T.C.
AKDENİZ ÜNİVERSİTESİ

GÜNEŞ KOMŞULUĞUNDAKİ G TAYF TÜRÜNDEN YILDIZLARIN GÖZLEMSEL BİR ÇALIŞMASI: MANYETİK ALANIN VARLIĞI ve YILDIZ ATMOSFERİ ÜZERİNE ETKİSİNİN ARAŞTIRILMASI

Gizay YOLALAN

FEN BİLİMLERİ ENSTİTÜSÜ

UZAY BİLİMLERİ VE TEKNOLOJİLERİ ANABİLİM DALI

DOKTORA TEZİ

TEMMUZ 2025
ANTALYA

T.C.
AKDENİZ ÜNİVERSİTESİ

GÜNEŞ KOMŞULUĞUNDAKİ G TAYF TÜRÜNDEN YILDIZLARIN GÖZLEMSEL BİR ÇALIŞMASI: MANYETİK ALANIN VARLIĞI ve YILDIZ ATMOSFERİ ÜZERİNE ETKİSİNİN ARAŞTIRILMASI

Gizay YOLALAN

FEN BİLİMLERİ ENSTİTÜSÜ

UZAY BİLİMLERİ VE TEKNOLOJİLERİ ANABİLİM DALI

DOKTORA TEZİ

TEMMUZ 2025
ANTALYA

T.C.
AKDENİZ ÜNİVERSİTESİ
FEN BİLİMLERİ ENSTİTÜSÜ

GÜNEŞ KOMŞULUĞUNDAKİ G TAYF TÜRÜNDEN YILDIZLARIN GÖZLEMSEL BİR ÇALIŞMASI: MANYETİK ALANIN VARLIĞI ve YILDIZ ATMOSFERİ ÜZERİNE ETKİSİNİN ARAŞTIRILMASI

Gizay YOLALAN

UZAY BİLİMLERİ VE TEKNOLOJİLERİ ANABİLİM DALI

DOKTORA TEZİ

Bu tez" Güneş Civarındaki Orta Tayf Türündeki Metalce Fakir Yıldızların Kökeni" başlıklı 121F265 nolu TÜBİTAK 1001 Projesi tarafından desteklenmiştir.

TEMMUZ 2025

T.C.
AKDENİZ ÜNİVERSİTESİ
FEN BİLİMLERİ ENSTİTÜSÜ

GÜNEŞ KOMŞULUĞUNDAKİ G TAYF TÜRÜNDEN YILDIZLARIN GÖZLEMSEL BİR ÇALIŞMASI: MANYETİK ALANIN VARLIĞI ve YILDIZ ATMOSFERİ ÜZERİNE ETKİSİNİN ARAŞTIRILMASI

Gizay YOLALAN

UZAY BİLİMLERİ VE TEKNOLOJİLERİ ANABİLİM DALI

DOKTORA TEZİ

Bu tez 18/07/2025 tarihinde jüri tarafından Oybirliği ile kabul edilmiştir.

Prof. Dr. Timur ŞAHİN
Prof. Dr. Selçuk BİLİR
Prof. Dr. Volkan BAKIŞ
Prof. Dr. Cahit YEŞİLYAPRAK
Dr. Öğr. Üyesi Burçin DÖNMEZ

Bu belge, güvenli elektronik İmza ile imzalanmıştır.
Evrak sorgulaması https://turkiye.gov.tr/ebd?eK=5543&eD=BSASC32BB2&eS=786 adresinden yapılabilir. (PIN:48532)

ÖZET

GÜNEŞ KOMŞULUĞUNDAKİ G TAYF TÜRÜNDEN YILDIZLARIN GÖZLEMSEL BİR ÇALIŞMASI: MANYETİK ALANIN VARLIĞI ve YILDIZ ATMOSFERİ ÜZERİNE ETKİSİNİN ARAŞTIRILMASI

Gizay YOLALAN

Doktora Tezi / Uzay Bilimleri ve Teknolojileri Anabilim Dalı
Tez Danışmanı: Prof.Dr. Timur ŞAHİN

Temmuz 2025; 134 sayfa

Güneş komşuluğundaki yıldızların köken araştırmaları, galaktik evrim modellerinin gelişimine katkı sağlamaktadır. Bu nedenle yıldız atmosfer parametrelerinin hassas belirlenmesi ve/veya metalisite ([Fe/H]) ve α element bolluklarının raporlanması kritik öneme sahiptir. Yerel termodinamik denge (LTE) yaklaşımı altında oluşturulan düzlem-paralel geometriye sahip yıldız atmosfer modelleri, polarize ışık etkilerini ve atmosferik manyetik alan gradyanlarını hesaba katmamaktadır. Bu modellerde, manyetik alan atmosfer boyunca sabit kabul edilir. Manyetik alana duyarlı geçişlerin simülasyonları, manyetik alan varlığında bireysel element bolluklarında değişimler olduğunu göstermekle birlikte, bu değişimlerin atmosfer parametreleri üzerindeki etkisi literatürde yeterince incelenmemiştir.

Bu çalışma kapsamında, TÜBİTAK ARDEB 1001 projesi (121F265) altında Galaktik kökenleri araştırılan 90 G-tayf türü yıldızdan, hem TESS hem de Kepler verisi bulunan üç yıldız (HD 189349, HD 186306, BD+443197) seçilerek yüksek çözünürlüklü (R $\sim$ 80,000) tayfsal analizler gerçekleştirilmiştir. ESPaDOnS arşiv tayfları kullanılarak yürütülen analizler şu adımları içermektedir: 1D-LTE koşullarında atmosfer parametrelerinin belirlenmesi, element bolluklarının tayini, seçilmiş çizgilerde manyetik alan etkisinin modellenmesi.

Çalışmanın temel hedeflerinden biri, *Kepler* ve TESS fotometrik verileri ile spektroskopik analizler aşamasında $T_{\rm eff}$ ve $\log g$ arasındaki mevcut parametrik dejenerasyonun ölçeklendirme bağıntıları yardımıyla kırılmasıdır. Asterosismik analizler, ölçeklendirme bağıntılarında girdi parametresi olarak $T_{\rm eff}$ değerine ihtiyaç duymakta ve bu değerler genellikle fotometrik renk-sıcaklık kalibrasyonlardan türetilmektedir. Bu tez kapsamında, spektroskopik yöntemle belirlenen hassas $T_{\rm eff}$ değerlerinin ölçeklendirme bağıntılarına girdi olarak kullanılmasıyla daha doğru yüzey çekim ivmesi ($\log g$) değerleri elde edilmesi amaçlanmıştır. Ancak $\log g$ çözümü için gerekli iki temel sabit olan Güneş'in büyük ($\Delta\nu_\odot$) ve küçük ($\delta\nu_\odot$) frekans ayrışım değerlerinin literatürde farklı gruplar tarafından tutarsız rapor edilmesi, iteratif parametre belirleme sürecinde belirsizliklere yol açmaktadır. Bu durum, yıldızların fiziksel doğasının bağımsız olarak tespitinden ziyade, söz konusu sabitlerce zorlanmış (forced) $T_{\rm eff}$ ve $\log g$ parametre setlerinin üretilmesi riskini taşımaktadır. Elde edilen bulgular, bu metodolojik döngüselliğin kırılmasına yönelik değerli bir kavrayış sağlamıştır.

Manyetik alan etkisinin nicelendirilmesinde Güneş'in spektropolarimetrik verileri referans alınmış ve yüksek çözünürlüklü güneş tayfı kullanılarak seçili atomik tayf çizgilerinde manyetik alanın bolluk hesapları üzerindeki etkisi irdelenmiştir. Güneş tayfı,

atomik veri kalite validasyonu için literatürde standart bir laboratuvar işlevi görmekte olup, bu yaklaşım Akdeniz Üniversitesi HRSS Yüksek Çözünürlüklü Yıldız Spektroskopisi Temel Bilim Araştırma Laboratuvarı üyelerinin çalışmalarında başarıyla uygulanmıştır.

Aynı tayf analiz yöntemleri, proje kapsamındaki metalce fakir ($-2.5 <$ [Fe/H] < -0.5) 90 G-tayf türü yıldızlara da uygulanmıştır. Bu nedenle, bu tez sonuçları söz konusu yıldızlar için planlanan manyetik alan temelli analizler için öncül bir çalışma niteliği taşımaktadır.

Manyetik alanın atmosfer parametreleri üzerindeki etkisini incelemek amacıyla, uyarılma ve iyonizasyon dengesi hesaplarında kullanılan nötral demir (Fe I) geçişleri odak noktası olarak belirlenmiştir. 5000–6000 Å aralığında yer alan manyetik duyarlılığı yüksek (Lande $g > 1.9$) Fe I geçişleri Güneş tayfında test edilmiş ve örneğin 5225.53, 5247.06, 5250.22, 5506.79, Å dalgaboylarındaki çizgilerin bolluk değerlerinde $\sim$0.1 dex mertebesinde bir bolluk artışına yol açtığı tespit edilmiştir. Hedef yıldızlarda, hesaplanan bolluk değerlerin gözlenen benzer farklılıklar, bu yıldızlar için manyetik alan etkisinin olmadığı durumda hesaplanmış etkin sıcaklık değerlerindeki düşüşler ile telafi edilebilmiştir: HD 189349 yıldızı için hesaplanan bu düşüş 100 K iken HD 186306 için 30 K ve BD+443197 için 120 K olarak belirlenmiştir. Bu aşamada hesaplanan element bollukları üzerindeki non-LTE etkilerin çizgi bazında hassas bir şekilde arındırılmış olması bir gerekliliktir. Özellikle nötral Fe çizgileri üzerinde sıcaklık düşüşü ile temsiliyet bulan manyetik alan etkisi iyonize Fe geçişleri için de bu kez $\log g$ çekim ivmesi değerinde bir değişim ile temsil edilmiştir. Manyetik alan etkisinin irdelenmesi aşamasında en az non-LTE etkiler kadar önemli olan ve hesaplanan bolluk değerleri üzerine etkisinin irdelenmesi gereken bir diğer önemli etki ise konveksiyon etkisidir. Tez kapsamında analiz edilen yıldızlar için konveksiyonun element bollukları üzerindeki etkisinin belirlenmesi için literatürde mevcut her iki reçete de kullanılmıştır (Magic vd. 2015 ve Ludwig vd. 1999).

Tez kapsamında ayrıca spektropolarimetrik gözlem verisi olmayan yıldızların manyetik alan şiddetinin tespiti için de yeni bir metodoloji geliştirilmiştir. Yıldızlar için hesaplanacak sentetik spektropolarimetrik çizgi profillerinin incelenen yıldız tayflarına ilişkin şiddet tayflarının türevleri ile karşılaştırılması incelenen yıldız atmosferi için olası etkin manyetik alan şiddetinin sayısal olarak tahminine imkan tanımaktadır. Tez yıldızları, HD 189349 ve BD+ 443197 dev ve alt dev yıldızları için bu metodun başarılı bir şekilde uygulanabilir olduğu tespit edilmiştir. Bu kapsamda, HD 189349 yıldızı için tespit edilen manyetik alan şidde değeri 500 G ve BD + 443197 alt dev yıldızı için tespit edilen manyetik alan şiddeti ise 600 G olarak tespit edilmiştir. Manyetik alan için rapor edilen bu sayısal değerler yüzey manyetik alan şiddet değerlerini temsil etmektedir. Bu sonuçlar ancak yıldızlar için gerçekleştirilecek yüksek hassasiyetli spektropolarimetrik gözlemleri ile doğrulanabilir olacaktır.

ANAHTAR KELİMELER: Galaksi: Güneş Komşuluğu, Yıldız: Element Bollukları, Yıldız: Yıldız Atmosferi.

JÜRİ: Prof.Dr. Timur ŞAHİN
Prof.Dr. Volkan BAKIŞ
Prof.Dr. Selçuk BİLİR
Prof. Dr. Cahit YEŞİLYAPRAK
Dr. Öğr. Üyesi Burçin DÖNMEZ

ABSTRACT

AN OBSERVATIONAL STUDY OF G TYPE STARS IN THE SOLAR NEIGHBORHOOD: INVESTIGATION OF THE EXISTENCE OF THE MAGNETIC FIELD AND ITS EFFECT ON THE STELLAR ATMOSPHERE

Gizay YOLALAN

Ph.D Thesis in Space Sciences and Technologies
Supervisor: Prof. Dr. Timur ŞAHİN
July 2025, 134 pages

Studies on the origin of stars in the solar neighborhood contribute to the development of galactic evolution models. Therefore, the precise determination of stellar atmospheric parameters and/or the reporting of metallicity ([Fe/H]) and α-element abundances are of critical importance. Stellar atmosphere models constructed under the local thermodynamic equilibrium (LTE) approximation with plane-parallel geometry do not account for polarized light effects or atmospheric magnetic field gradients. In these models, the magnetic field is assumed to be constant throughout the atmosphere. While simulations of magnetic field-sensitive transitions show variations in individual elemental abundances in the presence of a magnetic field, the effect of these variations on atmospheric parameters has not been sufficiently investigated in the literature.

Within the scope of this study, as part of TÜBİTAK ARDEB 1001 project (121F265), three stars (HD 189349, HD 186306, BD+443197) with both *TESS* and *Kepler* data were selected from the 90 G-spectral type stars investigated for Galactic origins, and high-resolution ($R \sim 80,000$) spectroscopic analyses were performed. Analyses conducted using ESPaDOnS archive spectra included the following steps: determination of atmospheric parameters under 1D-LTE conditions, determination of elemental abundances, and modeling of the magnetic field effect on selected spectral lines.

One of the primary objectives of this study is to break the existing parametric degeneracy between $T_{\rm eff}$ and $\log g$ during the spectroscopic analysis phase, using scaling relations in conjunction with *Kepler* and *TESS* photometric data. Asteroseismic analyses require $T_{\rm eff}$ as an input parameter for scaling relations, and these values are typically derived from photometric color-temperature calibrations. Within this thesis, it was aimed to obtain more accurate surface gravity ($\log g$) values by using precise $T_{\rm eff}$ values determined spectroscopically as input to the scaling relations. However, the inconsistent reporting of the Sun's large ($\Delta\nu_{\odot}$) and small ($\delta\nu_{\odot}$) frequency separations – two fundamental constants essential for the $\log g$ solution – by different groups in the literature introduces uncertainties in the iterative parameter determination process. This situation carries the risk of producing *forced* $T_{\rm eff}$ and $\log g$ parameter sets constrained by these constants, rather than being independently determined by the physical nature of the stars. The findings obtained have provided valuable insight into breaking this methodological circularity.

In quantifying the magnetic field effect, solar spectropolarimetric data were used as a reference. The effect of the magnetic field on abundance calculations for selected atomic spectral lines was investigated using the high-resolution solar spectrum. The solar spectrum serves as a standard laboratory reference in the literature for atomic data quality

validation, and this approach has been successfully applied in the work of members of the Akdeniz University HRSS High-Resolution Stellar Spectroscopy Basic Science Research Laboratory.

