$ 0.15	7	5.62 $\pm$ 0.00	-0.60 $\pm$ 0.04	1
Y II	6.38	1.16 $\pm$ 0.07	-1.03 $\pm$ 0.07	1	-0.04 $\pm$ 0.00	-2.23 $\pm$ 0.02	1	1.98 $\pm$ 0.00	-0.21 $\pm$ 0.02	1	1.49 $\pm$ 0.00	-0.70 $\pm$ 0.00	1	0.21 $\pm$ 0.00	-1.98 $\pm$ 0.02	1
Nd II	5.53	... $\pm$...	... $\pm$...	...	0.42 $\pm$ 0.00	-1.04 $\pm$ 0.00	1	... $\pm$...	... $\pm$...	...	0.23 $\pm$ 0.00	-1.23 $\pm$ 0.00	1	... $\pm$...	... $\pm$...	...

Çizelge 5.3. Tez yıldızları SS Gem, SZ Mon, TT Oph ve UZ Oph için hesaplanan logaritmik ortalama element bollukları ve [Element/H] bolluk oranları. Analizde kullanılan çizgi sayısı ile verilmektedir

Element	F.I.P eV	SS Gem			SZ Mon			TT Oph			UZ Oph		
		log ϵ (X)	[X/H]	n	log ϵ (X)	[X/H]	n	log ϵ (X)	[X/H]	n	log ϵ (X)	[X/H]	n
C I	11.26	8.17 $\pm$ 0.00	-0.34 $\pm$ 0.00	1	8.26 $\pm$ 0.00	-0.21 $\pm$ 0.00	1	7.77 $\pm$ 0.00	-0.70 $\pm$ 0.00	1	7.74 $\pm$ 0.00	-0.73 $\pm$ 0.00	1
Si I	8.15	... $\pm$...	... $\pm$...	...	7.52 $\pm$ 0.06	0.00 $\pm$ 0.06	2	7.43 $\pm$ 0.05	-0.09 $\pm$ 0.05	2	7.70 $\pm$ 0.00	0.18 $\pm$ 0.00	1
Ca I	6.11	5.65 $\pm$ 0.07	-0.64 $\pm$ 0.08	2	6.36 $\pm$ 0.00	-0.03 $\pm$ 0.04	1	5.72 $\pm$ 0.15	-0.67 $\pm$ 0.17	2	6.25 $\pm$ 0.06	-0.14 $\pm$ 0.08	3
Sc II	6.54	1.47 $\pm$ 0.00	-1.59 $\pm$ 0.01	1	2.07 $\pm$ 0.15	-1.99 $\pm$ 0.15	3	2.06 $\pm$ 0.02	-1.00 $\pm$ 0.02	4	2.48 $\pm$ 0.05	-0.58 $\pm$ 0.05	3
Ti I	6.82	... $\pm$...	... $\pm$...	...	4.64 $\pm$ 0.06	-0.34 $\pm$ 0.06	2	4.47 $\pm$ 0.11	-0.51 $\pm$ 0.11	8	4.49 $\pm$ 0.14	-0.49 $\pm$ 0.14	4
Ti II	6.82	3.37 $\pm$ 0.05	-1.57 $\pm$ 0.05	3	4.35 $\pm$ 0.15	-0.60 $\pm$ 0.15	2	4.25 $\pm$ 0.07	-0.69 $\pm$ 0.08	3	4.54 $\pm$ 0.13	-0.40 $\pm$ 0.13	4
V I	6.74	... $\pm$...	... $\pm$...	...	4.50 $\pm$ 0.20	0.50 $\pm$ 0.21	3	3.71 $\pm$ 0.20	-0.29 $\pm$ 0.20	2	4.13 $\pm$ 0.01	0.13 $\pm$ 0.02	2
Cr I	6.76	4.99 $\pm$ 0.09	-0.64 $\pm$ 0.11	2	5.65 $\pm$ 0.06	0.02 $\pm$ 0.03	2	4.55 $\pm$ 0.12	-1.08 $\pm$ 0.13	2	4.95 $\pm$ 0.09	-0.68 $\pm$ 0.11	3
Cr II	6.76	4.75 $\pm$ 0.10	-0.82 $\pm$ 0.10	4	5.70 $\pm$ 0.13	0.13 $\pm$ 0.13	3	4.62 $\pm$ 0.14	-0.95 $\pm$ 0.14	6	4.91 $\pm$ 0.25	-0.66 $\pm$ 0.25	3
Mn I	7.43	4.98 $\pm$ 0.19	-0.41 $\pm$ 0.21	3	5.40 $\pm$ 0.01	0.01 $\pm$ 0.02	2	4.20 $\pm$ 0.20	-1.19 $\pm$ 0.21	2	4.55 $\pm$ 0.20	-0.84 $\pm$ 0.22	2
Fe I	7.87	7.16 $\pm$ 0.15	-0.45 $\pm$ 0.18	41	7.62 $\pm$ 0.19	0.01 $\pm$ 0.22	35	7.08 $\pm$ 0.13	-0.53 $\pm$ 0.16	45	7.42 $\pm$ 0.21	-0.19 $\pm$ 0.23	34
Fe II	7.87	7.20 $\pm$ 0.17	-0.41 $\pm$ 0.18	4	7.62 $\pm$ 0.00	0.01 $\pm$ 0.05	1	7.08 $\pm$ 0.15	-0.53 $\pm$ 0.16	4	7.39 $\pm$ 0.10	-0.22 $\pm$ 0.11	4
Co I	7.86	... $\pm$...	... $\pm$...	...	5.27 $\pm$ 0.05	0.35 $\pm$ 0.05	2	4.65 $\pm$ 0.06	-0.27 $\pm$ 0.06	3	... $\pm$...	... $\pm$...	...
Ni I	7.63	5.78 $\pm$ 0.18	-0.44 $\pm$ 0.18	7	5.89 $\pm$ 0.07	-0.33 $\pm$ 0.09	4	5.73 $\pm$ 0.15	-0.49 $\pm$ 0.16	9	6.03 $\pm$ 0.12	-0.19 $\pm$ 0.13	7
Y II	6.38	1.22 $\pm$ 0.19	-0.97 $\pm$ 0.20	3	1.24 $\pm$ 0.20	-0.95 $\pm$ 0.20	2	1.02 $\pm$ 0.14	-1.17 $\pm$ 0.14	3	1.03 $\pm$ 0.03	-1.16 $\pm$ 0.03	2
Nd II	5.53	0.60 $\pm$ 0.00	-0.86 $\pm$ 0.00	1	0.50 $\pm$ 0.00	-0.96 $\pm$ 0.00	1	0.51 $\pm$ 0.00	-0.95 $\pm$ 0.00	1	1.03 $\pm$ 0.00	-0.43 $\pm$ 0.00	1

6. KAYNAKLAR

- Asplund, M., Grevesse, N. ve Sauval, A. J. 2005. New light on stellar abundance analyses: departures from LTE and homogeneity. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 43(1): 481–530.
- Asplund, M., Grevesse, N., Sauval, A. J. ve Scott, P. 2009. The chemical composition of the Sun. *Annual Reviews of Astronomy and Astrophysics*, 47(1): 481–522.
- Anders, E. ve Grevesse, N. 1989. Abundances of the elements: Meteoritic and solar. *Geochimica et Cosmochimica acta*, 53(1), 197–214.
- Arnaud, M. ve Rothenflug, J. C. 1985. An updated evaluation of recombination and ionization rates. *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 60: 425–457.
- Avrett, E. H. ve Loeser, R. 2008. Models of the Solar Chromosphere and Transition Region from SUMER and HRTS Observations: Formation of the Extreme-Ultraviolet Spectrum of Hydrogen, Carbon, and Oxygen. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 175(1): 229–276.
- Bodi, A., Szatmary, K. ve Kiss, L. L. 2016. Periodicities of the RV Tauri-type pulsating star DF Cygni: A combination of Kepler data with ground-based observations. *Astronomy and Astrophysics*, 596, A24.
- Carbon, C. F. ve Gingerich, O. 1969. Theory and Observations of Normal Stellar Atmospheres. *MIT Press*, Cambridge, Mas., 377.
- Dawson, D. W. 1979. A Photometric Investigation of RV Tauri and Yellow Semiregular Variables. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 41: 97–117.
- Dawson, D. W. 1997. Atmospheric Conditions in Yellow and Red Variables. *Baltic Astronomy*, 6, 133–136.
- Drake, J. J., Laming, J. M. and Widing, K. G., 1995a. Stellar Coronal Abundances. V. Evidence for the First Ionization Potential Effect in α Centauri. *The Astrophysical Journal*, 478(1): 393.
- Drake, J.J., 2003. Chemical Fractination and Abundances in Coronal Plasma. *Adv. Space Res.*, 32(6): 945–954.
- Feldman, U. 1992. Elemental abundances in the upper solar atmosphere. *Physica Scripta*, 46(3): 202.
- Fernie, J. D. ve Hube, J. O. 1968. A Catalogue of Fundamental Data for Classical Cepheids in the Galaxy. *The Astronomical Journal*, 73(6): 492–499.
- Friedemann, C., Gürtler, J. ve Löve, M. 1996. Eclipsing Binary as IRAS Sources. *Astronomy & Astrophysics Supplement Series*, 117(2): 205–225.