The same spectral analysis methods were also applied to the project's 90 metal-poor ($-2.5 <$ [Fe/H] < -0.5) G-spectral type stars. Consequently, the results of this thesis constitute a preliminary study for the planned magnetic field-based analyses of these stars.

To investigate the effect of the magnetic field on atmospheric parameters, neutral iron (Fe I) transitions used in excitation and ionization equilibrium calculations were identified as the focal point. Fe I transitions with high magnetic sensitivity (Lande $g > 1.9$) located within the 5000–6000 Å range were tested on the solar spectrum. It was found that lines at, for example, 5225.53, 5247.06, 5250.22 and 5506.79 Å wavelengths lead to abundance increases on the order of $\sim$0.1 dex. For the target stars, the calculated abundance values exhibiting similar observed differences could be compensated for by decreases in the calculated effective temperature values assuming no magnetic field effect: This decrease was calculated as 100 K for HD 189349, 30 K for HD 186306, and 120 K for BD+443197. At this stage, it is essential that non-LTE effects on the calculated elemental abundances are meticulously corrected for on a line-by-line basis. While the magnetic field effect, manifested as a temperature decrease for neutral Fe lines, was represented by a change in the surface gravity $\log g$ value for ionized Fe transitions. Another significant effect, equally important as non-LTE effects during the investigation of the magnetic field impact and requiring examination of its influence on calculated abundances, is the convection effect. For the stars analyzed within the thesis, both prescriptions available in the literature (Magic 2015 and Ludwig 1999) were used to determine the effect of convection on elemental abundances.

Additionally, a new methodology was developed within the thesis to detect the magnetic field strength of stars lacking spectropolarimetric observational data. Comparing synthetic spectropolarimetric line profiles calculated for the stars with the derivatives of the intensity spectra of the studied stellar spectra enables a numerical estimation of the possible effective magnetic field strength for the studied stellar atmosphere. The method was found to be successfully applicable for the thesis stars, HD 189349 and BD+443197, giant and subgiant stars. In this context, the magnetic field strength value detected for HD 189349 was determined to be 500 G, and for the BD+443197 subgiant star, it was 600 G. These reported numerical values for the magnetic field represent *surface magnetic field strength* values. These results will only be verifiable through high-precision spectropolarimetric observations of the stars.

KEYWORDS: Galaxy: Solar Neighbourhood, Star: Elemental Abundance, Star: Stellar Atmosphere.

COMMITTEE:
Prof. Dr. Timur ŞAHİN
Prof. Dr. Volkan BAKIŞ
Prof. Dr. Selçuk BİLİR
Prof. Dr. Cahit YEŞİLYAPRAK
Assist. Prof. Burçin DÖNMEZ

ÖNSÖZ

Bu tez kapsamında, seçilen Güneş civarındaki G tayf türünden yıldızların fiziki doğalarının daha iyi anlaşılabilmesi için çok disiplinli (tayfsal, polarimetrik ve asterosismik) bir analiz stratejisi takip edilmiştir. Atmosfer parametrelerindeki belirsizlik halen literatürde her öalışmnın kendi içerisinde takip ettiği sistematiğe göre değişim göstermektedir. Bu durum doğrudan galaktik köken ilişkilerine etkimektedir. Bu tezde bu sorunu dikkate alarak sistematik kaynağın bir sebebi olarak manyetik aktivitenin olup olmadığı ele alınmıştır.

Bu hedef doğrultusunda, tez içerisinde kullandığım SYNMAST kodunu bana hususi olarak temin eden Oleg KOCKUCHOV'a teşekkürü bir borç bilirim.

Bu çalışmada bana verdikleri desteklerden dolayı en başta aileme olmak üzere Akdeniz Üniversitesi HRSS Yüksek Çözünürlüklü Yıldız Spektroskopisi Temel bilim Araştırma Laboratuvarı grup üyelerine teşekkürlerimi sunarım.

Son olarak bu teze sundukları katkılardan dolayı değerli jüri üyelerine ve tez konumu belirlemede yardımcı olan ve TRGÖZ ekibine katılmama destek olan danışman hocam Prof. Dr Timur ŞAHİN'e de şükranlarımı sunarım.

İÇİNDEKİLER

ÖZET i
ABSTRACT iii
ÖNSÖZ v
AKADEMİK BEYAN viii
SİMGELER VE KISALTMALAR ix
ŞEKİLLER DİZİNİ xi
ÇİZELGELER DİZİNİ xiii
1. GİRİŞ 1
1.1. Güneş Komşuluğundaki G Tayf Türü Yıldızların Astrofiziksel Önemi . . 2
1.2. Polarizasyon'un Doğası ve Astrofizikteki Yeri 3
1.3. Manyetik alanın Yıldız Atmosferindeki Rolü 6
1.4. Manyetik Alanın Spektral Çizgilere Etkisi - Zeeman Etkisi 8
1.5. Manyetik Aktivite ve Element Taşınımı 10
2. TEMEL KAVRAMLAR VE TEORİK ÇERÇEVE 13
2.1. Polarizasyon Mekanizmaları; Teori ve Gözlemsel Yöntemler 13
2.2. Stokes Parametreleri ile Manyetik Alan Modellemesi 13
2.2.1. Yerel Stokes tayfları 14
2.2.2. Disk-Entegrasyonlu Stokes tayfları 14
2.3. Manyetik Alan Ölçüm Teknikleri 16
2.3.1. Tayfsal çizgi ikilileri yöntemi 16
2.3.2. En Küçük Kareler Deconvolüsyonu (LSD) metodu ile boylamsal alan tespiti 18
2.4. Bazı Polarimetrik Düzeneklere Detaylı Bakış 20
2.4.1. Poincaré küresi temelli analiz 21
2.4.2. Jones ve Mueller formalizmlerinin karşılaştırması 21
2.4.3. Stokes / Mueller polarimetreleri 22
2.4.4. RTT150-WP polarimetresi - tasarım ve yetenekler 26
3. GÖZLEMSEL METODOLOJİ ve VERİ ANALİZİ 28
3.1. Hedef Yıldız Seçim Kriterleri ve Örneklem 28
3.2. Tayfsal Veri Toplama: Teleskop Altyapıları ve Kalibrasyon 28
3.3. Polarimetrik Veri Ön İndirgemesi 29
3.4. Aktivite İndikatörleri 32

3.4.1. Kromosferik aktivite: Ca II H-K çizgileri 32
3.5. Asterosismik Gözlemler: KEPLER / TESS Görevleri 33
3.6. Güneş Analizi - Manyetik Alana Duyarlı Geçişlerin Tespiti 39
3.7. Atmosferik Parametrelerin Belirlenmesi 45
3.8. Yıldız Atmosferlerine Genel Bakış ve Model Atmosferler 46
3.8.1. MARCS / KURUCZ modellerinin SYNMAST koduna uyarlanması 48
3.8.2. Element bolluk analizi için çizgi teşhisi ve atomik veri kütüphaneleri (VALD, NİST) 50
3.9. Element Bolluk Analizi 52
3.9.1. Non-LTE analiz 55
3.10. Asterosismolojik Analiz: Ölçeklendirme İlişkisi 55
3.10.1. Periyot analizi ve Lomb-Scargle Periyodogramı (LSP) 57
3.11. Yıldız Atmosferinde Manyetik Alan ve Tespiti 59
3.12. Manyetik Alan Etkisi Altında Yıldız Atmosferinin Hesabı - SYNMAST . 61
4. BULGULAR VE TARTIŞMA 65
4.1. HD 189349 70
4.2. BD + 443197 76
4.3. HD 186306 80
5. SONUÇLAR 88
6. KAYNAKLAR 92
7. EKLER 102
7.1. EK-1. 1. 102
7.2. EK-1. 2. 104
7.3. EK-1. 3. 112
7.4. EK-1. 4. 115
7.5. EK-1. 5. 116
7.6. EK-1. 6. 117
7.7. EK-1. 7. 118
7.8. EK-1. 8. 119
7.9. EK-1. 9. 120
7.10. EK-1. 10. 121
ÖZGEÇMİŞ 122

AKADEMİK BEYAN

Doktora Tezi olarak sunduğum "GÜNEŞ KOMŞULUĞUNDAKİ G TAYF TÜRÜNDEN YILDIZLARIN GÖZLEMSEL BİR ÇALIŞMASI: MANYETİK ALANIN VARLIĞI ve YILDIZ ATMOSFERİ ÜZERİNE ETKİSİNİN ARAŞTIRILMASI" adlı bu çalışmanın, akademik kurallar ve etik değerlere uygun olarak bulunduğunu belirtir, bu tez çalışmasında bana ait olmayan tüm bilgilerin kaynağını gösterdiğimi beyan ederim.

18 / 07 / 2025
Gizay YOLALAN

SİMGELER VE KISALTMALAR

Simgeler:

Å	: Angstrom
c	: Işık hızı
$\odot$	: Güneş
λ	: Dalgaboyu
ν_{max}	: En büyük genlik frekansı
$\Delta\nu$	: Büyük ayrışım parametresi
Δ_B	: Zeeman yarılma miktarı
$\vec{E}$	: Elektrik alan vektörü
B	: Manyetik alan şiddeti
T_{eff}	: Etkin sıcaklık
$[X/H]$	: Normalize bolluk
ξ	: Mikrotürbülans hızı
R_{HK}	: Manyetik aktivite indikatörü
I	: Stokes I, polarize olmamış şiddet vektörü
Q	: Stokes Q, lineer polarize vektörü
U	: Stokes U, lineer polarize vektörü
V	: Stokes V, dairesel polarize vektörü
θ	: Polarizasyon açısı
g_{eff}	: Etkin Lande-g faktörü
g_{LS}	: LS birleşimiyle hesaplanan lande-g faktörü
B_z	: Boylamsal manyetik alan şiddeti
V_{loc}	: Yerel Stokes V
α	: Yıldızın sağ açıklığı
δ	: Yıldızın dik açıklığı
S_{MW}	: Mount-Wilson S indeksi
L	: Yörünge açısal momentum
S	: Spin açısal momentum
J	: Toplam açısal momentum

Kısaltmalar:

1D	: Bir boyutlu
ADU	: Analog Digital Unit
APOGEE	: Apache Point Observatory Galactic Evolution Experiment
CCD	: Charge Coupled Device
DOP	: Degree of Polarization
EW	: Equivalent Width
FIP	: First Ionization Potential
FITS	: Flexible Image Transportation System
FTS	: Fourier Transform Spectrum
Gaia	: Global Astrometric Interferometer for Astrophysics.
HRSA	: Harvard–Smithsonian Reference Atmosphere
ISM	: Interstellar Medium
IRSOL	: Istituto Ricerche Solari Locarno
KPNO	: Keck Peak National Observatory
kG	: Kilo Gauss
LEP	: Lower-level Excitation Potential
LSD	: Least Square Deconvolution
LSP	: Lomb-Scargle Periyodogram
LTE	: Local ThermoDynamic Equation
MHD	: Manyetohydrodynamic
NSO	: National Solar Observatories
PA	: Polarizasyon Açısı
PCA	: Principle Component Analysis
PSA	: Polarization State Analyzer
PSG	: Polarazation State Generator
RMT	: Revised Multiplet Table
R.W.	: Reduced Equivalent Width
SAP	: Single Aperture Photometry
WP	: Wollaston Prizm

ŞEKİLLER DİZİNİ

Şekil 1.1 Elektromanyetik dalganın polarizasyonu 3
Şekil 1.2 Polarizasyon derecesini tanımlayan Poincare küresi. 5
Şekil 1.3 LS-birleşimi şekilsel gösterimi 7
Şekil 1.4 Örnek pozitif ve negatif lande-g faktörlü Stokes V profilleri. . . . 8
Şekil 1.5 Zeeman yarılması. 9
Şekil 1.6 Manyetik alanın tayf çizgisi üzerine etkisi. 10
Şekil 1.7 Güneşin katmanları ve koronal ilmek. 11
Şekil 1.8 FIP etkisinin gözlemsel kanıtları 11
Şekil 1.9 Ce Vir yıldızında bolluk anomalileri 12
Şekil 2.1 Polarizasyon elipsi. 14
Şekil 2.2 Örnes Stokes tayfı. 15
Şekil 2.3 Şiddet tayfına LSD yönteminin uygulaması. 18
Şekil 2.4 Stokes polarimetrisinin şematik gösterimi. 23
Şekil 2.5 Mueller polarimetre şeması. 24
Şekil 2.6 RTT 150 - WP polarimetresi. 26
Şekil 2.7 RTT-150-WP optik yol görseli (temsili) 26
Şekil 2.8 RTT-150 WP örnek görüntüsü. 27
Şekil 3.1 CADC veritabanından alınmış FITS dosyası. 30
Şekil 3.2 BD+443197 yıldızının normalize tayfı 31
Şekil 3.3 RTT150-WP kalibrasyon görüntüleri. sol panel bias, sağ panel Flat. 32
Şekil 3.4 Tez yıldızlarının Ca II H & K profilleri. 34
Şekil 3.5 TESS görevinde kullanılan Kamera tasarımı. 35
Şekil 3.6 TESS ve KEPLER band genişlerinin karşılaştırması. 36
Şekil 3.7 SPOC grafiklerinin değerlendirilmesi. 38
Şekil 3.8 Tez yıldızlarının KEPLER alan görüntüsü. 39
Şekil 3.9 Güneş'in 21. çevrim grafiği. 41
Şekil 3.10 Güneş'in NSO veritabanından alınan magnetogram görüntüleri. . . 41
Şekil 3.11 Stokes V ile şiddet spektrum türevinin karşılaştırılması 43
Şekil 3.12 FTS Stokes V spektrumları 44
Şekil 3.13 Manyetik alan hassas çizgi seçim kriteri. 45
Şekil 3.14 Tez yıldızlarının mikrotürbülans hatası. 46
Şekil 3.15 Atmosfer modellerinin spektral çizgilerdeki etkisi. 49