- Geiss, J. 1982. Processes Affecting Abundances in the Solar Wind. *Space Science Reviews*, 33(2): 201–217.
- Geiss, J. 1998. Constranints on the FIP Mechanisms from Solar Wind Abundance Data. *Space Science Reviews*, 85(2): 241–252.
- Gezer, I., Van Winckel, H., Bozkurt, Z., De Smedt, K., Kamath, D., Hillen, M., Manick, R. 2015. The WISE view of RV Tauri stars. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 454(1): 804–805.
- Giridhar, S., Lambert, D. L., Gonzalez, G. 2000. Abundance Analyses of Field RV Tauri Stars. V. DS Aqarii, UY Arae, TW Camelopardalis, BT Librae, U Monocerotis, TT Ophiuchi, R Scuti and RV Tauri. *The Astrophysical Journal*, 531(1): 521–536.
- Giridhar, S., Lambert, D. L., Reddy, B. E., Gonzalez, G., David, Y. 2005. Abundance Analyses of Field RV Tauri Stars. VI. an Extended Sample. *The Astrophysical Journal*, 627: 432–445.
- Gonzalez, G., Lambert, D. L., & Giridhar, S. 1997a. Abundance Analyses of Field RV TAURI Variables. III. DY Aquilae, SS Germenorum, CT Orionis, and CE Virgins. *The Astrophysical Journal*, 481(1): 452–466.
- Graczyk, D., Mikoyajewski, M., Leedjařv, L., Frackowiak, S. M., Osiwaya, J. P., Puss, A. ve Tomov, T. 2002. HP Lyr – Possibly the Hottest RV Tau Type Object. *Acta Astronomica*, 52(1): 293.
- Gray, D. F. 2005. Observation and Analysis of Stellar Photospheres. Cambridge University Press, New York.
- Hansen, S. C. ve Cally, P. S. 2012. Benchmarking Fast-to-Alfvén Mode Conversion in a Cold MHD Plasma. II. How to Get Alfvén Waves Through the Solar Transition Region. *The Astrophysical Journal*, 751(1): 31.
- Harris, H. C., 1985. A catalogue of field Type II Cepheids. *The Astronomical Journal*, 90: 756.
- Henoux, J.-C. 1995. Physics of Thin Flux Tubes in a Partially Ionized Atmosphere. *Adv. Space Res.*, 15: 23.
- Henoux, J. C. ve Somov, B. V. 1997. The photospheric dynamo: II. Physics of thin magnetic flux tubes. *Astronomy & Astrophysics* 318: 947–956.
- Henoux, J.-C. 1998. FIP Fractination: Theory. *Space Science Reviews*, 85(1), 215–226.
- Iben, I., Jr. 1965. Stellar Evolution. I. The Approach to the Main Sequence. *The Astrophysical Journal*, 141: 993.

- Iben, I., Jr. 1967. Stellar evolution within and off the main sequence. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 5: 571.
- Joy, A. H. 1952. The Semiregular Variable Stars of the RV Tauri and Related Classes. *The Astrophysical Journal*, 115: 25.
- Jura, M. 1986. RV Tauri stars as post-asymptotic giant branch objects. *The Astrophysical Journal*, 309: 732.
- Jeffery, C. S. ve Saio, H 2016. Radial pulsation as a function of hydrogen abundance. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 458(2): 1352–1373.
- Karaali, S. 1999. Yıldızların Evrimi. İstanbul Üniversitesi Rektörlük Yayını, İstanbul, pp. 15–20.
- Kipper, T. and Klochkova, V. G., 2013. Peculiarities and Variations in the Optical Spectrum of the RV Tauri-Type Star R Sct. *Baltic Astronomy*, 22: 77–99.
- Kukarkin, B. V., Parenago, P. P., Yu, N., ve Kholopov, P. N. 1958. General Catalogue of Variable Stars (2nd ed.; Moscow: Acad. Sci. USSR).
- Kurucz, R. L., Furenlid, I., Brault, J. ve Testerman, L., 1984, National Solar Observatory Atlas. National Solar Observatory, New Mexico.
- Kurucz, R. L. 1993. ATLAS9 Stellar Atmosphere Programs and 2 km/s grid. Kurucz CD-ROM, Cambridge.
- Laming, J. M., Drake, J. J., ve Widing, K. G. 1995. Stellar Coronal Abundances III. the Solar First Ionization Effect Determined from Full-Disk Observation. *The Astrophysical Journal*, 443(1): 416–422.
- Laming, J. M. 2004a. A Unified Picture of the First Ionization Potential and Inverse First Ionization Potential Effects. *The Astrophysical Journal*, 614(2): 1063–1072.
- Laming, J. M. 2009. Non-WKB Models of the First Ionization Potential Effect: Implications for Solar Coronal Heating and the Coronal Helium and Neon Abundances. *The Astrophysical Journal*, 695(2): 954–969.
- Laming, J. M. 2015. The FIP and Inverse FIP Effects in Solar and Stellar Coronae. *Living Reviews in Solar Physics*, 12(2): 2.
- Lloyd Evans T. 1985. Circumstellar material and the light variations of RV Tauri stars. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 217: 493–506.
- Lodders, K. 2003. Solar System Abundances And Condensation Temperatures Of The Elements. *The Astrophysical Journal*, 591(2): 1220.

- Lundin, R. and Guglielmi, A. 2006. Ponderomotive Forces in Cosmos. *Space Science Reviews*, 127(2): 1–116.
- Maas, T., Giridhar, S., Lambert, D. L., 2007. The Chemical Compositions of the Type II Cepheids—the BL Herculis and W Virgins Variables. *The Astrophysical Journal*, 666(1): 378–392.
- Manick, R., Van Winckel, H., Kamath, D., Hillen, M. and Escorza A., 2017. Establishing Binarity Amongst Galactic RV Tauri Stars with a Disc. *Astronomy and Astrophysics*, 597, A129.
- Marsch, E., von Steiger, R. and Bochsler, P. 1995. Element fractionation by diffusion in the solar chromosphere. *Astronomy & Astrophysics*, 301: 261–276.
- Meyer, J. P., 1985 Solar–Stellar Outer Atmospheres And Energetic Particles, And Galactic Cosmic Rays. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 57: 173–204.
- Miranda L. F., Rodriguez L. F., Pereira C. B. ve Vazquez R. 2014. The planetary nebula nature and properties of IRAS 1819–1118. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 442(2): 995–1002.
- Molina, R. E. 2012. An Approach To Effective Temperature And Surface Gravity in Post-AGB And RV Tauri Stars in The Near-IR Region. *Revista Mexicana de Astronomia y Astrofisica*, 48(1): 95–107.
- Moore, C. E., Minnaert, M. G. J. ve Houtgast, J. 1966. Second Revision of Rowland’s Preliminary Table of Solar Spectrum Wavelengths, Arizona.
- Morton, R. J., Tomczyk, S. ve Pinto, R. 2015. Investigating Alfvénic wave propagation in coronal open-field regions. *Nature Communications*, 6, 7813.
- Percy, J. R. ve Kolin, D. L. 2000. Studies of Yellow Semiregular (SRd) variables. *The Journal of the American Association of Variable Star Observer*, 28(1): 1–9.
- Peter H. 1996. Velocity-dependent fractionation in the solar chromosphere. *Astronomy & Astrophysics*, 312: L37–L40.
- Pollard, K. R., Cottrell, P. L. 1995. RV Tauri stars. A spectroscopic study. *Air and Space Power Journal*, 83, 409.
- Pollard, K. R., Cottrell, P. L., Kilmartin, P. M., ve Gilmore, A. C. 1996. RV Tauri stars – I. A long-term photometric survey. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 279(3): 949–977.
- Pollard, K. R., Cottrell, P. L., Lawson, W. A., Albrow, M. D. ve Tobin, W. 1997. RV Tauri stars – II. A spectroscopic study. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 286(1), 1–22.

- Preston, G. W., Krzeminski, W., Smak, J. ve Williams, J. A. 1963. A Spectroscopic and Photoelectric Survey of the RV Tauri Stars. *The Astrophysical Journal*, 137: 401.
- Pols, O. R., Tout, C. A., Lattanzio, J. C., Karakas, A. I. 2001. Thermal Pulses and Drage-up in AGB Stars. *Astronomical Society of the Pacific Conferences Series*, 229: 31.
- Pottasch, S. R., 1963. The Lower Solar Corona: Interpretation of The Ultraviolet Spectrum. *The Astrophysical Journal*, 137: 945.
- Kameswara, Rao, N., & Reddy, B. E. 2005. High-resolution spectroscopy of the high galactic latitude RV Tauri star CE Virginis. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 357(1): 235–241.
- Rao, S. S., Giridhar, S. ve Lambert, D. L. 2012. Chemical composition of a sample of candidate post-asymptotic giant branch stars. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 419(2): 1254–1270.
- Sahin, T. 2017. LIME: Semiautomated line measurement and identification from stellar spectra. *Turkish Journal of Physics*, 41: 367-376.
- Samus, N. N., Durlevich, O. V., Kazarovets, E. V., Kireeva, N. N., Pastukhova, E. N., Zharova, A. V. 2009, General Catalog of Variable Stars. VizieR On-line Data Catalog: B/gcvs.
- Schmidt, E. G. 2015. Excess Mid-Infrared Flux: An Indicator of Mass Loss in Cepheids? *The Astronomical Journal*, 813(1): 29.
- Schmidt, E. G., Johnston, D., Langan, S. ve Lee, K. M. 2004a. Photometry of Type II Cepheids. I. The Long-Period Stars. *The Astronomical Journal*, 128(4): 1748.
- Schrijver, C. J. ve Zwaan, C. 2003. Solar and Stellar Magnetic Activity. Cambridge University Press, Cambridge
- Schwadron, N. A., Fisk, L. A. and Zurbuchen, T. H. 1999. Elemental Fractionation in the Slow Solar Wind. *The Astrophysical Journal*, 521(2): 859–867.
- Schwarzschild, M. ve Harm, R. 1965. Thermal Instability in Non-Degenerate Stars. *The Astrophysical Journal* 142: 885.
- Snedden, C. 1973, PhD. thesis, Univ. Texas, Austin.
- Stobie, R. S. 1970. Photometry of bright southern Cepheids. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 148: 1.
- Szczerba, R., Siódmiak, N., Stasińska, G., Borkowski, J. 2007. An evolutionary catalogue of galactic post-AGB and related objects. *Astronomy & Astrophysics*, 469(2): 799–806.