Şekil 3.16 Kurucz ve Marcs Güneş modelinin Teff e karşı Pg grafiği. 50
Şekil 3.17 ATLAS9 ve MARCS modellerinin Fe bolluklarının karşılaştırılması. 51
Şekil 3.18 Çizgi listesinde Fe çizgilerin dalgaboyuna göre istatistiği. 52
Şekil 3.19 Lande-g faktörlerinin dalgaboyuna göre istatistiği 53
Şekil 3.20 Temsili büyüme eğrisi. 55
Şekil 3.21 BD+443197 yıldızının LSP grafiği (Kepler). 58
Şekil 3.22 Manyetik alan şiddeti tespiti için yönerge şeması. 60
Şekil 3.23 Manyetik alan geometrisi. 62
Şekil 3.24 SYNMAST terminal arayüzü. 63
Şekil 3.25 SYNMAST sonuç dosyasının başı ve sonundan alınmış kesit. . . . 63
Şekil 4.1 Model parametrelerin literatürle karşılaştırması. 66
Şekil 4.2 Bollukların literatür karşılaştırması. 68
Şekil 4.3 HD189349 yıldızının MOOG sonucu. 71
Şekil 4.4 HD 189349 yıldızının KEPLER ve TESS güç spektrumları. 72
Şekil 4.5 HD 189349 yıldızı için geff e karşı bolluk dağılımı. 73
Şekil 4.6 HD189349 yıldızının sentetik Stokes V tayfı. 74
Şekil 4.7 Seçilmiş çizgilerin Stokes V profilleri. 75
Şekil 4.8 BD+443197 yıldızının MOOG sonucu. 78
Şekil 4.9 BD+443197 yıldızının KEPLER ve TESS güç spektrumları. 79
Şekil 4.10 BD+443197'nin g_{eff}'e karşı Fe 1 bolluklarının dağılımı. 80
Şekil 4.11 BD+443197 yıldızının sentetik Stokes V tayfı. 81
Şekil 4.12 BD+443197 yıldızının seçilmiş çizgiler için Stokes V profilleri. . . 82
Şekil 4.13 HD 186306 yıldızının KEPLER ve TESS güç spektrumları. 83
Şekil 4.14 HD186306 yıldızının MOOG sonucu. 85
Şekil 4.15 HD 186306'nın MARCS ve KURUCZ modeli ile Fe bolluk farkı. . 86
Şekil 4.16 HD186306 yıldızının Lande-g faktörüne göre bolluk dağılımı. . . . 87
Şekil 5.1 Güneş'in 55 gün boyunca gözlemlenen ν_{max} değerleri. 88

ÇİZELGELER DİZİNİ

Çizelge 2.1 Manyetik alan ölçüm tekniklerinin karşılaştırması 20
Çizelge 2.2 Jones ve Mueller formalizmlerinin karşılaştırması 21
Çizelge 2.3 Bazı polarimetrik enstrümanların parametreleri. 25
Çizelge 3.1 Tez yıldızlarının parametreleri. 28
Çizelge 3.2 Tez yıldızlarının tayf detayları. 28
Çizelge 3.3 Tez yıldızlarının aktivite parametreleri. 34
Çizelge 3.4 TESS görevinde tez yıldızlarının gözlem programı. 37
Çizelge 3.5 FTS Güneş Spektrumlarının gözlemsel bilgileri. 40
Çizelge 3.6 Lande-g faktörü teorik değeri farklı olan geçişlerin listesi. 54
Çizelge 3.7 NonLTE düzeltmeleri 56
Çizelge 3.8 Tez yıldızların teorik ve gözlemsel asterosismik değeri. 57
Çizelge 4.1 Tez yıldızlarının nihai model atmosfer parametreleri ve hataları. 65
Çizelge 4.2 Tez yıldızlarının literatür model parametrelerinin listesi. 66
Çizelge 4.3 Tez yıldızlarının element bollukları. 67
Çizelge 4.4 Yıldızların değişen konveksiyon değeriyle hesaplanan bollukları. 67
Çizelge 4.5 Literatür model parametreleriyle hesaplanan asterosismik ölçümler. 69
Çizelge 4.6 HD 189349 yıldızının literatür bollukları. 70
Çizelge 4.7 BD+443197 yıldızının literatür bollukları. 77
Çizelge 4.8 HD 186306 yıldızının literatür bollukları. 85

1. GİRİŞ

Bir yıldızın fiziksel parametrelerinin (kütle, yarıçap, sıcaklık, yüzey yerçekimi ivmesi, yaş vb.) belirlenmesinde bir çok metodoloji geliştirilmiştir, bunlardan ikisinden ahsetmet gerekirse; ilki yıldızın en dış katmanından merkeze doğru yapılan analiz, diğeri ise merkezden dış katmanlara doğru yürütülen yaklaşımdır. Bu iki yaklaşım sırasıyla yıldızın atmosfer yapısını ve iç yapısını tanımlar. Yıldız atmosferi teorisi; belirli bir optik derinlik boyunca atmosferin her bir alt katmanındaki fiziksel parametrelerin (kolon yoğunluğu, sıcaklık, elektron basıncı, Rosseland ortalama opasitesi, radyatif ivmelenme, türbülans, konvektif akı ve ses hızı) modellenmesini sağlar. Yıldız iç yapı teorisi ise, yıldızın merkezinden başlayarak konvektif zarf kalınlığı, toplam kütle, yarıçap, ortalama yoğunluk ve yaş gibi parametrelerin hesaplandığı iç katmanlara kadar uzanan modeli kapsar.

Soğuk yıldızların atmosfer modellerini oluşturmak için literatürde yaygın olarak `KURUCZ`, `ATLAS` ve `MARCS` gibi atmosfer modelleri kullanılmaktadır (Gustafsson vd. 2008; Castelli ve Kurucz 2006). Bu modeller, genellikle LTE (Yerel Termodinamik Denge) yaklaşımı altında ve düzlem-paralel ("1D") ya da küresel ("3D") geometri varsayımıyla homojen atmosfer yapısını esas alır. Ek olarak, radyatif ve hidrostatik denge varsayımları gaz hareketlerinin ihmal edildiği bir durumu tanımlar (Magic 2014). Bu durum, atmosferdeki sıcaklık katmanlaşmasının[1] ve manyetik etkinin atmosfer parametrelerine olan etkisinin göz ardı edilmesine yol açar (Sheminova 2013). Bu gibi etkilerin atmosfer üzerinde incelenebilmesi için çeşitli deneysel yöntemler kullanılmaktadır (örneğin, evreye bağlı rotasyon gözlemleri, polarimetrik ölçümler vb.). Teorik düzeyde ise bu etkiler, MHD (Manyeto-Hidrodinamik) denklemlerin çözümleriyle modellenir (Sheminova 2013). Manyetik aktivitenin kökeni, yıldızın farklı katmanlarında meydana gelen diferansiyel dönmelerdir (Parker 1955). Bu dönmelerin etkili olduğu bölgelerden biri, tachocline olarak bilinen ve iki farklı dönme rejiminin kesişiminde bulunan bölgedir. Bu bölgede meydana gelen madde hareketleri manyetik alan oluşumuna neden olur. Söz konusu manyetik alanın, yıldız atmosferinin daha üst katmanlarına (örneğin kromosfere) kadar ulaştığı bilinmektedir. Bu etkinin gözlemsel tespiti, kromosferik Ca II H & K çizgileri ile H_α çizgilerinin profil analizleriyle mümkün olmaktadır. Ca II H & K çizgilerinde manyetik aktivitenin belirlenebilmesi amacıyla Wilson (1968) tarafından geliştirilen projede, bu çizgilerden elde edilen verilere dayalı olarak teleskoba özgü bir aktivite parametresi, **S-index**, tanımlanmıştır. Egeland vd.(2017), ESPaDOnS ve NARVAL spektropolarimetreleri için bu S-index'i, Wilson'ın gözlemleri ile uyumlu hâle getirmek üzere bir kalibrasyon bağıntısı geliştirmiştir. **S-index**, boyutsuz bir parametre olup, fiziksel karşılığı R_{HK} ile ifade edilir. Logaritmik ölçekte değerlendirilen bu parametre, yıldız aktivitesinin ölçümünde kullanılır. Örneğin, $logR_{HK} < -5.1$ yıldızın düşük aktiviteye sahip olduğunu, $logR_{HK} > -4.1$ ise oldukça aktif bir kromosfere sahip olduğunu gösterir. Buna ek olarak, H_α profil analizleri ve manyetik alana duyarlı geçiş çizgilerinin incelenmesi de aktivite belirleyicileri arasında yer alır (Adamów vd. 2018). Yıldızdaki manyetik alanın karakteristiği, Stokes vektörleriyle tanımlanabilir. Bu vektörler, ışığın lineer ve dairesel polarizasyon durumlarını temsil eder. Lineer polarizasyon Stokes Q ve U parametreleriyle, dairesel polarizasyon ise Stokes V ile tanımlanır. Polarize olmamış ışığın karşılığı ise Stokes I parametresidir.

[1] Atmosfer katmanları arasındaki sıcaklık farklarına bağlı olarak oluşan gaz hareketleridir. Ancak bu katmanlaşmaya asıl sebep olarak manyetik aktivite de gösterilmektedir. Örneğin, güçlü manyetik alanların bulunduğu bölgelerde sıcaklık düşüşü gözlenir; bkz. Güneş lekeleri.

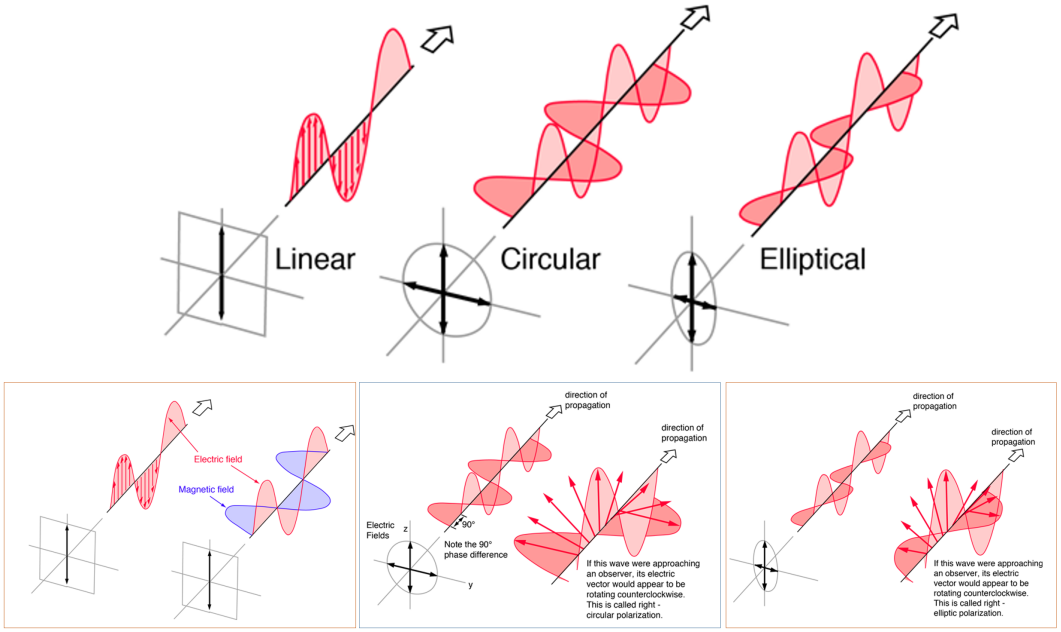
Stokes vektörleri fotometrik veya spektroskopik olarak elde edilebilir. Fotometrik Stokes ölçümleri yıldızın genel yönelimi ve çevresindeki gaz yapıları hakkında bilgi verirken, spektroskopik olarak elde edilen Stokes parametreleri yıldız yüzeyindeki manyetik akı tüplerinin modellenmesini mümkün kılar. Spektroskopik olarak manyetik alanın kimyasal bolluklara olan etkisi, Borrero (2008) tarafından detaylı biçimde incelenmiştir. Bu çalışmada, manyetik alana duyarlı spektral çizgilerin belirli alan şiddetleri ve yönelimleri altındaki profil değişimleri simüle edilmiş; çizgisel hassasiyete bağlı olarak bolluklarda yaklaşık 0.1 dex düzeyinde değişimlerin oluşabileceği gösterilmiştir. Bu konu, ilerleyen alt başlıklarda daha ayrıntılı şekilde ele alınmaktadır. Borrero (2008)'nun çalışması, aynı zamanda şu soruyu gündeme getirmektedir: Böylesi bir bolluk değişimi, yıldızın atmosfer parametrelerinde sapmaya neden olur mu? Eğer öyleyse, bu sapma, asteroseismik ve spektroskopik yöntemlerle belirlenen yüzey yerçekimi parametreleri arasındaki tutarsızlığı açıklayabilir mi? Öte yandan, Stokes gözlemi yapılmamış veya yeterli sinyale sahip spektropolarimetrik verisi bulunmayan yıldızlarda, manyetik alanın büyüklüğü zaman bağımsız olarak nasıl belirlenebilir? Bu temel sorular çerçevesinde, bu tez kapsamında geliştirilen metodolojiyle söz konusu sorulara ilk kez sistematik olarak yanıt aranmıştır. Bu amaç doğrultusunda, 121F265 numaralı TÜBİTAK projesi kapsamında Güneş komşuluğundaki G türü yıldızlardan, asteroseismik veriye sahip HD 189349, HD 186306 ve BD+44 3197 yıldızları analizde kullanılmıştır. Bu yıldızların farklı ışıtma sınıflarında yer almaları, aynı zamanda yöntemin farklı spektral türlere uygulanabilirliğini test etme imkânı da sunmuştur. Bu bölümün alt başlıklarında özetle; Güneş komşuluğundaki G türü yıldızların karakteristik özellikleri, manyetik alanın atmosfer üzerindeki etkisi, polarizasyonun doğası, Stokes vektörlerinin elde edilişi ve değerlendirilmesi ile manyetik alanın spektral çizgiler üzerindeki etkisi, detaylı şekilde açıklanmıştır. İkinci bölümde tez içeriğindeki temel kavramlar ve torik ardalanın özeti sunulmuş, üçüncü bölümde kullanılan gözlemsel veriler ve geliştirilen yöntem detaylandırılmış, son bölümde ise elde edilen sonuçlar paylaşılmış ve tartışılmıştır.

1.1. Güneş Komşuluğundaki G Tayf Türü Yıldızların Astrofiziksel Önemi

Binney ve Merrifield (1998) gibi Galaktik astronomi temelli kaynaklar, Güneş komşuluğunu genellikle 20–30 parsek (yaklaşık 100 ışık yılı) yarıçapında bir bölge olarak tanımlar. Ancak bir yıldızın bu bölgede yer alması, onun Güneş ile benzer kimyasal özelliklere sahip bir ortamda oluştuğunu kanıtlamaz. Güncel literatürde (Şahin ve Bilir 2020), bu bölge içerisinde yer alan G tayf türündeki yıldızların kökenlerinin araştırılması oldukça yaygındır. Kinematik veriler ve kimyasal analizlerle desteklenen (chemo-dynamical) bulgular, bu yıldızların Güneş ile ortak bir oluşum geçmişi paylaşmadığını açıkça göstermektedir. Bu nedenle, Güneş komşuluğundaki yıldızlar için genel ve ortak bir karakteristik tanımı yapmak uygun değildir. Bu durum, her bir yıldızın bireysel olarak karakterize edilmesinin önemini ortaya koymaktadır.