- Veck, N. J., ve Parkinson, J. H. 1981 Solar abundances from X-ray flare observations. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 197: 41.
- Vega, L. D., Stassun, K. G., Montez, Jr. R., Boyd, P. T., ve Somers, G. 2017. Evidence for Binarity and Possible Disk Obscuration in Kepler Observations of the Pulsating RV Tau Variable DF Cygni. *The Astrophysical Journal*, 839(1): 48.
- Vernazza, J. E., Avrett, E. H., ve Loeser, R. 1981. Structure of the solar chromosphere. III-Models of the EUV brightness components of the quiet-sun. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 45: 635.
- Vickers, S. B., Frew, D. J., Parker, Q. A. ve Bojicic, I. S. 2015. New light on Galactic post-asymptotic giant branch stars. I. First distance catalogue. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 447(2): 1673–1691.
- von Steiger, R. ve Geiss, J. 1989. Supply of fractionated gases to the corona. *Astronomy and Astrophysics*, 225(1): 222–238.
- Wahlgren, G. M. 1992. The Metallicity and Luminosity of RV Tauri Variables from Medium–Resolution Spectra. *The Astronomical Journal*, 104(3): 1174–1192.
- Wallerstein, G. 2002. The Cepheids of Population II and Related Stars. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 114(797): 689–699.
- Wang, Y. M. 1996. Element Separation by Upward Proton drag in the chromosphere. *The Astrophysical Journal*, 464: 91.
- Wils, P. ve Otero, S. A. 2008. On the Connection Between CWA and RVA Stars. *The Journal of the American Association of Variable Star Observer*, 36(1): 29.
- Willson, L. A., and Templeton, M. 2009 Miras, RV Tauri Stars, and the Formation of Planetary Nebulae. *AIP Conference Proceedings*, 1170, 113–121.
- Wood, B. E., Linsky, J. L. 2010. Resolving the ξ Boo Binary with Chandra, and Revealing the Spectral Type Dependence of the Coronal "FIP Effect". *The Astrophysical Journal*, 717(2): 1279–1290.
- Wood, B. E., Laming, J. M., and Karovska, M. 2012. The Coronal Abundance Anomalies of M Dwarfs. *The Astrophysical Journal*, 753 (1): 76.
- Zwaan, C. ve Cram, L. E. 1989. FGK stars and T Tauri stars, NASA, SP-502, Washington, pp. 215.
- Zsoldos, E. 1991. Photometry of yellow semi-regular variables: SS Gem. *Astrophysics Space Science*, 181(2): 203–210.

7. EKLER

EK-1. 1. Program yıldızlarının McDonald tayfindan elde edilen çizgi listesi. Eşdeğer genişlikler IRAF ile elde edilmiştir

Species	λ (Å)	L.E.P (eV)	log(gf)	SUN		AR Sgr		CE Vir		DY Aql		HP Lyr	
				EW	log $\epsilon(X)$	EW	log $\epsilon(X)$	EW	log $\epsilon(X)$	EW	log $\epsilon(X)$	EW	log $\epsilon(X)$
				(mÅ)	(dex)	(mÅ)	(dex)	(mÅ)	(dex)	(mÅ)	(dex)	(mÅ)	(dex)
Fe I	4869.47	3.55	-2.670	24.0	7.68	...	...	...	...	...	...	...	...
Fe I	4870.04	3.93	-1.740	49.0	7.64	...	...	...	...	...	...	...	...
Fe I	4874.36	3.07	-3.200	21.0	7.66	...	...	...	...	...	...	...	...
Fe I	4875.88	3.33	-2.100	58.0	7.58	...	...	...	...	...	...	...	...
Fe I	4882.15	3.41	-1.670	74.0	7.50	...	...	...	...	...	...	...	...
Fe I	4885.43	3.88	-1.330	71.0	7.66	38.6	6.95	...	...	...	...	11.0	6.66
Fe I	4886.33	4.15	-1.030	74.0	7.65	24.5	6.64	...	...	...	...	...	...
Fe I	4892.87	4.22	-1.410	53.0	7.62	...	...	...	...	99.2	6.86	...	...
Fe I	4903.32	2.88	-1.050	151.0	7.37	...	...	261.1	6.89	...	...	96.0	6.69
Fe I	4905.14	3.93	-2.090	33.0	7.65	6.7	6.83	...	...	101.5	7.18	...	...
Fe I	4907.73	3.43	-2.000	59.0	7.58	...	...	...	...	...	...	...	...
Fe I	4917.23	4.19	-1.260	61.0	7.60	...	...	105.6	6.86	111.6	6.77	...	...
Fe I	4930.31	3.96	-1.100	79.0	7.57	...	...	...	...	...	...	...	...
Fe I	4946.39	3.37	-1.290	97.0	7.46	65.4	6.80	208.4	7.09	...	...	...	...
Fe I	4961.92	3.63	-2.540	26.0	7.67	...	...	...	...	...	...	...	...
Fe I	4962.58	4.18	-1.960	42.0	7.96	...	...	...	...	69.4	7.08	...	...
Fe I	4978.61	3.98	-0.490	120.0	7.54	...	...	...	...	...	...	59.0	6.74
Fe I	4986.91	4.26	-2.210	17.0	7.67	...	...	...	...	...	...	...	...
Fe I	4993.68	4.21	-1.230	62.0	7.60	...	...	...	...	...	...	...	...
Fe I	4994.13	0.91	-3.420	14.0	7.60	...	...	...	...	...	...	71.0	7.16
Fe I	5001.87	3.88	-0.530	123.0	7.52	...	...	...	...	...	...	92.0	6.98
Fe I	5021.60	4.26	-0.910	77.0	7.67	...	...	...	...	...	...	...	...
Fe I	5023.18	4.28	-1.710	36.0	7.65	...	...	...	...	...	...	...	...
Fe I	5036.92	3.02	-3.200	24.0	7.68	...	...	...	...	...	...	...	...
Fe I	5044.22	2.85	-2.320	69.0	7.55	21.6	6.66	...	...	...	...	...	...
Fe I	5054.65	3.64	-2.270	38.0	7.68	...	...	...	...	68.3	6.68	...	...
Fe I	5056.85	4.26	-1.920	27.0	7.65	...	...	...	...	...	...	...	...
Fe I	5067.15	4.22	-1.100	68.0	7.59	27.5	6.82	...	...	...	...	...	...
Fe I	5074.75	4.22	-0.420	111.0	7.53	...	...	...	...	...	...	...	...
Fe I	5088.15	4.15	-1.850	35.0	7.66	...	...	...	...	...	...	...	...
Fe I	5090.78	4.26	-0.740	87.0	7.57	66.3	7.08	133.3	6.71	152.3	6.72	38.0	6.98
Fe I	5110.37	3.57	-0.600	141.0	7.67	...	...	...	...	...	...	...	...
Fe I	5121.65	4.28	-0.440	16.0	7.52	...	...	...	...	...	...	...	...
Fe I	5127.36	0.91	-3.000	17.0	7.21	96.8	6.56	...	...	...	...	...	...
Fe I	5141.74	2.42	-2.420	83.0	7.59	...	...	207.5	6.89	...	...	45.0	7.19
Fe I	5145.10	2.20	-3.370	52.0	7.66	...	...	...	...	...	...	...	...
Fe I	5150.19	3.57	-2.780	20.0	7.68	...	...	...	...	...	...	...	...
Fe I	5151.91	1.01	-3.440	99.0	7.60	...	...	...	...	...	...	44.0	6.99
Fe I	5187.91	4.14	-1.520	51.0	7.66	...	...	...	...	134.8	7.16	...	...
Fe I	5194.95	1.56	-2.580	120.0	7.58	...	...	...	...	...	...	98.0	7.09
Fe I	5195.48	4.22	-0.580	99.0	7.66	...	...	...	...	...	...	67.0	7.10
Fe I	5196.06	4.26	-1.000	72.0	7.66	...	...	...	...	...	...	24.0	7.00
Fe I	5197.94	4.30	-1.730	34.0	7.64	...	...	...	...	...	...	...	...