Bir gök cisminin fiziksel ve kimyasal özelliklerini belirlemek amacıyla, yayımladığı ışık analiz edilir. Uzay bilimciler, gökbilimciler ve astrofizikçiler bu analizi farklı yöntemlerle gerçekleştirir: fotometrik, astrometrik, spektroskopik, kinematik, polarimetrik ve asteroseismolojik yöntemler bu yaklaşımlar arasında en bilinenleridir.

Işık, elektrik ve manyetik alan vektörlerinden oluşan bir elektromanyetik dalgadır. Bu vektörel yapı, ışığın polarizasyon özelliğine sahip olmasına neden olur. Polarizasyon, ışığın elektrik alan vektörünün uzaydaki hangi doğrultuda titreştiğini ifade eder. Takip



Şekil 1.1. Elektromanyetik dalganın farklı polarizasyon türleri ve vektörel bileşenlerinin temsili gösterimi. Yukarıdaki üçlü görselde sırasıyla doğrusal, dairesel ve eliptik polarizasyon biçimleri, elektrik alan vektörünün uzayda izlediği yol ile betimlenmiştir. Her durumda elektrik alan ($\vec{E}$) vektörü x–y düzleminde salınım yaparken, dalga z yönünde yayılmaktadır. Alt sıradaki görsellerde ise, elektrik alan ve manyetik alan ($\vec{B}$) bileşenlerinin birbirine dik ve dalga yönüne dik şekilde konumlandığı gösterilmekte, ayrıca dairesel ve eliptik polarizasyon durumlarında $\vec{E}$ vektörünün zamana bağlı olarak çizdiği yörünge detaylandırılmaktadır. Polarizasyonun bu çeşitliliği, elektromanyetik dalganın kaynak özellikleri ve geçtiği ortam hakkında bilgi sağlar.

eden bölümlerde polarizasyonun doğası ve manyetik alanın yıldız atmosferindeki rolü üzerine detaylar paylaşılacaktır.

1.2. Polarizasyon'un Doğası ve Astrofizikteki Yeri

Bir elektromanyetik dalga uzayda ilerlerken, elektrik alan vektörünün zamanla gösterdiği davranış, dalganın polarizasyon türünü belirler. Eğer elektrik alan vektörü sabit bir düzlemde titreşiyorsa, dalga doğrusal (lineer) polarize olarak tanımlanır. Elektrik alan vektörünün dairesel bir yol izlemesi durumunda dairesel polarizasyon, eliptik bir yol izlemesi halinde ise eliptik polarizasyon söz konusudur. Bu farklılıklar, elektrik alanın x ve y bileşenlerinin ($\vec{E}_x$ ve $\vec{E}_y$) genlikleri ile aralarındaki faz farkından kaynaklanır. Şekil 1.1'de, doğrusal, dairesel ve eliptik polarizasyon türleri, $\vec{E}$ elektrik alan vektörünün zamanla değişimi üzerinden görselleştirilmiştir.

Bir elektromanyetik dalga z yönünde ilerlerken, elektrik alan vektörü x–y düzleminde titreşir ve bu genel olarak aşağıdaki gibi ifade edilir:

$$\vec{E}(z,t) = E_x \cos(kz - \omega t)\,\hat{x} + E_y \cos(kz - \omega t + \delta)\,\hat{y}$$

Burada: - E_x, $E_y \rightarrow x$ ve y yönlerindeki elektrik alan bileşenlerinin genlikleri, - $\delta \rightarrow$

İki bileşen arasındaki faz farkı, - $k = \dfrac{2\pi}{\lambda} \rightarrow$ Dalga sayısı, - $\omega = 2\pi f \rightarrow$ Açısal frekanstır.

Farklı polarizasyon türleri aşağıdaki koşullarla sınıflandırılır:

- **Doğrusal polarizasyon:** $\delta = 0$ veya π

$$\vec{E}(z,t) = E_0 \cos(kz - \omega t)\, \hat{x}$$

- **Dairesel polarizasyon:** $E_x = E_y$, $\delta = \pm\dfrac{\pi}{2}$

$$\vec{E}(z,t) = E_0 \left[\cos(kz - \omega t)\, \hat{x} + \sin(kz - \omega t)\, \hat{y}\right]$$

- **Eliptik polarizasyon:** $E_x \neq E_y$ ve $\delta \neq 0, \pi$

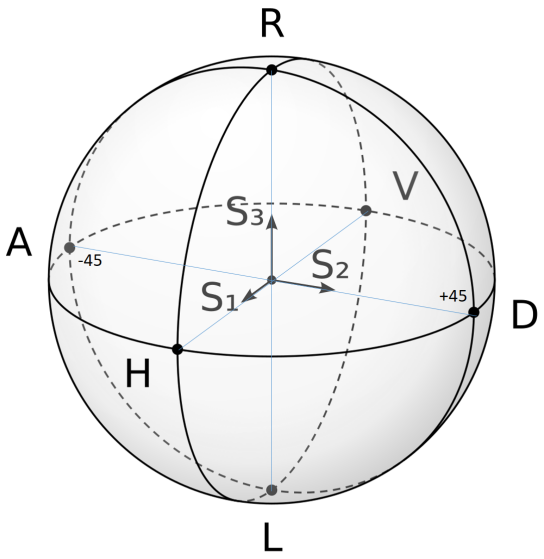
Polarizasyonun bu temel çeşitliliği, astrofiziksel bağlamda çeşitli amaçlarla kullanılmaktadır. Işığın polarimetrik özellikleri; yıldızlararası ortamların manyetik alan yapılarını incelemekten, yıldızlardan veya kuasarlardan gelen ışığın saçılma ve emilim özelliklerini belirlemeye kadar geniş bir uygulama alanına sahiptir. Aşağıdaki bölümde, bu amaçlara yönelik başlıca uygulamalardan bazılarına yer verilmiş ve bunlara ulaşmak için kullanılan temel teknikler hakkında genel bilgiler sunulmuştur.

Elektromanyetik radyasyon, gök cisimlerinden bize ulaşan temel gözlem aracıdır ve kaynağına dair çok sayıda bilgiyi içinde barındırır. Bu radyasyon, onu üreten fiziksel süreçleri, kaynak ortamının bileşimini ve özelliklerini, ayrıca yıldızlararası ortamda (interstellar medium - ISM) gerçekleşen yayılım ve etkileşim mekanizmalarını anlamamıza olanak tanır. Fotonların enerjileri ve geldikleri yönlerin yanı sıra, taşıdıkları elektrik ve manyetik alan vektörlerinin yönelimi, ışığın yayıldığı ortamın geometrisi hakkında da önemli ipuçları sunar. Bu tür bilgiler, farklı teknikler kullanılarak ve çeşitli enstrümantasyon sistemleriyle çözümlenebilir.

Astrofizik gözlemlerinde geleneksel olarak sıkça başvurulan fotometri ve spektroskopi tekniklerine ek olarak, polarimetri de elektromanyetik radyasyonun doğasını anlamada oldukça güçlü bir araçtır. Polarimetrik gözlemler yalnızca ışığın kaynağına değil, aynı zamanda ışığın geçtiği ortama dair bilgi sağlar. Özellikle elektromanyetik radyasyonun üretiminde rol oynayan fiziksel süreçlerin tanımlanması ve bu süreçlerin kaynak geometrisi ile manyetik alanlara olan bağımlılığının anlaşılması açısından, spektroskopiyle birlikte kullanılan polarimetri vazgeçilmez bir tekniktir.

Optik bantta gerçekleştirilen polarimetrik çalışmalar, Hertzsprung-Russell diyagramında yer alan yıldızlardan, Güneş Sistemi içindeki gezegen ve asteroitlere kadar geniş bir yelpazedeki gök cisimlerinin termal emisyonlarının ve fiziksel özelliklerinin araştırılmasında önemli bir rol oynamıştır. Bununla birlikte, optik polarimetri yalnızca gök cisimlerini anlamakla sınırlı kalmamış, temel fizik alanında da oldukça çarpıcı uygulamalara zemin hazırlamıştır.

Işığın polarizasyon durumunun tanımlanmasına yönelik birkaç yaklaşım geliştirilmiştir (Mignani vd. 2017). Bunlardan ilki, ışığın bir optik sistem boyunca ilerlerken polarizasyon durumundaki değişimlerin matematiksel olarak modellenmesini sağlayan Mueller ve Jones cebirleridir. Bu yöntemler genellikle optik aygıtların tasarımında tercih edilir. İkinci yaklaşım, polarizasyon değişimlerinin görselleştirilmesine olanak tanıyan Poincaré küresi temsiline dayanır; astronomik gözlemlerin değerlendirilmesinde sıkça kullanılır. Üçüncü ve daha doğrudan olan yöntem ise, bir ışık huzmesinin polarizasyon karakteristiğini ölçebilen polarimetre aygıtlarının kullanımıdır.



Şekil 1.2. Poincare küresi. S1, S2, S3 Stokes parametrelerinin altı pozisyonunu tanımlar; V; dikey, H; yatay, R; sağ dairesel, L; sol dairesel polarizasyonu, $\pm 45^o$ deki polarizasyonlardır.

Poincaré küresi, bir elektromanyetik dalganın polarizasyon durumunu temsil eden Stokes parametrelerinin üç boyutlu görselleştirilmesidir. Küre üzerindeki herhangi bir nokta, belirli bir polarizasyon durumuna karşılık gelir. Bu temsilde, yatay ve dikey doğrusal polarizasyonlar bir ekseni, ±45° doğrusal polarizasyonlar ikinci ekseni ve sağ/sol dairesel polarizasyon durumları üçüncü ekseni oluşturur. Polarizasyon derecesi (Degree of Polarization - DOP), bu küredeki noktanın merkeze olan uzaklığıyla doğrudan ilişkilidir. DOP değeri 1 olan tamamen polarize ışık, küre yüzeyinde temsil edilirken, kısmen polarize ışıklar iç bölgelerde, tamamen polarize olmayan ışık ise merkeze yakın bir noktada yer alır (Şekil 1.2).

Polarizasyon durumunun nicel tanımı için Stokes parametreleri kullanılır. Bu parametreler ışığın elektrik alan vektörlerinin zaman ortalamalı yönelimlerinden türetilir (Shurcliff ve Ballard 1964; Born ve Wolf 1999; Goldstein 2011). Stokes vektörü genellikle dört bileşenle ifade edilir: I toplam ışık şiddetini; Q ve U lineer polarizasyonu; V ise dairesel polarizasyonu temsil eder. Bu parametreler yardımıyla, polarizasyon derecesi şu şekilde hesaplanır;

$$PD = \frac{\sqrt{S_1^2 + S_2^2 + S_3^2}}{I} \tag{1.1}$$

Özellikle uygulama bağlamında, lineer polarizasyon derecesi (PD_L) ve dairesel polarizasyon derecesi (PD_C) ayrı ayrı şu şekilde ifade edilir:

$$PD_L = \frac{\sqrt{S_1^2 + S_2^2}}{I} \tag{1.2}$$

$$PD_C = \frac{|S_3|}{I} \tag{1.3}$$

Bu tür polarimetrik analizler çoğu zaman gök cisminin kendisinden çok, çevresindeki

ortamla olan etkileşimini anlamaya yöneliktir. Bununla birlikte, bir gök cisminin kendine özgü fiziksel karakteristiklerini ortaya koymak için atmosferik yapı ve manyetik alan gibi içsel parametrelerin ayrıntılı incelenmesi gereklidir. Manyetik alanın yıldız atmosferi üzerindeki etkisi önceki bölümlerde ele alınmıştı, orada bahsedilen Zeeman etkisi, bir yıldızın karakteristiğinin tanımlanmasında önemli bir fiziksel özelliktir. Devam eden bölümde manyetik alanın atmosfer üzerine etkisi detaylandırılmıştır.

1.3. Manyetik alanın Yıldız Atmosferindeki Rolü

Yıldız atmosfer parametrelerinin belirlenmesinde kullanılan ATLAS, MARCS, PHOENIX, STAGGER ve TLUSTY gibi atmosfer modelleri, radyatif transfer denklemlerini çözümlemek için geliştirilmiştir. Ancak bu modeller genellikle manyetik alan etkisini ihmal eder. Bunun temel nedeni, manyetik alanın eklenmesinin çözüm sürecini sayısal olarak oldukça karmaşık ve zaman alıcı hale getirmesidir. Oysa tayf üzerindeki manyetik etki, ışığın polarizasyonu ile gözlemlenebilir hale gelir. Bu durumda radyatif transfer denklemi, yalnızca ışık şiddetini değil, polarize bileşenlerini de içerecek şekilde genişletilmelidir. Bu genişletme, Stokes parametrelerini içeren polarize radyatif transfer denklemine (RTE) şu şekilde yansıtılır:

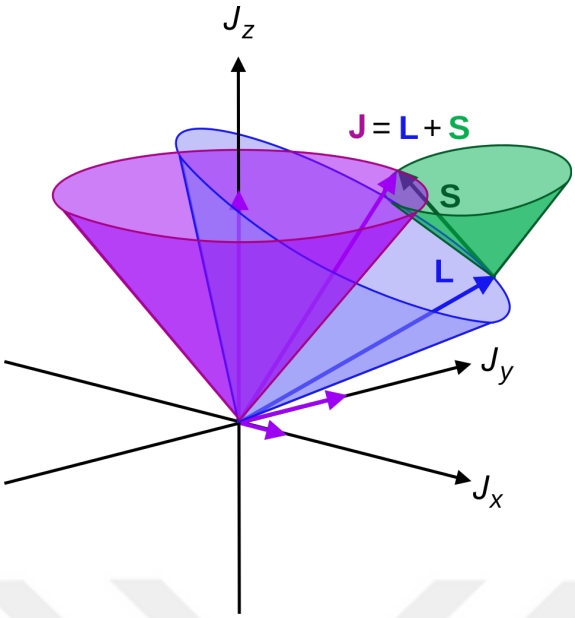
$$\frac{d\vec{I}}{ds} = -\mathbf{K}\vec{I} + \vec{\epsilon} \tag{1.4}$$

Buradaki **K** matrisi, klasik soğurma katsayısı yerine geçen bir dağılım matrisidir. Bu matris 7 bağımsız parametre içerir ve üç bileşene ayrılır:

$$\mathbf{K} = \underbrace{\begin{pmatrix} \eta_I & 0 & 0 & 0 \\ 0 & \eta_I & 0 & 0 \\ 0 & 0 & \eta_I & 0 \\ 0 & 0 & 0 & \eta_I \end{pmatrix}}_{\text{Soğurma Matrisi}} + \underbrace{\begin{pmatrix} 0 & \eta_Q & \eta_U & \eta_V \\ \eta_Q & 0 & 0 & 0 \\ \eta_U & 0 & 0 & 0 \\ \eta_V & 0 & 0 & 0 \end{pmatrix}}_{\text{Dikroizm Matrisi}} + \underbrace{\begin{pmatrix} 0 & 0 & 0 & 0 \\ 0 & 0 & \rho_V & -\rho_U \\ 0 & -\rho_V & 0 & \rho_Q \\ 0 & \rho_U & -\rho_Q & 0 \end{pmatrix}}_{\text{Dispersiyon Matrisi}} \tag{1.5}$$

İlk bileşen, tüm polarizasyon durumları için aynı şekilde işleyen klasik soğurma terimini temsil eder. İkinci terim, ortamın farklı polarizasyon durumlarını farklı oranlarda soğurduğu durumlarda önem kazanır (dikroizm). Üçüncü terim ise polarizasyon durumlarına bağlı olarak faz farklarının ortaya çıktığı dispersiyon etkilerini yansıtır. (Ayrıntılar için bkz. Landi Degl'Innocenti ve Landolfi 2004).

Tayf çizgilerinde manyetik alan etkisiyle meydana gelen yarılma, atomik yapı ve kuantum fiziği ilkelerine dayanır. Her atomik geçişin sahip olduğu kuantum sayıları — yörünge açısal momentumu (L), spin momentumu (S) ve toplam açısal momentumu (J) — manyetik alan altında etkileşime girerek Zeeman etkisine yol açar. Bu etkileşim sonucunda atomik enerji seviyeleri, LSJ uzayında bir koni yapısı oluşturacak biçimde sapar (Şekil 1.3) ve ayrılma gösterir. tayf üzerinde bu, geçişin farklı frekanslara bölünmesidir. Enerji düzeyi ayrımları, bir seviyeye karşılık gelen Landé-g faktörü ile nicelenir. Bu faktör, bir atom alt seviyesinin dış manyetik alanla etkileşim gücünü belirleyen boyutsuz bir çarpandır. Ancak, bu çarpanın değeri yalnızca temel spin veya yörünge momentlerinden değil, aynı zamanda atomik bağlaşım rejiminden de etkilenir (Russell-Saunders Birleşimi "LS" gibi).



Şekil 1.3. Bir atomun sahip olduğu quantum sayılarının etkileşim sonucu hareketinin koordinat ekseninde şekilsel temsilidir. L, yörünge açısal quantum sayısı, S, spin kuantum sayısı, J, toplam açısal quantum sayısıdır.

Hafif atomlarda, S ve L, birbirlerinden bağımsız olarak birleşerek J 'yi oluşturur. Bu durumda, Landé-g faktörü aşağıdaki gibi verilir:

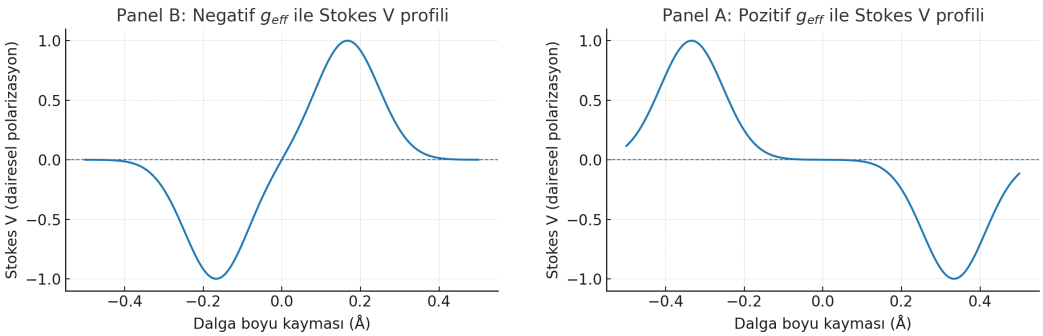
$$g_{LS} = 1 + \frac{1}{2}\frac{J(J+1) + S(S+1) - L(L+1)}{J(J+1)} \tag{1.6}$$

LS birleşim rejiminde hesaplanan g_{LS} sistemin (yani her enerji seviyesinin) kuantum sayılarından türetilen teorik bir değerdir. Bir spektral geçişi oluşturan alt ve üst seviyelerin her biri için bir g_{LS} hesaplanır. Bu seviyeler arası etkileşimin temsil ettiği Lande-g faktörü ise etkin lande faktörü (g_{eff}) olarak karşımıza çıkar. Bir spektral geçişin alt ve üst sevilerinin g_{LS} hesaplaması sonucu elde edilen lande-g faktörleri ve toplam açısal kuantum sayıları sırasıyla g_l, g_u ve j_l, j_u olmak üzere etkin lande-g faktörü hesabı şu ifadeyle verilir;

$$g_{eff} = \frac{1}{2}(g_u - g_l) + \frac{1}{4}(g_u - g_l)[j_u(j_u+1) - j_l(j_l+1)] \tag{1.7}$$

Manyetik yarılmanın spektral çizgi genişliğinden küçük olduğu durumlarda zayıf alan yaklaşımı (weak-field approximation) geçerli olur (Stenflo vd. 1984). başka bir deyiş ile bu yaklaşım, manyetik alanın yeterince zayıf olduğu ve çizgi bölünmesinin Doppler genişlemesinden çok daha küçük olduğu durumlarda geçerlidir. Dairesel polarizasyon (Stokes V) sinyalinin, tayf çizgisinin türeviyle orantılı olduğunu ve bu orantının şiddetinin boylamsal manyetik alan şiddetiyle lineer şekilde değiştiğini varsayar. Bu yaklaşım altında, Stokes V bileşeni, toplam ışık yoğunluğu olan Stokes I'nin dalga boyuna göre türeviyle yaklaşık olarak ifade edilir:

$$V = \frac{\delta I}{\delta \lambda}\Delta_B \tag{1.8}$$



Şekil 1.4. Görselleştirme amaçlı olarak yapay zeka ile oluşturulmuş örnek Stokes V profilleri. Sol panel negatif lande-g faktörüne sahip, sağ panel pozitif lande-g faktörüne sahip Stokes V tayfını temsil eder.

Buradaki Δ_B, Zeeman yarılma miktarını belirten normalizasyon terimidir ve şu şekilde ifade edilir:

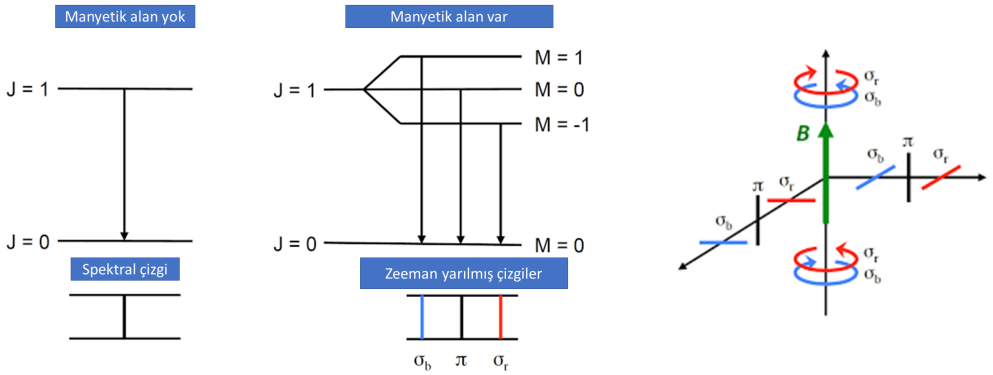
$$\Delta_B = 4.67 \times 10^{-13} \lambda^2 \; g_{eff} \; B \tag{1.9}$$

Bu ifadede λ dalga boyu angström (Å), B manyetik alan şiddeti gauss, Δ_B ise miliangstrom (mÅ) cinsindendir. Stokes V profili çoğunlukla spektral çizginin merkezine göre antisimetrik bir yapı gösterir. Bu yapı, pozitif ve negatif iki kanat içerir: biri spektral çizginin kısa dalgaboyu (mavi) tarafında pozitif, diğeri uzun dalgaboyu (kırmızı) tarafında negatiftir. Pozitif tepe sağ dairesel polarize ışığın baskın olduğunu, negatif tepe ise sol dairesel polarize ışığın baskın olduğunu belirtir. Bu yapı bazı durumlarda terse döner. Bu durumun atomik yapı üzerinden açıklaması ancak lande-g faktörünün negatif değere sahip olmasıyla ilişkilendirilebilir (Stenflo 1984). Örnek figür Şekil 1.4 'de verilmiştir. Diğer bir olasılık ise gözlemsel verilerin yanlış işlenmesinden kaynaklanır. Gözlemsel prosedürler Stokes V tayflarını elde etmek için sağ ve sol dairesel gözlem verilerini birbirinden çıkartır.

Sonuç olarak, Zeeman yarılması ve Stokes parametreleri üzerinden yürütülen spektropolarimetrik analizler, yıldız atmosferlerinin ve çevresindeki manyetik yapının incelenmesi açısından vazgeçilmezdir. Bu analizlerde, spektropolarimetrelerle elde edilen Stokes spektrumları kullanılır. Gözlemsel tekniklerin ayrıntıları için bknz. Stenflo (1984). Bir sonraki bölümde, bu bölümde bahsedilen polarizasyon üzerine temel kavramlara değinilmiş ve astrofizikteki yeri üzerine temeli sunulmuştur.

1.4. Manyetik Alanın Spektral Çizgilere Etkisi - Zeeman Etkisi

Önceki bölümde değinilen Zeeman etkisi, dış manyetik alanın varlığında atomik ve moleküler enerji seviyelerinin çoklu manyetik alt seviyelere ayrılmasıyla tanımlanır. Bu fenomen, yıldız atmosferlerinde bulunan manyetik alanların spektroskopik olarak dolaylı biçimde tespit edilmesine olanak tanır. 100 kG altındaki, dejenere olmayan yıldızlarda, bu etki çoğu atomik geçiş için lineer Zeeman etkisi rejiminde değerlendirilir. Bu bağlamda, toplam açısal momentum kuantum sayısı J olan bir enerji seviyesi, $2J + 1$ adet manyetik alt seviyeye ayrılır. Bu alt seviyeler, manyetik kuantum sayısı M ile tanımlanır ve her biri için enerji kayması aşağıdaki denklemle ifade edilir:



Şekil 1.5. Soldaki şekil, manyetik alanın yokluğunda ve varlığında bir atomik geçişin enerji seviyeleri arası davranışını tasvir eder. Sağdaki şekil ise manyetik alanın oluşturduğu uydu geçişlerin polarizasyon durumunu tasvir eder.

$$\Delta E = g\frac{e\hbar}{2m_e c}BM \tag{1.10}$$

Burada B manyetik alan şiddeti (T), g Lande faktörü, e elektronun yükü (Coulomb), $\hbar$ indirgenmiş Planck sabiti (J.s), m_e elektronun kütlesi (kg) ve c ışık hızıdır (km/s). Şematik olarak, normal Zeeman yarılması Şekil 1.5'de gösterilmiştir.

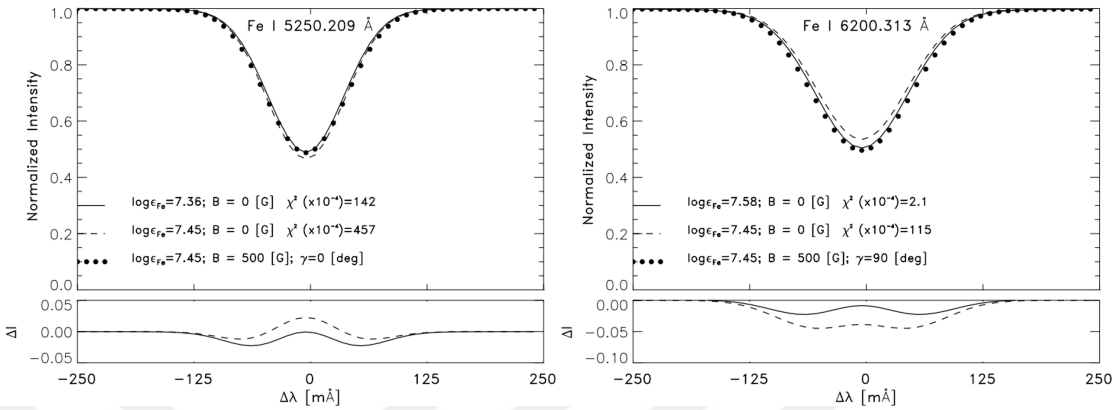
Enerji düzeylerindeki yarılma yalnızca harici bir manyetik alanın etkisiyle değil, bazı durumlarda ince yapı (hyperfine structure, hfs) etkisiyle de meydana gelebilir. Bu tür yapılar tamamen kuantum mekaniksel nedenlerle oluşur ve manyetik alandan bağımsızdır. Ancak bir atomik geçiş hem hfs hem de Zeeman etkisine sahip olduğunda, lineer Zeeman yaklaşımı artık geçerli olmayabilir. Bu durumda, daha karmaşık geçiş davranışlarını açıklamak için Paschen-Back etkisi dikkate alınmalıdır (Berdyugina vd. 2005). Bu tür geçişlerde polarizasyon yarılması sonucu ortaya çıkan spektral çizgiler simetrik olmayan, yani asimetrik bir dağılım sergiler. Bu çalışmada ise, hfs içermeyen geçişler kullanılmış ve yalnızca saf Zeeman etkisi altında incelenmiştir.

Yıldız aktivitelerinin, Güneş'te gözlenen aktiviteler gibi dönemsel ve değişken olduğu birçok çalışmayla gösterilmiştir (Willamo vd. 2020). Ancak yıldızların atmosfer parametreleri ve kimyasal bollukları, çoğunlukla anlık spektral gözlemler üzerinden belirlenmektedir. Borrero (2008), gerçekleştirdiği teorik çalışmada, Fe, Si, C ve O gibi elementlerin spektral çizgi profilleri üzerinde manyetik alanın etkisini incelemiştir. Özellikle $g_{eff} > 2.0$ olan Fe geçişlerinde manyetik alanın etkisiyle element bolluğunda yaklaşık 0.1 dex düzeyinde bir fark oluşabileceğini göstermiştir.

Şekil 1.6, Güneş'in HRSA (Harvard–Smithsonian Reference Atmosphere) modeline dayalı olarak hesaplanan sentetik spektrum üzerinde, 5250.2 ve 6200.3 Å çizgilerinin manyetik alan şiddeti (0–500 G) ve görüş açısı (0°–90°) değişimine göre gösterdiği tepkileri sunmaktadır. Analize göre, 5250 Å çizgisinde manyetik alan şiddetinin artmasıyla birlikte Güneş bolluğu değeri 0 G için 7.36 iken, 500 G için 7.45'e yükselmektedir. Buna karşın, 6200 Å çizgisinde görüş açısının etkisiyle bolluk değeri 0 G'de 7.58 iken, 500 G'de 7.45'e düşmektedir.