EK-1. 2. Çizgi listesinin devamı

Species	λ (Å)	L.E.P (eV)	log(gf)	SUN		AR Sgr		CE Vir		DY Aql		HP Lyr	
				EW	log $\epsilon(X)$	EW	log $\epsilon(X)$	EW	log $\epsilon(X)$	EW	log $\epsilon(X)$	EW	log $\epsilon(X)$
				(mÅ)	(dex)	(mÅ)	(dex)	(mÅ)	(dex)	(mÅ)	(dex)	(mÅ)	(dex)
Fe I	5198.72	2.22	-2.410	93.0	7.58	...	...	...	...	...	...	39.0	6.93
Fe I	5209.89	3.24	-3.440	10.0	7.65	...	...	...	...	...	...	...	...
Fe I	5217.40	3.21	-1.370	12.0	7.42	70.4	6.78	...	...	...	...	...	...
Fe I	5217.92	3.64	-2.090	46.0	7.66	11.4	6.84	...	...	...	...	...	...
Fe I	5223.19	3.63	-2.510	28.0	7.67	...	...	...	...	...	...	...	...
Fe I	5242.50	3.63	-1.270	86.0	7.67	...	...	...	...	...	...	...	...
Fe I	5243.78	4.26	-1.220	61.0	7.62	...	...	...	...	...	...	...	...
Fe I	5253.46	3.28	-1.790	76.0	7.51	25.2	6.61	...	...	...	...	...	...
Fe I	5257.65	3.57	-2.680	24.0	7.68	...	...	...	...	84.2	7.14	...	...
Fe I	5288.53	3.69	-1.840	56.0	7.68	...	...	...	...	...	...	...	...
Fe I	5293.96	4.14	-2.010	29.0	7.68	...	...	...	...	...	...	...	...
Fe I	5294.55	3.64	-2.880	15.0	7.68	...	...	...	...	...	...	...	...
Fe I	5295.32	4.41	-1.750	29.0	7.65	...	...	...	...	...	...	...	...
Fe I	5307.37	1.61	-3.170	86.0	7.61	56.2	6.90	...	...	...	...	31.0	7.05
Fe I	5321.11	4.43	-1.460	41.0	7.63	...	...	...	...	71.6	6.89	...	...
Fe I	5322.05	2.28	-3.110	60.0	7.64	...	...	170.7	6.91	173.7	6.67	...	...
Fe I	5324.18	3.21	-0.220	257.0	7.34	154.4	6.83	283.4	6.55	...	...	...	...
Fe I	5326.14	3.02	-2.420	35.0	7.15	...	...	...	...	...	...	...	...
Fe I	5358.12	3.30	-3.450	9.0	7.66	...	...	...	...	38.6	7.07	...	...
Fe I	5361.63	4.41	-1.370	47.0	7.63	...	...	...	...	87.3	6.92	...	...
Fe I	5373.71	4.47	-1.020	62.0	7.59	...	...	96.3	6.84	102.1	6.77	...	...
Fe I	5379.58	3.69	-1.750	60.0	7.66	...	...	103.8	6.66	120.8	6.66	...	...
Fe I	5382.25	0.12	-6.150	22.0	7.68	...	...	...	...	...	...	...	...
Fe I	5383.38	4.31	0.170	172.0	7.52	109.9	6.78	208.9	6.71	247.9	6.86	117.0	6.85
Fe I	5386.34	4.15	-1.940	31.0	7.64	...	...	39.7	6.73	52.7	6.81	...	...
Fe I	5387.48	4.14	-1.970	31.0	7.68	...	...	...	...	28.0	6.49	...	...
Fe I	5393.18	3.24	-1.020	127.0	7.38	74.9	6.50	...	...	262.9	6.80	78.0	6.81
Fe I	5395.22	4.44	-1.960	20.0	7.66	...	...	...	...	...	...	...	...
Fe I	5398.29	4.44	-0.860	71.0	7.56	...	...	99.2	6.66	...	...	...	...
Fe I	5400.51	4.37	-0.090	133.0	7.52	...	...	177.5	6.66	197.5	6.65	54.0	6.60
Fe I	5401.27	4.32	-1.950	24.0	7.65	...	...	28.2	6.77	...	...	...	...
Fe I	5406.77	4.37	-1.650	35.0	7.64	...	...	...	...	...	...	...	...
Fe I	5417.04	4.41	-1.670	32.0	7.63	...	...	43.1	6.84	51.4	6.85	...	...
Fe I	5432.95	4.44	-0.920	68.0	7.58	...	...	...	...	...	...	...	...
Fe I	5436.59	2.28	-3.560	40.0	7.66	...	...	...	...	...	...	...	...
Fe I	5441.35	4.31	-1.790	32.0	7.67	...	...	44.0	6.84	47.0	6.80	...	...
Fe I	5445.05	4.39	-0.340	19.0	7.54	51.3	6.59	163.0	6.76	191.0	6.86	57.0	6.91
Fe I	5461.56	4.44	-1.840	24.0	7.64	...	...	...	...	...	...	...	...
Fe I	5464.28	4.14	-1.820	37.0	7.66	...	...	...	...	89.0	7.02	...	...
Fe I	5466.40	4.37	-0.820	77.0	7.58	17.0	6.43	...	...	...	...	24.0	6.91
Fe I	5466.99	3.57	-2.480	32.0	7.67	...	...	...	...	...	...	...	...
Fe I	5470.09	4.44	-1.810	25.0	7.64	...	...	...	...	...	...	...	...
Fe I	5472.71	4.21	-1.680	41.0	7.65	...	...	...	...	...	...	...	...
Fe I	5487.15	4.41	-1.620	35.0	7.64	...	...	...	...	...	...	...	...
Fe I	5491.84	4.19	-2.460	12.0	7.65	...	...	...	...	...	...	...	...
Fe I	5522.45	4.21	-1.670	42.0	7.66	...	...	87.6	7.06	57.2	6.66	...	...
Fe I	5538.52	4.22	-1.800	35.0	7.67	...	...	...	...	...	...	...	...
Fe I	5539.29	3.64	-2.810	17.0	7.66	...	...	...	...	...	...	...	...
Fe I	5554.90	4.55	-0.380	97.0	7.54	...	...	...	...	127.0	6.45	...	...

EK-1. 3. Çizgi listesinin devamı

Species	λ (Å)	L.E.P (eV)	log(gf)	SUN		AR Sgr		CE Vir		DY Aql		HP Lyr	
				EW	log ϵ (X)	EW	log ϵ (X)	EW	log ϵ (X)	EW	log ϵ (X)	EW	log ϵ (X)
				(mÅ)	(dex)	(mÅ)	(dex)	(mÅ)	(dex)	(mÅ)	(dex)	(mÅ)	(dex)
Fe I	5567.40	2.61	-2.760	62.0	7.63	...	...	159.6	6.83	160.6	6.60	...	...
Fe I	5576.10	3.43	-1.090	110.0	7.39	48.1	6.41	195.6	6.64	232.6	6.75	70.0	6.97
Fe I	5607.66	4.15	-2.430	14.0	7.66	...	...	...	...	...	...	...	...
Fe I	5611.36	3.63	-3.140	9.0	7.65	...	...	...	...	27.2	6.99	...	...
Fe I	5618.64	4.21	-1.530	48.0	7.63	...	...	...	...	73.9	6.68	...	...
Fe I	5619.61	4.39	-1.720	32.0	7.66	...	...	...	...	...	...	...	...
Fe I	5633.95	4.99	-0.530	66.0	7.71	...	...	...	...	63.2	6.55	...	...
Fe I	5635.83	4.26	-1.820	33.0	7.65	...	...	...	...	...	...	...	...
Fe I	5636.70	3.64	-2.740	20.0	7.68	...	...	...	...	...	...	...	...
Fe I	5638.27	4.22	-1.020	73.0	7.58	...	...	...	...	111.7	6.52	...	...
Fe I	5641.44	4.26	-1.170	64.0	7.61	...	...	...	...	84.3	6.48	...	...
Fe I	5651.48	4.47	-2.000	18.0	7.66	...	...	...	...	29.5	6.94	...	...
Fe I	5652.33	4.26	-1.990	25.0	7.65	...	...	...	...	37.9	6.79	...	...
Fe I	5661.35	4.26	-2.050	22.0	7.63	...	...	...	...	...	...	...	...
Fe I	5667.52	4.17	-1.590	47.0	7.65	...	...	99.2	7.04	108.7	6.99	...	...
Fe I	5679.03	4.65	-0.960	57.0	7.60	...	...	...	...	...	...	...	...
Fe II	4993.35	2.81	-4.040	31.0	7.63	...	...	...	...	...	...	103.0	7.12
Fe II	5100.65	2.81	-4.410	18.0	7.63	35.1	6.68	41.8	6.76	...	...	67.0	7.19
Fe II	5197.57	3.23	-2.470	78.0	7.56	...	...	...	...	...	...	...	...
Fe II	5234.63	3.22	-2.440	80.0	7.56	...	...	...	...	...	...	...	...
Fe II	5264.80	3.33	-3.270	46.0	7.70	...	...	...	...	...	...	...	...
Fe II	5325.54	3.22	-3.400	41.0	7.61	94.3	6.80	...	...	73.1	6.80	98.0	6.78
Fe II	5414.08	3.22	-3.740	28.0	7.62	58.1	6.70	60.8	6.83	...	...	70.0	6.89
Fe II	5425.26	3.20	-3.470	39.0	7.61	87.2	6.76	...	...	...	...	102.0	6.87
Fe II	5478.46	4.19	-2.180	52.0	7.58	...	...	...	...	...	...	...	...

EK-1. 4. Çizgi listesinin devamı

Species	λ (Å)	L.E.P (eV)	log(gf)	SS Gem		SZ Mon		TT Oph		UZ Oph		DF Cyg	
				EW	log $\epsilon(X)$	EW	log $\epsilon(X)$	EW	log $\epsilon(X)$	EW	log $\epsilon(X)$	EW	log $\epsilon(X)$
				(mÅ)	(dex)	(mÅ)	(dex)	(mÅ)	(dex)	(mÅ)	(dex)	(mÅ)	(dex)
Fe I	4869.47	3.55	-2.670	...	...	108.0	7.77	14.0	6.91	...	...	...	...
Fe I	4870.04	3.93	-1.740	...	...	147.0	7.68	50.0	7.02	...	...	64.0	7.54
Fe I	4874.36	3.07	-3.200	...	...	...	...	...	...	...	...	...	...
Fe I	4875.88	3.33	-2.100	...	...	...	...	...	...	...	...	...	...
Fe I	4882.15	3.41	-1.670	49.0	7.08	...	...	...	...	...	...	...	...
Fe I	4885.43	3.88	-1.330	49.0	7.17	...	...	...	...	...	...	...	...
Fe I	4886.33	4.15	-1.030	51.0	7.14	...	...	103.0	7.05	90.0	7.35	...	...
Fe I	4892.87	4.22	-1.410	23.0	7.14	136.0	7.57	53.0	7.03	69.0	7.54	...	...
Fe I	4903.32	2.88	-1.050	152.0	7.06	315.0	7.78	219.0	6.83	167.0	7.16	...	...
Fe I	4905.14	3.93	-2.090	...	...	124.0	7.78	37.0	7.21	...	...	...	...
Fe I	4907.73	3.43	-2.000	37.0	7.27	...	...	107.0	7.29	107.0	7.80	...	...
Fe I	4917.23	4.19	-1.260	30.0	7.10	161.0	7.65	72.0	7.04	92.0	7.64	...	...
Fe I	4930.31	3.96	-1.100	36.0	6.83	179.0	7.42	...	...	82.0	7.13	...	...
Fe I	4946.39	3.37	-1.290	90.0	7.09	...	...	173.0	7.12	131.0	7.35	...	...
Fe I	4961.92	3.63	-2.540	...	...	93.0	7.58	38.0	7.35	...	...	...	...
Fe I	4962.58	4.18	-1.960	...	...	...	...	...	...	...	...	...	...
Fe I	4978.61	3.98	-0.490	...	...	...	...	...	...	...	...	...	...
Fe I	4986.91	4.26	-2.210	...	...	53.0	7.58	...	...	...	...	35.0	7.94
Fe I	4993.68	4.21	-1.230	...	...	...	...	...	...	...	...	...	...
Fe I	4994.13	0.91	-3.420	...	...	...	...	...	...	...	...	...	...
Fe I	5001.87	3.88	-0.530	115.0	7.05	224.0	7.31	215.0	7.36	...	...	...	...
Fe I	5021.60	4.26	-0.910	...	...	...	...	...	...	...	...	...	...
Fe I	5023.18	4.28	-1.710	...	...	...	...	...	...	...	...	...	...
Fe I	5036.92	3.02	-3.200	...	...	...	...	...	...	...	...	...	...
Fe I	5044.22	2.85	-2.320	47.0	7.19	209.0	7.62	112.0	7.01	...	...	122.0	7.69
Fe I	5054.65	3.64	-2.270	16.0	7.30	127.0	7.63	44.0	7.16	54.0	7.64	52.0	7.64
Fe I	5056.85	4.26	-1.920	...	...	99.0	7.75	...	...	...	...	70.0	8.09
Fe I	5067.15	4.22	-1.100	...	...	...	...	88.0	7.05	113.0	7.77	...	...
Fe I	5074.75	4.22	-0.420	121.0	7.31	217.0	7.49	155.0	6.98	...	...	...	...
Fe I	5088.15	4.15	-1.850	...	...	...	...	...	...	...	...	...	...
Fe I	5090.78	4.26	-0.740	73.0	7.18	175.0	7.34	120.0	7.01	87.0	7.12	...	...
Fe I	5110.37	3.57	-0.600	...	...	...	...	...	...	...	...	...	...
Fe I	5121.65	4.28	-0.440	...	...	...	...	...	...	112.0	7.15	193.0	8.09
Fe I	5127.36	0.91	-3.000	148.0	7.07	...	...	...	...	...	...	...	...
Fe I	5141.74	2.42	-2.420	66.0	7.10	...	...	148.0	6.93	120.0	7.34	...	...
Fe I	5145.10	2.20	-3.370	...	...	...	...	...	...	...	...	...	...
Fe I	5150.19	3.57	-2.780	...	...	...	...	...	...	...	...	...	...
Fe I	5151.91	1.01	-3.440	...	...	...	...	...	...	156.0	7.37	...	...
Fe I	5187.91	4.14	-1.520	...	...	...	...	...	...	...	...	...	...
Fe I	5194.95	1.56	-2.580	...	...	...	...	...	...	...	...	...	...
Fe I	5195.48	4.22	-0.580	...	...	...	...	...	...	...	...	...	...
Fe I	5196.06	4.26	-1.000	...	...	...	...	...	...	...	...	...	...
Fe I	5197.94	4.30	-1.730	...	...	...	...	...	...	...	...	...	...
Fe I	5198.72	2.22	-2.410	109.0	7.31	...	...	193.0	7.11	...	...	...	...
Fe I	5209.89	3.24	-3.440	...	...	...	...	...	...	...	...	...	...
Fe I	5217.40	3.21	-1.370	108.0	7.19	...	...	173.0	6.98	...	...	...	...
Fe I	5217.92	3.64	-2.090	...	...	...	...	...	...	...	...	...	...
Fe I	5223.19	3.63	-2.510	...	...	...	...	...	...	...	...	51.0	7.85
Fe I	5242.50	3.63	-1.270	61.0	7.00	209.0	7.49	...	...	...	...	127.0	7.46
Fe I	5243.78	4.26	-1.220	...	...	...	...	...	...	...	...	...	...
Fe I	5253.46	3.28	-1.790	52.0	7.10	...	...	...	...	...	...	...	...
Fe I	5257.65	3.57	-2.680	...	...	87.0	7.57	...	...	...	...	66.0	8.13
Fe I	5288.53	3.69	-1.840	26.0	7.15	...	...	69.0	7.04	73.0	7.48	...	...
Fe I	5293.96	4.14	-2.010	...	...	109.0	7.77	...	...	...	...	61.0	7.96
Fe I	5294.55	3.64	-2.880	...	...	87.0	7.85	...	...	...	...	38.0	8.05
Fe I	5295.32	4.41	-1.750	...	...	...	...	...	...	...	...	...	...
Fe I	5307.37	1.61	-3.170	96.0	7.37	...	...	206.0	7.28	121.0	7.24	195.0	8.16
Fe I	5321.11	4.43	-1.460	17.0	7.22	95.0	7.78	44.0	7.17	...	...	56.0	7.62
Fe I	5322.05	2.28	-3.110	37.0	7.31	...	...	115.0	7.18	80.0	7.41	127.0	7.93

EK-1. 5. Çizgi listesinin devamı

Species	λ (Å)	L.E.P (eV)	log(gf)	SS Gem		SZ Mon		TT Oph		UZ Oph		DF Cyg	
				EW	log $\epsilon(X)$	EW	log $\epsilon(X)$	EW	log $\epsilon(X)$	EW	log $\epsilon(X)$	EW	log $\epsilon(X)$
				(mÅ)	(dex)	(mÅ)	(dex)	(mÅ)	(dex)	(mÅ)	(dex)	(mÅ)	(dex)
Fe I	5324.18	3.21	-0.220	206.0	7.18	...	...	276.0	6.90	200.0	7.07	...	...
Fe I	5326.14	3.02	-2.420	...	...	132.0	7.04	...	...	...	...	...	...
Fe I	5358.12	3.30	-3.450	...	...	53.0	7.68	...	...	...	...	...	...
Fe I	5361.63	4.41	-1.370	21.0	7.22	122.0	7.56	60.0	7.24	...	...	87.0	7.86
Fe I	5373.71	4.47	-1.020	30.0	7.10	157.0	7.63	81.0	7.15	103.0	7.78	103.0	7.74
Fe I	5379.58	3.69	-1.750	...	...	188.0	7.75	73.0	6.98	53.0	7.14	100.0	7.68
Fe I	5382.25	0.12	-6.150	...	...	...	...	...	...	...	...	37.0	7.79
Fe I	5383.38	4.31	0.170	164.0	7.28	260.0	7.46	220.0	7.12	178.0	7.48	...	...
Fe I	5386.34	4.15	-1.940	...	...	94.0	7.56	24.0	7.03	...	...	64.0	7.92
Fe I	5387.48	4.14	-1.970	...	...	80.0	7.45	...	...	...	...	51.0	7.79
Fe I	5393.18	3.24	-1.020	132.0	7.10	324.0	8.06	223.0	7.14	183.0	7.62	...	...
Fe I	5395.22	4.44	-1.960	...	...	...	...	...	...	...	...	...	...
Fe I	5398.29	4.44	-0.860	41.0	7.08	177.0	7.64	...	...	...	...	...	...
Fe I	5400.51	4.37	-0.090	88.0	6.77	264.0	7.84	154.0	6.77	140.0	7.23	176.5	7.60
Fe I	5401.27	4.32	-1.950	...	...	95.0	7.78	17.0	7.06	...	...	...	...
Fe I	5406.77	4.37	-1.650	...	...	...	...	...	...	...	...	...	...
Fe I	5417.04	4.41	-1.670	18.0	7.44	100.0	7.65	...	...	...	...	...	...
Fe I	5432.95	4.44	-0.920	...	...	...	...	...	...	...	...	...	...
Fe I	5436.59	2.28	-3.560	...	...	...	...	...	...	...	...	...	...
Fe I	5441.35	4.31	-1.790	...	...	101.0	7.66	...	...	...	...	...	...
Fe I	5445.05	4.39	-0.340	109.0	7.25	...	...	176.0	7.25	150.0	7.65	...	...
Fe I	5461.56	4.44	-1.840	...	...	95.0	7.80	...	...	...	...	58.0	8.04
Fe I	5464.28	4.14	-1.820	...	...	...	...	...	...	...	...	...	...
Fe I	5466.40	4.37	-0.820	49.0	7.08	...	...	93.0	6.95	98.0	7.41	...	...
Fe I	5466.99	3.57	-2.480	...	...	...	...	...	...	...	...	...	...
Fe I	5470.09	4.44	-1.810	...	...	...	...	...	...	...	...	...	...
Fe I	5472.71	4.21	-1.680	...	...	...	...	...	...	66.0	7.74	88.0	7.99
Fe I	5487.15	4.41	-1.620	...	...	...	...	...	...	...	...	...	...
Fe I	5491.84	4.19	-2.460	...	...	...	...	...	...	...	...	...	...
Fe I	5522.45	4.21	-1.670	...	...	...	...	37.0	7.05	40.0	7.39	83.0	7.92
Fe I	5538.52	4.22	-1.800	15.0	7.31	...	...	28.0	7.04	38.0	7.50	72.0	7.94
Fe I	5539.29	3.64	-2.810	...	...	...	...	...	...	10.0	7.27	46.0	8.08
Fe I	5554.90	4.55	-0.380	57.0	6.90	...	...	107.0	6.82	100.0	7.18	...	...
Fe I	5567.40	2.61	-2.760	36.0	7.23	...	...	111.0	7.14	82.0	7.40	...	...
Fe I	5576.10	3.43	-1.090	114.0	7.16	...	...	189.0	7.04	159.0	7.52	195.0	7.86
Fe I	5607.66	4.15	-2.430	...	...	...	...	...	...	...	...	...	...
Fe I	5611.36	3.63	-3.140	...	...	...	...	...	...	...	...	18.0	7.90
Fe I	5618.64	4.21	-1.530	18.0	7.11	...	...	48.0	7.05	...	...	87.0	7.82
Fe I	5619.61	4.39	-1.720	...	...	...	...	27.0	7.12	...	...	...	...
Fe I	5633.95	4.99	-0.530	66.0	7.54	...	...	85.0	7.24	82.0	7.55	96.0	7.66
Fe I	5635.83	4.26	-1.820	...	...	...	...	27.0	7.08	...	...	35.0	7.52
Fe I	5636.70	3.64	-2.740	...	...	...	...	...	...	...	...	...	...
Fe I	5638.27	4.22	-1.020	40.0	7.02	...	...	104.0	7.07	83.0	7.29	143.0	7.94
Fe I	5641.44	4.26	-1.170	...	...	...	...	...	...	...	...	...	...
Fe I	5651.48	4.47	-2.000	...	...	...	...	...	...	...	...	...	...
Fe I	5652.33	4.26	-1.990	...	...	...	...	22.0	7.15	...	...	...	...
Fe I	5661.35	4.26	-2.050	...	...	...	...	...	...	...	...	...	...
Fe I	5667.52	4.17	-1.590	...	...	...	...	...	...	...	...	...	...
Fe I	5679.03	4.65	-0.960	...	...	...	...	...	...	69.0	7.49	...	...
Fe II	4993.35	2.81	-4.040	139.0	7.18	...	...	151.0	7.18	135.0	7.41	128.0	8.01
Fe II	4971.35	10.3	3.180	...	...	...	...	...	...	...	...	132.0	7.78
Fe II	5100.65	2.81	-4.410	111.0	7.25	...	...	114.0	7.19	109.0	7.43	...	...
Fe II	5197.57	3.23	-2.470	251.0	7.37	...	...	...	...	...	...	...	...
Fe II	5234.63	3.22	-2.440	...	...	...	...	...	...	...	...	...	...
Fe II	5264.80	3.33	-3.270	...	...	...	...	...	...	...	...	...	...
Fe II	5325.54	3.22	-3.400	...	...	170.0	7.62	...	...	...	...	...	...
Fe II	5414.08	3.22	-3.740	...	...	...	...	114.0	6.94	134.0	7.48	...	...
Fe II	5425.26	3.20	-3.470	142.0	6.98	...	...	144.0	6.91	139.0	7.25	...	...
Fe II	5478.46	4.19	-2.180	...	...	...	...	...	...	...	...	...	...