Bu iki örnek, spektral çizgilerin kimyasal bolluk hesaplamalarının, yalnızca manyetik alanın varlığına değil, aynı zamanda alanın doğrultusuna da hassas olduğunu açıkça ortaya

koymaktadır. Söz konusu teorik öngörünün, literatürde gözlemsel verilerle doğrudan karşılaştırıldığı ya da test edildiği bir çalışmaya rastlanmamıştır. Bu nedenle, bu tez kapsamında Güneş ve seçilmiş bazı yıldızlar için söz konusu manyetik alan etkisinin gözlemsel bolluk analizlerine katkısı ilk kez irdelenmiştir.



Şekil 1.6. Manyetik alanın tayf çizgisi üzerine etkisi. Sol panelde Fe I 5250.2 Å geçişinin 0 ve 500 G altında, görüş doğrultusundaki sentetik profil değişimi, sağ panelde ise 6200.3 Å Fe I geçişinin 0 ve 500 G için görüş doğrultusuna 90 derece yapılan açıyla elde edilen sentetik tayfın değişimi gösterilmiştir. Sürekli çizgi dikey manyetik alanı($\gamma = 0^o$), kesikli çizgi ise yatay manyeti alanı ($\gamma = 90^o$) tasvir eder. (Borrero 2008

1.5. Manyetik Aktivite ve Element Taşınımı

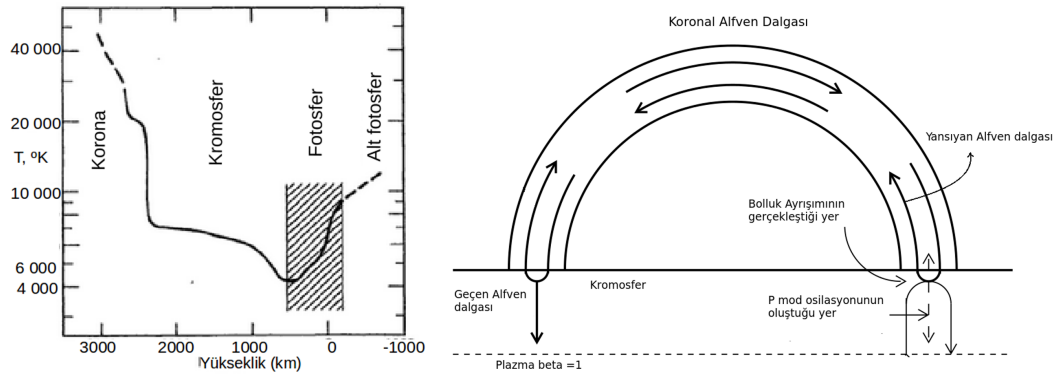
Güneş'te manyetik dinamo modelini ilk geliştiren Parker (1955), yıldızın diferansiyel dönüşüyle radyatif ve konvektif katmanlar arasındaki etkileşimin manyetik alan ürettiğini ortaya koymuştur. Bu model, Güneş'teki manyetik aktivitenin kökenini açıklayan temel çalışmalardan biridir. Üretilen manyetik alan, Güneş'in katmanları boyunca yayılarak geniş bir etki alanı oluşturur.

Laming (2015)'in çığır açan çalışması, manyetik aktivite sonucu oluşan koronal ilmeklerin elementleri fotosferden koronaya taşıdığını göstermiştir. Bu taşınım mekanizmasının merkezinde, Şekil 1.7'in sağ panelinde tasvir edilen Alfvén dalgaları yer alır[2]. Alfvén dalgalarının yansıma yaptığı geçiş bölgesi, kromosfer ile korona arasındaki sıcaklık gradyanının en dik olduğu bölgedir (bkz. Şekil 1.7, sol panel). Ponderomotif kuvvetle yukarı itilen bu dalgalar, manyetik ilmeğin fotosferdeki ayak noktalarında hapsolmuş elementleri koronaya taşır.

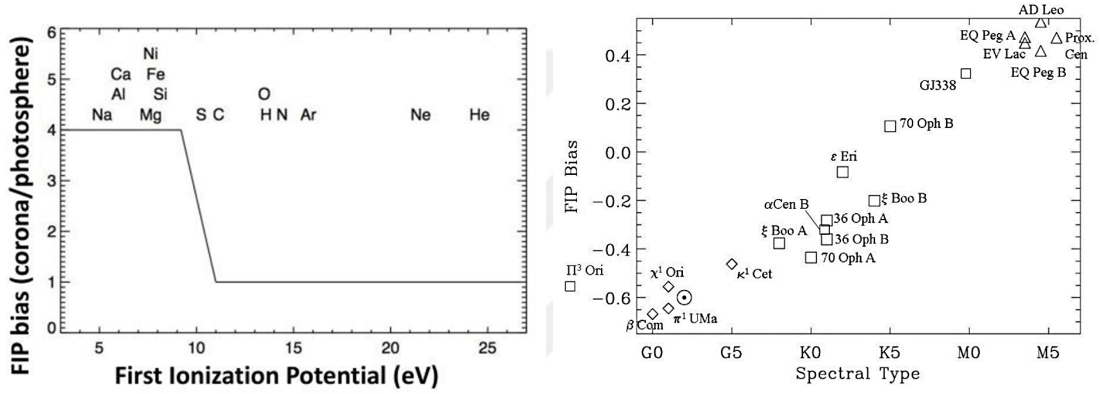
Taşınan elementlerin temel özelliği, birinci iyonlaşma potansiyellerinin (First Ionization Potential, FIP) 7 eV altında olmasıdır. Bu süreç sonucunda fotosfer ve korona bollukları arasında sistematik bir fark (FIP bias) oluşur. Şekil 1.8'de Güneş için gözlenen bu fark görülmektedir. Negatif FIP bias değeri, koronal bolluklarda artışa işaret ederken, pozitif değerler ters FIP etkisi olarak adlandırılır ve koronal bolluklarda azalmayı gösterir.

Güneş gibi anakol yıldızlarında manyetik aktivite, dönüş hızıyla doğrudan ilişkilidir. Evrimsel süreçte açısal momentum kaybı, manyetik aktivitede azalmaya yol açar. Yolalan ve Şahin (2019), metalce fakir FGK tayf türündeki 10 Post-AGB yıldızında bu etkiyi

[2]Alfven dalgalarının manyetik alan oluşumundaki rolü EK-10 da açıklanmıştır.



Şekil 1.7. Sol panel Güneş katmanları arası sıcaklık gradyentini gösterir, Sağ panel ise bir manyetik ilmeğin akışını gösterir.



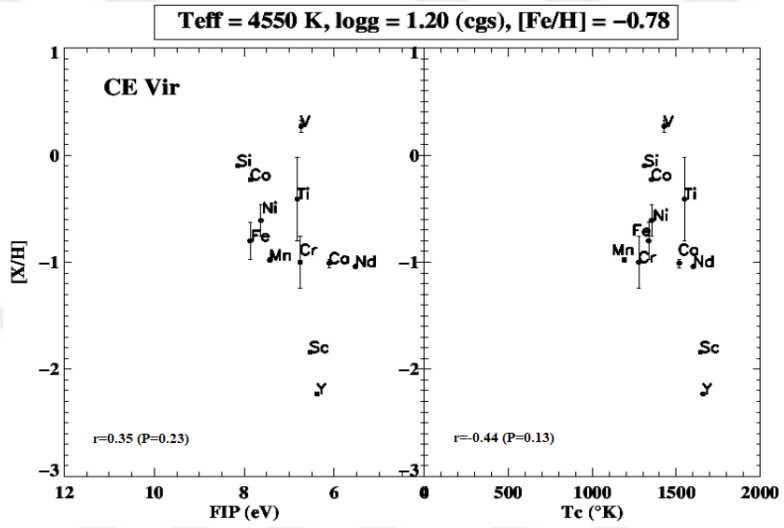
Şekil 1.8. Sol panel: Güneş'te fotosfer-korona bolluk farkı. Sağ panel: Farklı tayf türlerinde FIP bias değerleri (Laming 2015).

incelemiş ve Gridhar vd. (2000)'ın yoğuşma sıcaklığına dayalı gaz-toz ayrışımı modeline ek olarak FIP etkisinin de bolluk anormalliklerine katkıda bulunduğunu ortaya koymuştur. Şekil 1.9'da G8 tayf türlü Ce Vir yıldızı için bu iki mekanizmanın karşılaştırmalı analizi sunulmaktadır.

Çalışmada yıldızların 4800 ile 5700 Å aralığındaki yüksek çözünülüklü tayflarından Na'dan Sm'a kadar olan atomik numara ölçeğinde gözlenebilen tüm elementlerin detaylı bir bolluk analizi gerçekleştirilmiştir.

Bu tez kapsamında, manyetik alana duyarlı geçişler kullanılarak yıldız bolluklarındaki değişimler ilk kez sistematik olarak incelenmiştir. Temel özgün katkılar şunlardır:

- Bolluk-Manyetizma İlişkisi: Manyetik alan etkisi altındaki geçişlerde gözlenen bolluk değişimlerinin nicel analizi
- Yeni Metodoloji: Spektropolarimetrik veri gerektirmeden manyetik alan şiddetini belirlemeye yönelik özgün bir yöntem geliştirilmesi
- Çoklu Veri Entegrasyonu: Manyetik etkilerin asterosismolojik sonuçlarla birlikte değerlendirilmesi



Şekil 1.9. Ce Vir yıldızında FIP etkisi (sol) ve gaz-toz ayrışımı (sağ) mekanizmalarının korelasyon analizi (Yolalan ve Şahin, 2019).

2. TEMEL KAVRAMLAR VE TEORİK ÇERÇEVE

2.1. Polarizasyon Mekanizmaları; Teori ve Gözlemsel Yöntemler

Astrofiziksel nesnelerde gözlemlenen polarizasyon, başlıca aşağıdaki fiziksel mekanizmalar tarafından üretilir:

- Katı yüzeylerden ışığın yansıması (albedo),
- Serbest elektronlar, atomlar, moleküller veya toz parçacıkları tarafından ışığın saçılması,
- Manyetik alan varlığında ışığın yayılımı (Zeeman ve Paschen-Back etkisi),
- Manyetik alanda ivmelenen serbest elektronların ürettiği siklotron ve sinkrotron radyasyonu,
- Galaktik yıldızlararası manyetik alan tarafından yönlendirilen, küresel olmayan toz taneciklerinin optik dikroizminden kaynaklanan uzak yıldızların yıldızlararası polarizasyonu.

Astrofizik literatüründe polarizasyonun tanımlanması için özelleşmiş kavramlar kullanılır. Bunlar arasında polarizasyon elipsi (Poincaré küresinin özel bir hali) ve normalize Stokes parametreleri ($q = Q/I$, $u = U/I$, $v = V/I$) yer alır. Burada Q, U, V mutlak Stokes parametrelerini, I ise toplam ışık şiddetini temsil eder. Mutlak Stokes parametreleri, kısmi polarize ışığın toplam şiddeti (I) ve onun eliptik polarizasyon bileşeninin şiddeti ($I_{\rm P}$) cinsinden aşağıdaki gibi tanımlanır:

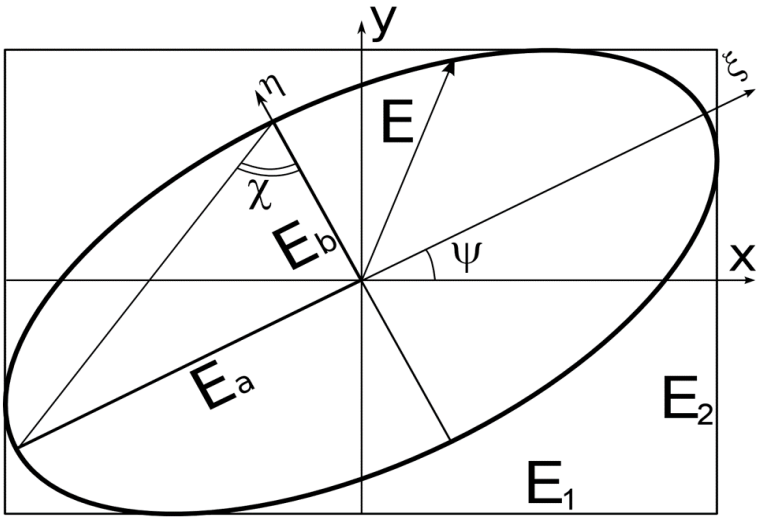
$$Q = I_{\rm P}\cos(2\psi)\cos(2\chi), U = I_{\rm P}\sin(2\psi)\cos(2\chi), SV = I_{\rm P}\sin(2\chi) \tag{2.11}$$

Bu denklemlerde ψ (bazen θ veya PA ile gösterilir) polarizasyon açısı olup, polarizasyon elipsinin azimutal açısıdır.[3] χ ise polarizasyon elipsinin basıklığını (eliptikliğini) ifade eder.[4](bknz. Şekil 2.1)

Işığın emisyonu, yansıması, saçılması ve soğrulması süreçlerini inceleyen optik polarimetri, astrofiziksel ortamlardaki maddenin dağılımı, yoğunluğu, parçacık bileşimi ve boyutu hakkında temel bilgiler sağlar. Aynı zamanda, yıldız ölçeğinden galaktik ölçeklere kadar uzanan manyetik alanların şiddetini ve geometrik yapısını karakterize etmemize olanak tanır. Bu mekanizmaların teorik temeli ve gözlemsel yöntemlerle tespiti, astrofizikteki birçok olgunun anlaşılmasında kritik rol oynar.

2.2. Stokes Parametreleri ile Manyetik Alan Modellemesi

Literatürde en çok karşılaşılan manyetik alan modelleme tekniğinin temelinde yerel stokes tayf üretme metodu ve disk-entegrasyonu metodu vardır. Bu bölümde, manyetik alan şiddetinin modellemesi için geliştirilen metotlardaki kavramlar ve ne amaçla kullanıldıklarına değinilmiştir.



Şekil 2.1. Elektrik alan vektörleri (E_1, E_2) ile tanımlanan koordinat düzleminde polarizasyon elipsi. ψ: polarizasyon açısı, χ: polarizasyon elipsinin basıklığıdır.

2.2.1. Yerel Stokes tayfları

Stokes parametreleri (I,Q,U,V) ile tanımlanan stokes tayfları, gözlemcinin yıldıza bakış doğrultusuna göre formlarını değiştirdiklerinden yerel olarak adlandırılmaktadır. Yerel Stokes tayfları, sentetik olarak polarize radyatif transfer denkleminin çözümünden elde edilen tayfların üretilmesi metodudur. Bu tayflar, gözlemcinin bakış doğrultusuna göre istenilen açıda teorik olarak üretilebilir. Fe I 8467 Å geçişi için üretilen yerel stokes tayfları Şekil 2.2' de verilmiştir.

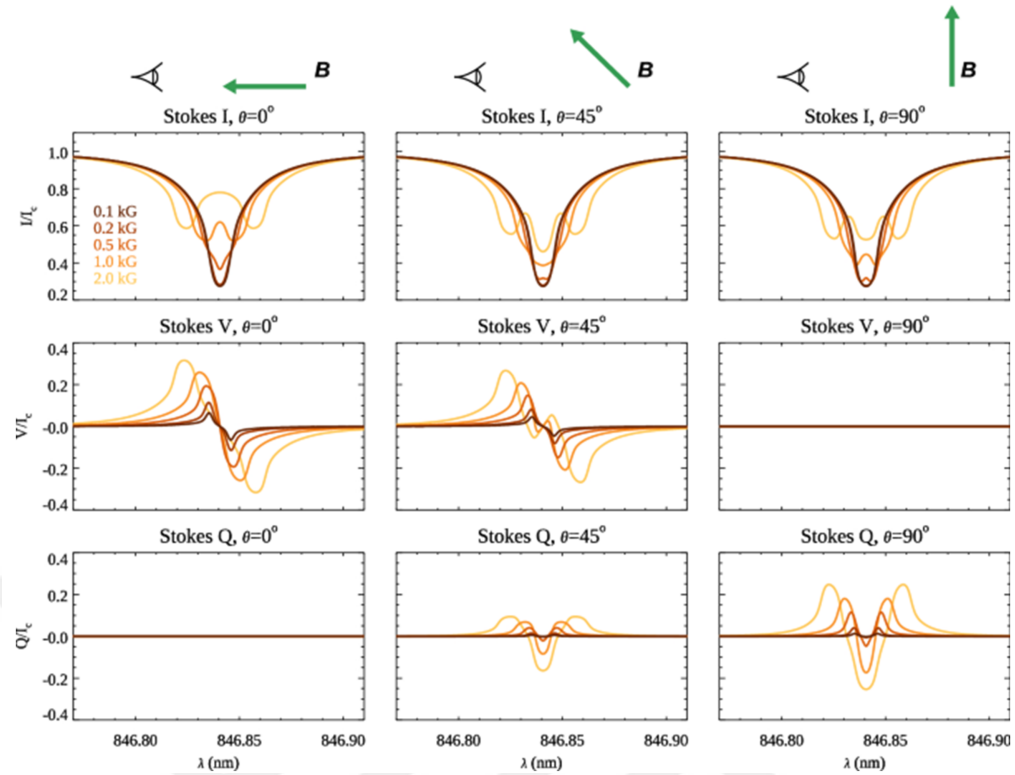
Burada bakış doğrultusuna dik bir manyetik alanın mevcudiyetinde dairesel polarizasyon etkisinin gözlenmediği, ancak Zeeman yarılmaların var olduğu açıkça görülür. Bakış doğrultusunda bir manyetik alanın mevcudiyetinde, alan şiddetinin artmasıyla Zeeman yarılmasının temel bileşenin gözlenemediği, yalnızca uydu geçişlerin mevcudiyeti söz konusu olacaktır. Yerel stokesların üretilmesi metodunun 1kG atındaki manyetik alan şiddetindeki yapıların irdelenmesi için uygun olduğu belirtilmiştir (Kochuclov 2020).

2.2.2. Disk-Entegrasyonlu Stokes tayfları

Yıldız yüzeylerindeki küçük ölçekli manyetik yapıların doğrudan gözlemi teknik olarak oldukça zordur. Bu zorluğun üstesinden gelmek için astronomlar, yıldız diskinin tamamından gelen ışığı bütünleşik olarak değerlendiren *disk-entegrasyonu* yöntemini geliştirmişlerdir. Bu yöntemde, yıldız yüzeyinin farklı bölgelerindeki değişken manyetik alan yönelimlerinin ürettiği Stokes parametreleri, diskin dönüşü ve geometrik yapısı nedeniyle birbirleriyle etkileşerek net bir sönümleme etkisi yaratır.

Stokes parametrelerinin disk-entegrasyonu altındaki davranışı oldukça karakteristiktir. I parametresi, toplam ışık şiddetini temsil eder ve manyetik alanın yöneliminden bağımsızdır:

[3]Astronomik polarimetride bu açı, saat yönünün tersine, kuzey referans alınarak ölçülür.
[4]$\tan\chi$, elipsin küçük ekseninin büyük eksenine oranıdır.



Şekil 2.2. Fe I 8468.4 geçişinin 100G ile 2000G arasında manyetik alan şiddeti için yerel Stokes I (üst), V (orta), Q (alt) profilleri. üç kolondaki profiller manyetik alanın farklı görüş doğrultusuna göre (sırasıyla 0,45 ve 90 derece) değişimini gösterir (Kochuchov 2020).

$$\langle I \rangle_{\text{disk}} = \frac{\int I(\mu)\mu \, d\Omega}{\int \mu \, d\Omega} \tag{2.12}$$

Burada $\mu = \cos\theta$ kenar kararma faktörünü, $d\Omega$ ise katı açı elemanını temsil eder. Buna karşılık Q, U ve V parametreleri manyetik alanın yönelimine doğrudan duyarlıdır:

$$\langle V \rangle_{\text{disk}} \propto \int B_{\parallel}(\mu)\mu \, d\Omega \tag{2.13}$$

Disk-entegrasyonu sürecinde, zıt yönlü manyetik alan bileşenlerinin ürettiği sinyallerin birbirini kısmen sönümlemesi nedeniyle bu parametrelerin genliklerinde azalma gözlenir.

Bu metodolojinin uygulanabilirliği manyetik alan şiddetine göre değişir. Özellikle $B \gtrsim 1$ kG şiddetindeki alanlarda Zeeman etkisi belirgindir:

$$\Delta\lambda_B = 4.67 \times 10^{-13} \lambda_0^2 g_{\text{eff}} B \tag{2.14}$$

burada $\Delta\lambda_B$ Zeeman kayması, λ_0 merkez dalgaboyu ve g_{eff} efektif Landé faktörüdür[5].

Kochukhov (Kochukhov 2020) tarafından yapılan çalışmalar, bu yöntemin özellikle Ap/Bp tipi manyetik yıldızlarda etkinliğini göstermiştir. Ancak metodun temel sınırlamaları şunlardır:

- Küçük ölçekli yapıların sinyalleri kaybolabilir

[5]bazı yerlerde etkin lande faktörü veya lande-g faktörü olarak da geçer

- Kenar kararma modeli hassasiyeti etkiler
- Dönüş periyodu ile manyetik topoloji arasındaki ilişki

Modern spektropolarimetrik araçlar (ESPaDOnS, PEPSI, HARPSpol) bu sınırlamaları aşmada önemli rol oynamaktadır. Disk-entegrasyonu tekniği, özellikle yıldız manyetizması ve evrimi çalışmalarında vazgeçilmez bir araç olmaya devam etmektedir.

2.3. Manyetik Alan Ölçüm Teknikleri

Astrofiziksel nesnelerde manyetik alan şiddetinin belirlenmesi için modern spektropolarimetrik gözlemlerde en yaygın kullanılan metodoloji, tüm spektrumu analiz eden *en küçük kareler dekonvolüsyonu* (Least-Squares Deconvolution - LSD) yöntemidir. Bu teknik, temelini Robinson'un (Robinson1980) spektral çizgi ikililerinin tespiti için geliştirdiği yöntemden almakta olup, aşağıda iki ana başlık halinde incelenmiştir.

2.3.1. Tayfsal çizgi ikilileri yöntemi

Robinson (Robinson1980) tarafından önerilen bu metodoloji, manyetik alanın neden olduğu Zeeman etkisiyle oluşan çizgi bölünmelerinin analizine dayanır. Temel prensip, bir çizgi çiftinin bileşenleri arasındaki dalgaboyu farkının ölçülmesidir:

$$\Delta\lambda_B = \frac{e\lambda_0^2}{4\pi m_e c^2} g_{\text{eff}} B \approx 4.67 \times 10^{-13} \lambda_0^2 g_{\text{eff}} B \tag{2.15}$$

burada:

- $\Delta\lambda_B$: Zeeman kayması (Å)
- λ_0: Çizginin merkez dalgaboyu
- g_{eff}: Efektif Landé faktörü
- B: Manyetik alan şiddeti (G)

Zeeman etkisinin çizgi kanatlarındaki katkısını ayırt etmek için oldukça güçlü ayırma gücüne sahip spektroskopik aygıtların varlığı gerekmektedir. Bu yüzden manyetik alan tespiti için dairesel polarize tayftan ancak manyetik alana hassas çizgilerin analizi yapılabilmektedir. Ancak bu durumun 2 dezavantajı vardır; i) karşıt doğrultudaki elementlerin katkısı yok sayılmaktadır, ii) manyetik olmayan alan tarafından manyetik alan şiddeti indirgenerek sinyali zayıflatır. Robinson (1980)'de bu sorunları aşmak için polarize olmamış tayfta Zeeman etkisini irdeler ve çizgi ikilileri kavramını ortaya koyar. Bu kavramın mantığında ise manyetik alana duyarlı (en fazla triplet yapıda olan) izole bir çizgi "ki buna referans çizgisi der" ve bu çizgiye 100 Å kadar yakın manyetik alana duyarsız izole çizgiyi seçerek irdelemek vardır. Bu tanımlamayı da yalnızca Güneş benzeri yıldızlar için geçerli olacağını vurgulamıştır. Temel varsayımları;

- Yıldız yüzeyinde alanlar farklı B şiddetine sahip
- Bu B deki kaplanan alanın yüzdesi G(Δ_B) ve bu alanlar radyatif olarak etkileşmez.

Buna göre çizgi profili,

$$I(\lambda) = \int_{-\infty}^{\infty} G(\Delta_B) f(\lambda + \Delta_B) d\Delta_B \tag{2.16}$$

$G(\Delta_B) = G(-\Delta_B)$ uydu (σ) çizgileri temsil eder (polarized), $G(\Delta_B = 0)$ ise ana (π) çizgisini temsil eder (unpolarized). Bu denklem bir konvolüsyon formundadır ve basit bir çarpım olarak Fourier dönüşümüyle açıklanabilir;

$$(k) = g(k)f(k)\ yada\ g(k) = (k)/f(k) \tag{2.17}$$

k, fourier değişkeni ve $(k), g(k), f(k)$ sırasıyla $I(\lambda), g(\lambda), f(\lambda)$ nın fourier dönüşümüdür. ters dönüşümü almak mevcut yarılmanın yüzdesini ve her bir bileşenin alana katkısının yüzdesini verecektir. Polarize olmamış ışık için temel denklem,

$$I_B(\lambda) = A[f(\lambda + \Delta_B) + f(\lambda - \Delta_B)] + B(f(\lambda)) \tag{2.18}$$

A ve B katsayıları alan doğrultusuna bağlı katsayılardır, Δ_B ise yarılmanın derecesini verecektir, Denklem 1.9'de tanımlandığı gibidir. g(k) belirlenirken her fourier dönüşümü yüksek frekansta karakteristik olarak düşük değerlere gideceğinden gürültünün sinyalle eşit olması durumu ortaya çıkar. Bu sorunu aşmak için gürültü çıkartılır ve dönüşüm yalnızca sinyalin baskın olduğu bölgeler için yapılır. Özellikle g(k) nın eşitliğini veren yukarıdaki ifadede oranın sıfıra yakınsaması beklenir. Bu yüzden en büyük gereksinim yarılmamış çizgi profillerini ($f(\lambda)$) bilmektir. Referans, aynı atmosferik ölçekte oluşacak ve manyetik olarak hassas çizgiyle aynı sıcaklık tepkisine sahip olacak şekilde seçilir. Buda her izole 2 li çizginin B=0 iken aynı genilikte ve şiddette olması gerektiğidir. Çizgi ikililerin seçim mantığı tamamen bu kurgu üzerine geliştirilmiştir. Bu tür ikililerin bulunması oldukça zor ve az sayıda olduğu Robinson (1980) tarafından rapor edilmiştir. Bu yüzden 2 çizgiyi de aynı eşdeğer genişlikte yapacak bir katsayı ile çarparak (burada referans şiddet olarak tanımlanır) analiz ilerletilir.

Bir referans çizgisi kullanmak, atmosferik görüş , aletsel çözünürlük gibi zorlukların baskılanmasını sağlar. Yani bu genişleme faktörleri zaten çizgi profili ile konvolüsyona tabi tutulmuştur ve "smearing" fonksiyonunun sonucudur. Konvolüsyon, Fourier alanında bir çarpmaya döndüğünden ve her 2 çizgide aynı smear fonksiyonu ile konvole edildiğinden dönüşümlerin oranı alındığında bu tür etkiler ortadan kalkacaktır. İdeal durumda manyetik alana duyarlı olmayan çizgi seçilmelidir. Ancak pratikte bu şekilde işletilmemiştir. Bu yüzden çizgiye bir düzeltme yapılır. Bu düzeltme için çizgi profilinde manyetik alan etkisi yok sayılır ve profil fonksiyonu f(k) olarak tanımlanır, çizgi ikilisinin sırasıyla düşük ve yüksek olan manyetik duyarlılık (lande g faktörleri) oranı R_{LH} olmak üzere, düzeltilmiş referans çizgi profili (yarılmamış);

$$I_R(k) = g(R_{LH}k)f(k) \tag{2.19}$$

ile ifade edilir. Burada çözümlenmesi gereken g(k) nın alacağı değerdir. Bu değerin sıfıra yaklaşması yada stabiliteye ulaşabilmesi için değerler iterasyona sokulur. Bu iterasyonda temel sınırlama RMT üyeliğine bağlı değildir, referans çizgiye 100 Å lık komşuluk, neredeyse aynı eşdeğer genişlik değerine sahip olması, düşük uyarılma potansiyeline sahip olması, aynı iyonizasyon düzeyinde olması ve izole olması yeterlidir. En uygun

ikililerin tespiti için referans seçimi hem düşük Lande-g faktörlü geçişin kullanımı hem de yüksek Lande-g faktörlü geçişlerin kullanımıyla araştırılmıştır.