EK-1. 6. Çizgi listesinin devamı

Species	λ	L.E.P	log(gf)	SUN		AR Sgr		CE Vir		DY Aql		HP Lyr	
				EW	log $\epsilon(X)$	EW	log $\epsilon(X)$	EW	log $\epsilon(X)$	EW	log $\epsilon(X)$	EW	log $\epsilon(X)$
				(mÅ)	(dex)	(mÅ)	(dex)	(mÅ)	(dex)	(mÅ)	(dex)	(mÅ)	(dex)
C I	5380.32	7.68	-1.650	22.0	8.47	syn	7.17	...	...	syn	8.39	syn	8.38
Si I	5665.56	4.92	-2.010	39.0	7.52	...	...	...	...	syn	7.23	syn	7.52
Si I	5690.43	4.93	-1.830	49.0	7.52	...	...	syn	7.42	syn	7.08	...	...
Ca I	5261.70	2.52	-0.670	95.0	6.42	...	...	...	...	...	...	...	...
Ca I	5512.98	2.93	-0.540	83.0	6.35	...	...	...	...	...	...	...	...
Ca I	5581.98	2.52	-0.710	93.0	6.40	syn	5.47	syn	5.38	144.8	5.19	...	...
Ca I	5588.76	2.52	0.210	...	...	syn	5.63	...	...	...	...	syn	4.83
Sc II	5526.82	1.77	0.110	74.0	3.06	...	...	...	...	syn	0.98	...	...
Sc II	5657.87	1.51	-0.330	65.0	3.03	...	...	...	...	...	...	...	...
Sc II	5239.82	1.45	-0.680	51.0	3.05	syn	2.37	syn	1.22	...	...	...	...
Sc II	5318.37	1.36	-1.730	13.0	3.07	...	...	...	...	...	...	...	...
Sc II	5667.16	1.50	-1.060	32.0	3.06	...	...	...	...	...	...	...	...
Sc II	5669.04	1.50	-1.000	35.0	3.06	...	...	...	...	...	...	54.0	2.27
Sc II	5684.19	1.51	-0.950	37.0	3.06	...	...	...	...	...	...	...	...
Ti I	4915.23	1.89	-1.190	6.0	4.96	...	...	61.8	4.84	...	...	...	...
Ti I	4975.35	2.50	0.420	39.0	4.99	...	...	91.6	4.29	...	...	...	...
Ti I	4977.71	2.02	-0.150	35.0	5.01	...	...	...	...	...	...	...	...
Ti I	4999.51	0.83	0.050	96.0	4.92	...	...	...	...	...	...	...	...
Ti I	5000.98	2.00	-0.040	41.0	5.00	...	...	...	...	...	...	...	...
Ti I	5016.16	0.85	-0.670	63.0	4.96	...	...	...	...	...	...	...	...
Ti I	5020.03	0.84	-0.440	74.0	4.96	...	...	...	...	...	...	...	...
Ti I	5022.87	0.83	-0.530	71.0	4.98	...	...	...	...	...	...	...	...
Ti I	5024.85	0.82	-0.620	67.0	4.97	...	...	...	...	...	...	...	...
Ti I	5025.57	2.04	0.330	56.0	4.99	...	...	...	...	...	...	...	...
Ti I	5043.58	0.84	-1.840	14.0	4.99	...	...	...	...	...	...	...	...
Ti I	5071.49	1.46	-0.820	29.0	4.99	...	...	...	...	...	...	...	...
Ti I	5120.42	2.58	0.730	51.0	4.99	...	...	...	...	...	...	43.0	5.16
Ti I	5145.46	1.46	-0.670	36.0	4.99	...	...	...	...	...	...	...	...
Ti I	5210.39	0.05	-0.970	86.0	4.95	...	...	...	...	...	...	...	...
Ti I	5223.62	2.09	-0.650	14.0	5.01	...	...	...	...	...	...	...	...
Ti I	5224.55	2.10	-0.290	25.0	4.98	...	...	...	...	...	...	...	...
Ti I	5224.93	2.12	1.030	87.0	4.99	...	...	...	...	...	...	...	...
Ti I	5426.26	0.02	-3.100	6.0	4.99	...	...	...	...	...	...	...	...
Ti I	5453.65	1.44	-1.700	6.0	5.00	...	...	...	...	...	...	...	...
Ti I	5471.20	1.44	-1.600	7.0	4.97	...	...	...	...	...	...	...	...
Ti I	5490.15	1.46	-1.030	22.0	5.00	...	...	...	...	...	...	...	...
Ti I	5689.48	2.30	-0.510	13.0	5.01	...	...	...	...	...	...	...	...
Ti II	5490.67	1.56	-2.810	20.0	4.95	...	...	...	...	...	...	...	...
Ti II	5211.53	2.59	-1.470	34.0	4.96	66.1	4.03	...	...	113.2	4.52	...	...
Ti II	4874.01	3.09	-0.920	36.0	4.93	91.4	4.27	...	...	...	...	...	...
Ti II	4911.19	3.12	-0.560	50.0	4.93	109.8	4.16	...	...	...	...	...	...
Ti II	5005.17	1.57	-2.680	24.0	4.96	...	...	...	...	...	...	...	...
Ti II	5262.15	1.58	-0.470	131.0	4.94	...	...	...	...	...	...	...	...
Ti II	5336.79	1.58	-1.600	71.0	4.94	161.4	4.42	...	...	...	...	...	...
Ti II	5418.77	1.58	-2.090	49.0	4.93	103.9	4.11	135.3	4.31	171.9	4.40	...	...
V I	4932.02	1.22	0.220	42.0	4.01	...	...	...	...	48.1	2.20	...	...
V I	5545.93	1.06	-0.750	12.0	4.00	...	...	...	...	...	...	...	...
V I	5604.95	1.04	-1.390	3.0	3.96	...	...	...	...	...	...	...	...
V I	5657.45	1.06	-1.130	6.0	4.04	...	...	...	...	...	...	...	...
V I	5668.36	1.08	-1.050	6.0	3.98	...	...	syn	4.32	...	...	...	...
V I	5670.86	1.08	-0.510	19.0	4.01	...	...	syn	4.22	...	...	...	...
Cr I	4936.34	3.11	-0.320	45.0	5.65	...	...	...	...	...	...	...	...
Cr I	4942.48	0.94	-1.450	87.0	5.62	...	...	...	...	...	...	...	...
Cr I	4953.72	3.12	-1.570	5.0	5.62	...	...	...	...	...	...	...	...
Cr I	4964.92	0.94	-2.570	39.0	5.65	...	...	...	...	...	...	...	...
Cr I	5013.30	2.71	-0.370	61.0	5.65	...	...	...	...	...	...	...	...
Cr I	5067.71	2.71	-0.880	37.0	5.64	syn	5.50	...	...	...	...	...	...
Cr I	5110.76	2.71	-1.140	26.0	5.65	...	...	...	...	...	...	...	...

EK-1. 7. Çizgi listesinin devamı

Species	λ (Å)	L.E.P (eV)	log(gf)	SUN		AR Sgr		CE Vir		DY Aql		HP Lyr	
				EW	log $\epsilon(X)$	EW	log $\epsilon(X)$	EW	log $\epsilon(X)$	EW	log $\epsilon(X)$	EW	log $\epsilon(X)$
				(mÅ)	(dex)	(mÅ)	(dex)	(mÅ)	(dex)	(mÅ)	(dex)	(mÅ)	(dex)
Cr I	5200.18	3.38	-0.610	22.0	5.65	...	...	...	...	...	...	...	...
Cr I	5221.75	3.37	-0.510	26.0	5.63	...	...	...	...	74.7	5.16	...	...
Cr I	5224.08	3.41	-0.980	10.0	5.62	...	...	...	...	...	...	...	...
Cr I	5238.96	2.71	-1.420	16.0	5.64	...	...	...	...	...	...	...	...
Cr I	5204.51	0.94	-0.190	203.0	5.51	syn	5.87	...	...	...	...	110.0	4.48
Cr I	5247.57	0.96	-1.640	80.0	5.60	...	...	...	...	...	...	...	...
Cr I	5296.70	0.98	-1.360	92.0	5.57	...	...	...	...	...	...	23.0	4.76
Cr I	5348.33	1.00	-1.150	103.0	5.57	...	...	226.3	4.47	305.3	4.84	...	...
Cr I	5664.03	3.64	-0.190	39.0	5.83	...	...	...	...	...	...	...	...
Cr I	5386.97	3.37	-0.640	21.0	5.63	...	...	25.2	4.79	...	...	...	...
Cr II	5305.87	3.83	-2.070	23.0	5.58	...	...	...	...	...	...	36.0	4.61
Cr II	5308.42	4.07	-1.780	25.0	5.57	...	...	...	...	...	...	26.0	4.36
Cr II	5310.69	4.07	-2.230	12.0	5.57	...	...	...	...	...	...	18.0	4.63
Cr II	5237.32	4.07	-1.120	51.0	5.57	...	...	...	...	91.9	4.89	89.0	4.40
Cr II	4876.48	3.86	-0.790	72.0	5.56	...	...	...	...	...	...	...	...
Cr II	5313.59	4.07	-1.610	32.0	5.59	...	...	...	...	...	...	56.0	4.59
Cr II	5334.87	4.07	-1.590	33.0	5.59	...	...	49.8	4.69	66.1	5.06	51.0	4.52
Cr II	5337.78	4.07	-1.500	36.0	5.57	...	...	...	...	...	...	74.0	4.65
Mn I	5004.90	2.92	-1.630	14.0	5.40	...	...	...	...	...	...	...	...
Mn I	5394.64	0.00	-2.880	83.0	5.38	...	...	syn	4.41	...	...	syn	4.80
Mn I	5420.41	2.14	-2.020	88.0	5.36	...	...	syn	4.41	syn	4.02	syn	5.06
Mn I	5432.54	0.00	-3.670	50.0	5.40	...	...	...	...	...	...	...	...
Mn I	5516.73	2.18	-1.540	48.0	5.41	...	...	...	...	syn	4.35	...	...
Co I	5149.79	1.74	-2.270	10.0	4.90	...	...	...	...	...	...	...	...
Co I	5212.69	3.51	-0.190	20.0	4.90	...	...	...	...	...	...	...	...
Co I	5331.44	1.78	-1.930	19.0	4.93	...	...	syn	4.69	syn	4.20	...	...
Co I	5530.78	1.71	-2.090	17.0	4.94	...	...	...	...	syn	4.25	...	...
Co I	5590.70	2.04	-1.820	15.0	4.93	...	...	...	...	...	...	...	...
Co I	5647.24	2.28	-1.620	14.0	4.92	...	...	...	...	syn	4.25	...	...
Ni I	4852.56	3.54	-1.090	43.0	6.20	...	...	...	...	...	...	...	...
Ni I	4913.97	3.74	-0.720	52.0	6.20	...	...	...	...	...	...	...	...
Ni I	4935.83	3.94	-0.400	59.0	6.18	...	...	...	...	...	...	...	...
Ni I	4953.21	3.74	-0.700	53.0	6.20	...	...	135.7	5.83	109.9	5.45	...	...
Ni I	4998.23	3.61	-0.950	48.0	6.23	...	...	...	...	...	...	...	...
Ni I	5010.94	3.63	-0.960	46.0	6.21	...	...	...	...	99.2	5.47	...	...
Ni I	5035.37	3.63	0.050	98.0	6.34	72.2	5.69	...	...	...	...	...	...
Ni I	5048.85	3.85	-0.410	63.0	6.19	syn	5.50	...	...	...	...	...	...
Ni I	5082.35	3.66	-0.570	63.0	6.17	syn	5.50	135.8	5.59	160.8	5.70	...	...
Ni I	5094.41	3.83	-1.170	28.0	6.22	...	...	...	...	42.5	5.34	...	...
Ni I	5102.97	1.68	-2.870	46.0	6.26	...	...	...	...	152.0	5.32	...	...
Ni I	5115.39	3.83	-0.180	75.0	6.16	19.6	5.02	...	...	...	...	syn	5.62
Ni I	5155.13	3.90	-0.690	47.0	6.20	...	...	...	...	...	...	...	...
Ni I	5157.98	3.61	-1.620	20.0	6.26	...	...	35.6	5.48	...	...	...	...
Ni I	5353.39	1.95	-1.630	89.0	6.24	...	...	...	...	...	...	...	...
Ni I	5452.85	3.79	-1.560	16.0	6.23	...	...	...	...	...	...	...	...
Ni I	5453.23	4.09	-1.470	11.0	6.23	...	...	...	...	...	...	...	...
Ni I	5462.50	3.85	-0.870	42.0	6.22	...	...	...	...	...	...	...	...
Ni I	5468.11	3.85	-1.660	12.0	6.24	...	...	...	...	...	...	...	...
Ni I	5578.73	1.68	-2.750	52.0	6.23	...	...	172.8	5.54	190.1	5.49	...	...
Ni I	5589.35	3.90	-1.160	27.0	6.23	...	...	...	...	...	...	...	...
Ni I	5593.74	3.90	-0.860	40.0	6.21	...	...	...	...	61.3	5.32	...	...
Ni I	5641.89	4.10	-1.070	23.0	6.23	...	...	...	...	...	...	...	...
Y II	5402.78	1.84	-0.600	11.0	2.18	...	...	...	...	...	...	...	...
Y II	5087.42	1.08	-0.320	46.0	2.20	84.1	1.16	syn	-0.04	...	...	syn	0.21
Y II	5200.41	0.99	-0.670	36.0	2.20	...	...	...	...	150.2	1.49	...	...
Nd II	5092.80	0.38	-0.670	6.0	1.46	...	...	syn	0.42	syn	0.23	...	...

EK-1. 8. Çizgi listesinin devamı

Species	λ (Å)	L.E.P (eV)	log(gf)	SS Gem		SZ Mon		TT Oph		UZ Oph		DF Cyg	
				EW	log $\epsilon(X)$	EW	log $\epsilon(X)$	EW	log $\epsilon(X)$	EW	log $\epsilon(X)$	EW	log $\epsilon(X)$
				(mÅ)	(dex)	(mÅ)	(dex)	(mÅ)	(dex)	(mÅ)	(dex)	(mÅ)	(dex)
C I	5380.32	7.68	-1.650	syn	8.17	syn	8.26	syn	7.77	syn	7.74	syn	9.05
Si I	5665.56	4.92	-2.010	...	...	110.0	7.58	73.0	7.39	74.0	7.70	...	...
Si I	5690.43	4.93	-1.830	...	...	115.0	7.46	101.0	7.47	...	...	...	...
Ca I	5261.70	2.52	-0.670	...	...	...	...	...	...	...	...	...	...
Ca I	5512.98	2.93	-0.540	38.0	5.70	...	...	...	...	syn	6.19	syn	6.60
Ca I	5581.98	2.52	-0.710	46.0	5.61	syn	6.36	syn	5.57	syn	6.19	syn	6.60
Ca I	5588.76	2.52	0.210	...	...	...	...	syn	5.87	syn	6.39	...	...
Sc II	5526.82	1.77	0.110	...	...	syn	1.90	syn	2.10	syn	2.53	syn	2.90
Sc II	5657.87	1.51	-0.330	...	...	...	...	...	...	...	...	...	...
Sc II	5239.82	1.45	-0.680	syn	1.47	syn	2.20	syn	2.11	syn	2.43	syn	2.85
Sc II	5318.37	1.36	-1.730	...	...	...	...	45.0	2.01	66.0	2.49	...	...
Sc II	5667.16	1.50	-1.060	...	...	...	...	...	...	...	...	...	...
Sc II	5669.04	1.50	-1.000	...	...	98.0	2.11	118.0	2.07	...	...	...	...
Sc II	5684.19	1.51	-0.950	...	...	...	...	...	...	...	...	...	...
Ti I	4915.23	1.89	-1.190	...	...	...	...	...	...	...	...	...	...
Ti I	4975.35	2.50	0.420	...	...	103.0	4.70	...	...	...	...	59.0	5.06
Ti I	4977.71	2.02	-0.150	...	...	89.0	4.58	25.0	4.27	...	...	62.0	5.20
Ti I	4999.51	0.83	0.050	...	...	...	...	212.0	4.61	137.0	4.67	...	...
Ti I	5000.98	2.00	-0.040	...	...	...	...	...	...	...	...	...	...
Ti I	5016.16	0.85	-0.670	...	...	...	...	122.0	4.52	63.0	4.53	...	...
Ti I	5020.03	0.84	-0.440	58.0	4.66	...	...	153.0	4.54	...	...	...	...
Ti I	5022.87	0.83	-0.530	...	...	...	...	...	...	...	...	...	...
Ti I	5024.85	0.82	-0.620	...	...	...	...	121.0	4.43	56.0	4.37	...	...
Ti I	5025.57	2.04	0.330	...	...	...	...	73.0	4.40	...	...	...	...
Ti I	5043.58	0.84	-1.840	...	...	...	...	...	...	...	...	18.0	5.03
Ti I	5071.49	1.46	-0.820	...	...	...	...	...	...	...	...	...	...
Ti I	5120.42	2.58	0.730	79.0	5.30	...	...	...	...	...	...	79.0	5.04
Ti I	5145.46	1.46	-0.670	...	...	...	...	...	...	...	...	...	...
Ti I	5210.39	0.05	-0.970	...	...	...	...	192.0	4.51	98.0	4.38	...	...
Ti I	5223.62	2.09	-0.650	...	...	...	...	...	...	...	...	...	...
Ti I	5224.55	2.10	-0.290	...	...	...	...	...	...	...	...	...	...
Ti I	5224.93	2.12	1.030	...	...	...	...	...	...	...	...	...	...
Ti I	5426.26	0.02	-3.100	...	...	...	...	...	...	...	...	...	...
Ti I	5453.65	1.44	-1.700	...	...	...	...	...	...	...	...	...	...
Ti I	5471.20	1.44	-1.600	...	...	...	...	...	...	...	...	...	...
Ti I	5490.15	1.46	-1.030	...	...	...	...	133.0	4.46	...	...	...	...
Ti I	5689.48	2.30	-0.510	...	...	...	...	...	...	...	...	...	...
Ti II	5490.67	1.56	-2.810	...	...	...	...	...	...	107.0	4.58	89.0	5.17
Ti II	5211.53	2.59	-1.470	37.0	3.42	syn	4.20	...	...	128.0	4.58	124.0	5.26
Ti II	4874.01	3.09	-0.920	36.0	3.33	...	...	130.0	4.25	...	...	...	...
Ti II	4911.19	3.12	-0.560	...	...	...	...	...	...	...	...	122.0	4.86
Ti II	5005.17	1.57	-2.680	...	...	...	...	...	...	...	...	...	...
Ti II	5262.15	1.58	-0.470	...	...	...	...	...	...	...	...	...	...
Ti II	5336.79	1.58	-1.600	113.0	3.37	syn	4.50	243.0	4.34	201.0	4.65	...	...
Ti II	5418.77	1.58	-2.090	...	...	...	...	180.0	4.18	146.0	4.35	...	...
V I	4932.02	1.22	0.220	...	...	...	...	...	...	...	...	syn	4.64
V I	5545.93	1.06	-0.750	...	...	...	...	...	...	...	...	...	...
V I	5604.95	1.04	-1.390	...	...	65.0	4.33	...	...	...	...	...	...
V I	5657.45	1.06	-1.130	...	...	...	...	...	...	...	...	...	...
V I	5668.36	1.08	-1.050	...	...	syn	4.50	syn	3.91	syn	4.13	...	...
V I	5670.86	1.08	-0.510	...	...	syn	4.70	syn	3.51	syn	4.13	...	...
Cr I	4936.34	3.11	-0.320	...	...	128.0	5.60	...	...	...	...	...	...
Cr I	4942.48	0.94	-1.450	...	...	...	...	...	...	85.0	4.85	...	...
Cr I	4953.72	3.12	-1.570	...	...	...	...	...	...	...	...	...	...
Cr I	4964.92	0.94	-2.570	...	...	...	...	...	...	...	...	...	...
Cr I	5013.30	2.71	-0.370	...	...	...	...	...	...	...	...	...	...
Cr I	5067.71	2.71	-0.880	...	...	...	...	...	...	...	...	...	...
Cr I	5110.76	2.71	-1.140	...	...	...	...	...	...	...	...	...	...

EK-1. 9. Çizgi listesinin devamı

Species	λ (Å)	L.E.P (eV)	log(gf)	SS Gem		SZ Mon		TT Oph		UZ Oph		DF Cyg	
				EW	log $\epsilon(X)$	EW	log $\epsilon(X)$	EW	log $\epsilon(X)$	EW	log $\epsilon(X)$	EW	log $\epsilon(X)$
				(mÅ)	(dex)	(mÅ)	(dex)	(mÅ)	(dex)	(mÅ)	(dex)	(mÅ)	(dex)
Cr I	5200.18	3.38	-0.610	...	...	...	...	...	...	...	...	...	...
Cr I	5221.75	3.37	-0.510	...	...	...	...	...	...	...	...	syn	6.11
Cr I	5224.08	3.41	-0.980	...	...	...	...	...	...	...	...	...	...
Cr I	5238.96	2.71	-1.420	...	...	...	...	...	...	...	...	...	...
Cr I	5204.51	0.94	-0.190	...	...	...	...	...	...	...	...	...	...
Cr I	5247.57	0.96	-1.640	...	...	...	...	...	...	...	...	...	...
Cr I	5296.70	0.98	-1.360	74.0	5.05	...	...	137.0	4.63	105.0	4.99	...	...
Cr I	5348.33	1.00	-1.150	81.0	4.93	...	...	140.0	4.46	124.0	5.02	syn	6.11
Cr I	5664.03	3.64	-0.190	...	...	...	...	...	...	...	...	...	...
Cr I	5386.97	3.37	-0.640	...	...	76.0	5.69	...	...	...	...	syn	6.11
Cr II	5305.87	3.83	-2.070	...	...	123.0	5.63	75.0	4.77	...	...	syn	6.11
Cr II	5308.42	4.07	-1.780	...	...	129.0	5.68	61.0	4.59	62.0	4.69	syn	6.11
Cr II	5310.69	4.07	-2.230	...	...	...	...	34.0	4.70	...	...	syn	6.11
Cr II	5237.32	4.07	-1.120	155.0	4.83	...	...	109.0	4.39	151.0	5.18	...	...
Cr II	4876.48	3.86	-0.790	...	...	...	...	...	...	...	...	...	...
Cr II	5313.59	4.07	-1.610	101.0	4.74	152.0	5.79	93.0	4.74	91.0	4.87	syn	6.11
Cr II	5334.87	4.07	-1.590	90.0	4.61	...	...	74.0	4.53	...	...	syn	6.11
Cr II	5337.78	4.07	-1.500	119.0	4.80	...	...	...	...	...	...	...	...
Mn I	5004.90	2.92	-1.630	...	...	...	...	...	...	...	...	...	...
Mn I	5394.64	0.00	-2.880	41.0	4.76	syn	5.40	syn	4.00	syn	4.32	syn	5.63
Mn I	5420.41	2.14	-2.020	syn	5.06	syn	5.40	syn	4.40	syn	4.75	...	...
Mn I	5432.54	0.00	-3.670	...	...	...	...	...	...	...	...	...	...
Mn I	5516.73	2.18	-1.540	27.0	5.13	...	...	...	...	...	...	syn	5.93
Co I	5149.79	1.74	-2.270	...	...	...	...	...	...	...	...	...	...
Co I	5212.69	3.51	-0.190	...	...	...	...	...	...	...	...	...	...
Co I	5331.44	1.78	-1.930	...	...	syn	5.33	38.0	4.58	...	...	syn	5.66
Co I	5530.78	1.71	-2.090	...	...	...	...	39.0	4.66	...	...	syn	5.66
Co I	5590.70	2.04	-1.820	...	...	...	...	...	...	...	...	...	...
Co I	5647.24	2.28	-1.620	...	...	syn	5.22	32.0	4.70	...	...	...	...
Ni I	4852.56	3.54	-1.090	...	...	...	...	...	...	...	...	...	...
Ni I	4913.97	3.74	-0.720	...	...	...	...	...	...	...	...	...	...
Ni I	4935.83	3.94	-0.400	...	...	138.0	5.99	...	...	73.0	5.97	103.0	6.32
Ni I	4953.21	3.74	-0.700	...	...	...	...	69.0	5.65	...	...	...	...
Ni I	4998.23	3.61	-0.950	25.0	5.82	...	...	83.0	5.89	...	...	104.0	6.55
Ni I	5010.94	3.63	-0.960	18.0	5.69	103.0	5.82	68.0	5.78	...	...	87.0	6.39
Ni I	5035.37	3.90	0.050	97.0	5.96	...	...	...	...	...	...	...	...
Ni I	5048.85	3.85	-0.410	...	...	...	...	...	...	...	...	...	...
Ni I	5082.35	3.66	-0.570	32.0	5.61	145.0	5.87	...	...	81.0	5.95	...	...
Ni I	5094.41	3.83	-1.170	...	...	...	...	31.0	5.75	...	...	...	...
Ni I	5102.97	1.68	-2.870	27.0	6.01	...	...	111.0	5.95	74.0	6.18	126.0	6.78
Ni I	5115.39	3.83	-0.180	...	...	...	...	112.0	5.60	116.0	6.16	...	...
Ni I	5155.13	3.90	-0.690	...	...	107.0	5.89	...	...	...	...	...	...
Ni I	5157.98	3.61	-1.620	...	...	...	...	...	...	...	...	...	...
Ni I	5353.39	1.95	-1.630	67.0	5.53	...	...	170.0	5.48	134.0	5.90	188.0	6.55
Ni I	5452.85	3.79	-1.560	...	...	...	...	...	...	...	...	41.0	6.58
Ni I	5453.23	4.09	-1.470	...	...	...	...	...	...	...	...	...	...
Ni I	5462.50	3.85	-0.870	...	...	...	...	...	...	...	...	...	...
Ni I	5468.11	3.85	-1.660	...	...	...	...	...	...	...	...	...	...
Ni I	5578.73	1.68	-2.750	26.0	5.85	...	...	112.0	5.79	64.0	5.92	136.0	6.72
Ni I	5589.35	3.90	-1.160	...	...	...	...	...	...	...	...	...	...
Ni I	5593.74	3.90	-0.860	...	...	...	...	42.0	5.65	53.0	6.11	...	...
Ni I	5641.89	4.10	-1.070	...	...	...	...	...	...	...	...	...	...
Y II	5402.78	1.84	-0.600	syn	1.38	syn	1.44	41.0	1.18	...	...	...	...
Y II	5087.42	1.08	-0.320	syn	1.01	syn	1.04	syn	0.90	syn	1.07	syn	1.98
Y II	5200.41	0.99	-0.670	101.0	1.28	...	...	106.0	0.97	74.0	1.01	...	...
Nd II	5092.80	0.38	-0.670	syn	0.60	syn	0.50	syn	0.51	syn	1.03	...	...

ÖZGEÇMİŞ

Gizay YOLALAN

gizayyolalan@gmail.com



ÖĞRENİM BİLGİLERİ

Yüksek Lisans	Akdeniz Üniversitesi
2016-2019	Fen Bilimleri Enstitüsü, Uzay Bilimleri ve Teknolojileri Anabilim Dalı, Antalya
Lisans	Akdeniz Üniversitesi
2012-2016	Fen Fakültesi, Uzay Bilimleri ve Teknolojileri Bölümü, Antalya

ESERLER

Ulusal bilimsel toplantılarda sunulan ve bildiri kitaplarında basılan bildiriler

- 1- YOLALAN, G. ve ŞAHİN, T. DÜLGER, M. ve DEViŞOĞLU Ahmet (2018). RV Tauri türü Post-AGB Yıldızların α -element Bolluk Analizleri: ATLAS9 vs TLUSTY205. 21. Ulusal Astronomi Kong. (Kısa Bildiri / TAD Ödüllü kısa bildiri)
- 2- YOLALAN, G. ve ŞAHİN, T. DÜLGER, M. ve DEViŞOĞLU Ahmet (2018). RV Tauri türü Post-AGB Yıldızların α -element Bolluk Analizleri: ATLAS9 vs TLUSTY205. 21. Ulusal Astronomi Kong. (Kısa Bildiri / TAD Ödüllü kısa bildiri)
- 3- YOLALAN, G. ve ŞAHİN, T. (2018). Revisiting RV Tau Stars: First Ionization Potential (FIP) Effect. 34th International Physics Conference of Turkish Physical Society. (Uzun Bildiri)
- 4- YOLALAN, G. ve ŞAHİN, T. (2016). Seçilmiş RV Tauri türü Post-AGB Değişenler için Birinci İyonizasyon Potansiyeli Etkisinin Araştırılması Üzerine Bir Uygulama. 20. Ulusal Astronomi Kong. (Uzun Bildiri)
- 5- YOLALAN, G. ve ŞAHİN, T. (2016). Metalce Fakir F-Tayf Türü Cüce Yıldızlar HD 3567 , HD 84937 ve BD+ 423607 için Yüksek Çözünürlüklü Optik Spektroskopik Analizleri. 20. Ulusal Astronomi Kong. (Kısa Bildiri)
- 6- ŞAHİN, T., YOLALAN, G. ve LAMBERT., D (2016). Yıldızlararası CO ve Gaz-Toz Ayrışımı Etkisi. 20. Ulusal Astronomi Kong. (Poster)