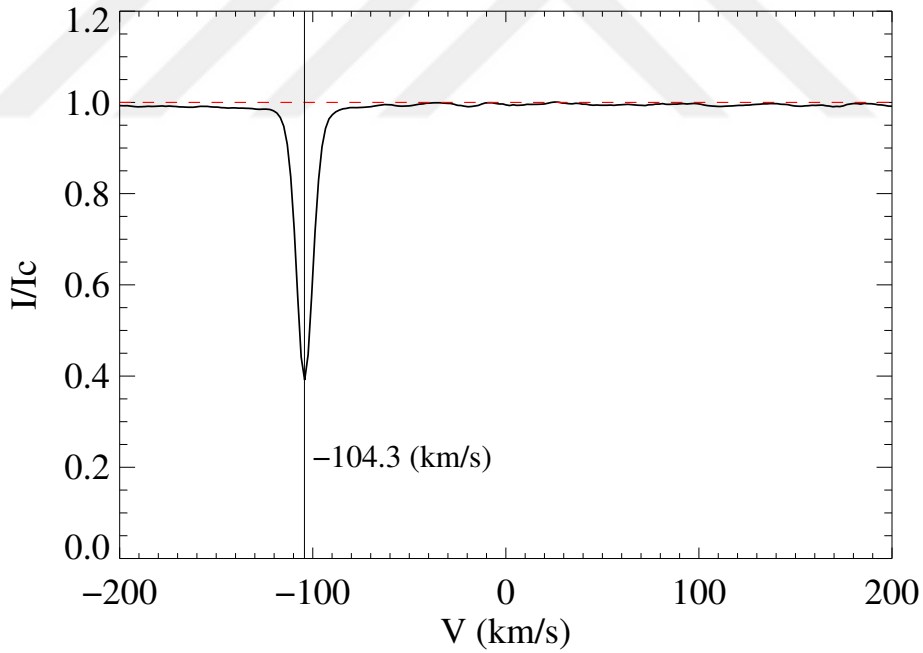
2.3.2. En Küçük Kareler Deconvolüsyonu (LSD) metodu ile boylamsal alan tespiti

Donati vd. (1997) tarafından geliştirilen bu yöntem, yüzlerce spektral çizginin kombine sinyalini analiz ederek yüksek sinyal-gürültü oranı sağlar. LSD profilleri şu şekilde oluşturulur:

$$Z(v) = \sum_i w_i d_i(v) \otimes P(v) \tag{2.20}$$

burada iç çarpım ifadesi ($\otimes$) konvolüsyonu temsil eder ve:

- $Z(v)$: Ortalama LSD profili
- w_i: Ağırlıklandırma faktörü
- $d_i(v)$: Bireysel çizgi profilleri
- $P(v)$: Dönüş ve makrotürbülans etkilerini içeren darbeli fonksiyon



Şekil 2.3. HD189349 yıldızı şiddet tayfına LSD yönteminin uygulaması; HD189349 yıldızı için ortalama LSD profili. I/Ic, sürekliliğe normalize edilmiş Stokes I yı temsil eder. (Polarbase veritabanından derlenen veri ile oluşturuldu).

LSD metodu literatürde çapraz ilişkilendirme (cross-correlation) metoduyla benzeşir (Kochukhov vd. 2010). Astrofizikte LSD tekniği şiddet spektrumu (unpolarized) üzerinden, radyal hız tespiti, sıcaklık katmanlaşması, rotasyon hızı tespiti, ortalama bolluğun tespiti

ve çiftlerin ayrıştırılması için disantangling yönteminin bir parçası olarak karşımıza çıkar. Donati ve Collier (1997), bu tekniği şiddet spektrumundan polarize spektruma taşıyarak yıldızlarda manyetik alan şiddetinin tespitine yeni bir metodoloji kazandırmıştır. Metoda göre tahmini boylamsal manyetik alan şiddeti (B_z), Stokes V ve Stokes I tayfı alınmış yıldızın LSD lerini elde ederek aşağıda verilen denklemle tespit edilebilir;

$$B_z = 2.14 \times 10^{11} \frac{\int vV(v)dv}{\lambda gc \int [1 - I(v)]dv} \tag{2.21}$$

Burada g ve λ, LSD için kullanılan ortalama değerlerdir. $v = c\Delta\lambda/\lambda$ iken $V(v)$ Stokes V nin LSD si, $I(v)$ ise Stokes I nın LSD sidir. Burada integral sınırı analiz edilen LSD profilinin alanı ile sınırlıdır. Stokes V LSD profili zayıf alan rejiminde bireysel çizgiler için yerel olarak aşağıdaki denklemle orantılıdır;

$$V_{loc}(v) \propto g\lambda \frac{\partial I_{loc}(v)}{\partial v} \tag{2.22}$$

Burada orantısallık faktörü ($g\lambda$) tüm çizgiler için aynıdır ve yalnızca boylamsal manyetik alan şiddetiyle ilişkilidir. Tüm çizgiler için $I_{loc}(v)$ (yani çizgi şiddeti) benzer varsayımı yapıyorsak ve basitçe yerel çizgi merkez derinliği ile LSD nin derinliğini d ölçeklendiriyorsak,

$$V_{loc}(v) = g\lambda k_B(v) \tag{2.23}$$

çıkarımını yaparız. Burada $k_B(v)$ orantısallık fonksiyonudur (tüm çizgiler için eşit). V_{loc} için bu 2. yaklaşım, prensipte optikçe ince çizgiler içindir. Optikçe ince kavramı, gözlenen dalgaboyu, ortam sıcaklığı ve yoğunluğuna bağlı olarak ışığın az saçılıp daha az soğrulmasından gelir, yani geçirgendir. Bu ortamdan geçen ışık, soğrulmadan daha derinlere inerek buradaki geçişlerin bilgisini gözlemciye verir. Yıldız yüzeyinde tek bir noktada (yani yerel "local") tanımlanan bu denklem, yıldız yüzeyinde belirli aralıklarla tanımlanan her M noktası üzerinde tüm hız ve yüzey üzerinden integre edildiğinde ise lokal yaklaşımdan genele (yani yüm yıldız yüzeyindeki temsili ifadesine) geçişi sağlanır. Böylece Stokes V LSD profilinin yeni ifadesi;

$$V(v) = g\lambda d \iint b_M k_B(v - v_M)dS = w\ Z(v) \tag{2.24}$$

Son olarak dalgaboyu bağımsız kenar kararması varsayımı altında $Z(v)$ integral fonksiyonu, ortalama Zeeman yapısını temsil edecektir ve tüm çizgiler için sabittir. $w = g\lambda d$ ölçeklendirme (ağırlıklandırma) faktörü olarak verilmiştir ve geçişin dalgaboyu, lande-g faktörü ve çizgi derinliği ile ilişkilendirilmiştir. Bu ağırlıklandırma faktörü, tüm spektruma uygulanacak maskeyi tanımlayacaktır, bu yüzden yıldızın atmosfer parametrelerine göre spesifik üretilen sentetik tayflardan yararlanılır (Donati vd. 1997). Örneğin Şekil 2.3'deki Stokes I için hesaplanan LSD profili için 5750 K, 4.5 cgs ve [Fe/H]= 0 olan sentetik modelden belirlenen 3970-10400 Å aralığındaki 8638 çizgiden oluşturulmuş maskesiyle hesaplanmış ve polarbase veri tabanında paylaşılmıştır. Seçilen tüm geçişler için toplamsal ifade $M(v)$ çizgi yapı fonksiyonu olarak adlandırıldığında;

$$M(v) = \sum_i w_i \delta(v - v_i) \tag{2.25}$$

olacaktır. $\delta(v - v_i)$ ifadesi, yalnızca $v = v_i$ olduğunda katkı verir, diğer tüm hızlarda sıfırdır. Her bir spektral çizgiyi, merkez hızına (v_i) yerleştirilmiş sonsuz dar bir çizgi gibi idealize eder. Bu yaklaşımda, gerçek spektral çizgilerin profilleri yerine, çizgiler tek bir ortak "ortalama profil" ile ifade edilir; delta fonksiyonu ise bu ortak profilin hangi hız konumlarında tekrarlandığını gösterir[6]. Böylece seçilen profillerden tanımlanan Stokes V LSD profilinin cebirsel ifadesi;

$$V = M * Z \tag{2.26}$$

M ve Z nin konvolüsyonuyla ifade edilir. Buradaki konvolüsyon ifadesi matris-vektör çarpımını ifade eder[7]. Zeeman yapısının (Z) çıkarımı için ise bu ifadede V, gözlemlerden elde edilebildiğinde, M ağırlıklandırılmış yapı fonksiyonu ;

$$Z = ({}^tMS^2M)^{-1}\ ({}^tMS^2V) \tag{2.27}$$

S kare diagonal bir matristir ve veri indirgeme esnasında çıkarılan spektral piksel hatalarının tersidir $(1/\sigma_j)$. Sağdaki 2. ifade çapraz-korelasyon ifadesini tanımlar ve böylece çizgi ağırlıklarının ayarlaması yapılabilir. 1. ifade ise dekonvolüsyon ifadesidir ve Zeeman yapısı için hassas bir hata ayarlaması yapmayı sağlar (otokorelasyon matrisinin tersinin diagonali) yerel olarak tanımlanan $V_{loc}(v)$ ifadesinden buraya kadar tüm bu süreç LSD metodunun tanımıdır.

Çizelge 2.1. Manyetik alan ölçüm tekniklerinin karşılaştırması

Özellik	Çizgi İkilileri	LSD
Sinyal-Gürültü Oranı	Düşük	Yüksek
Çözünürlük	Yüksek	Orta
Uygulanabilirlik	Güçlü alanlar	Tüm alanlar
Hesaplama Karmaşıklığı	Düşük	Yüksek

Güncel çalışmalarda, özellikle zayıf manyetik alanlı yıldızların incelenmesinde LSD yöntemi altın standart haline gelmiştir. Ancak çok güçlü alanlar söz konusu olduğunda ($B > 10\,\mathrm{kG}$), geleneksel çizgi ikilileri analizi hala geçerliliğini korumaktadır. Çizelge 2.1'de her iki yöntemin karşılaştırılmasına dair detaylar paylaşılmıştır.

Yukarıdaki başlık altında özetlenen LSD metodunun varsayımları tamamen gerçek ölçüm süreçlerinden bağımsız gibi görünse de literatürde tekniğin işlevine dair detayları barındıran çalışmalara rastlamak mümkündür. Wade vd. (2000), Ap yıldızlarında LSD ile ölçülen boylamsal manyetik alan değerlerinin, doğrudan Zeeman ayrışımı olan çizgilerle uyumlu olduğunu göstermiştir. Ancak bu çalışmada yıldızların gözlemsel Stokes V profilleri mevcut olmadığı için LSD metodu bu tez çalışması kapsamında kullanılamamıştır

2.4. Bazı Polarimetrik Düzeneklere Detaylı Bakış

Göksel kaynakların polarizasyon ölçümleri, yalnızca kaynağın içsel polarizasyonunu değil, aynı zamanda gözlemde kullanılan optik sistemlerin polarizasyon etkilerini de

[6] δ; Kronecker deltadır.
[7] $V[k] = \Sigma_{m=0}^{k-1} M[m].Z[k-m]$

içerir. Bu nedenle, optik düzeneklerin polarizasyon karakterizasyonu kritik önem taşır. Bu analizde Poincaré küresi temel bir araç olarak kullanılır.

2.4.1. Poincaré küresi temelli analiz

Poincaré küresi, optik elemanların polarizasyon durumları üzerindeki etkilerini görselleştirmede güçlü bir yöntemdir. Örneğin, doğrusal bir geciktiricinin polarizasyon durumu üzerindeki etkisi, Poincaré küresi üzerinde hızlı eksen yönelimine bağlı bir dönüş olarak temsil edilir. Bu geometrik temsil, Mueller matris analiziyle cebirsel olarak ifade edilebilir:

$$\mathbf{S}_{\text{çıkış}} = \mathbf{M} \cdot \mathbf{S}_{\text{giriş}} \tag{2.28}$$

burada $\mathbf{S}$ Stokes vektörünü, $\mathbf{M}$ ise optik elemanın 4×4 Mueller matrisini temsil eder. Mignani vd. (2019) bu yöntemin astronomik enstrümantasyondaki uygulamalarını detaylandırmıştır.

2.4.2. Jones ve Mueller formalizmlerinin karşılaştırması

Çizelge 2.2. Jones ve Mueller formalizmlerinin karşılaştırması

Özellik	Jones Formalizmi	Mueller Formalizmi
Matris Boyutu	2×2	4×4
Temsil	Kompleks sayılar	Reel sayılar
Faz Bilgisi	Evet	Hayır
Kısmi Polarizasyon	Desteklemez	Destekler
Depolarizasyon	Modelleyemez	Modelleyebilir
Matematiksel Karmaşıklık	Düşük	Yüksek

Jones hesabı, elektromanyetik alanın kompleks genliğini temsil eder:

$$\mathbf{J} = \begin{bmatrix} E_x e^{i\delta_x} \\ E_y e^{i\delta_y} \end{bmatrix} \tag{2.29}$$

burada E_x, E_y genlikleri, δ_x, δ_y ise faz farklarını gösterir. Bu formalizm, Goldstein (2011) ve Shurcliff vs Ballard (1964) tarafından detaylandırılmıştır. Jones'un temel avantajı, mutlak faz bilgisini korumasıdır. Ancak, kısmi polarizasyon veya depolarizasyon durumlarını modelleyemez.

Bu bölümde Poincare küresi tabanlı olarak geliştirilen optik düzlem aygıtlarında polarizasyon tespiti için geliştirilen polarizasyon teknolojisi, kullanım amaçları ve avantaj/dezavantajları Mignani vd. (2019) referansı dikkate alınarak aktarılacaktır.

Poincaré küresi bir optik elemanın herhangi bir polarizasyon durumu üzerindeki etkisini görselleştirmek için kullanışlı bir araçtır. Örneğin, doğrusal bir geciktiricinin herhangi bir polarizasyon durumu üzerindeki etkisi Poincaré küresi üzerinde bir dönüş olarak betimlenir; bu dönüşün ekseni, geciktiricinin hızlı ekseninin yönelimi ile tanımlanır. Bunu cebirsel olarak görmek için Mueller analizinden yararlanılır.

Polarizasyon durumlarını ve optik bir elemanın polarizasyon etkisini tanımlamak için yaygın olarak kullanılan bir diğer matematiksel formalizm Jones hesabıdır. Bu

yöntemin detayları Shurcliff ve Ballard (1964) ve Goldstein (2011) tarafından verilmiştir. Buna göre, Mueller hesabında olduğu gibi, optik elemanlar matrisler ile polarizasyon durumları ise vektörler ile gösterilmiştir. Ancak Jones hesabı, 2 x 2 matrisler, ve 2 elemanlı vektörleri kullanır. Stokes parametreleri ve Mueller matrislerinin aksine, Jones hesabı ışık kaynağının zaman ortalamalı şiddeti yerine elektromanyetik dalga alanının kompleks genliğini dikkate alır. Jones vektörleri ve matrisleri bu nedenle hem mutlak hem de faz veya radyasyon ışınının dalga cephesi bilgisini içerir. Ayrıca polarizasyon durumunun eliptikliğini belirleyen bağıl faz hakkında da bilgi içerir. Kartezyen koordinat sisteminde, bir Jones vektörünün iki elemanı, genellikle x ve y yönlerinde alanın kompleks genlikleri olan E_x ve E_y'e eşdeğerdir.

Jones hesabının Mueller'e göre kullanımının bir avantajı, Jones'un mutlak faz tanımını dahil edebilmesi, Mueller cebirinin ise dahil edememesidir. Ancak Jones hesabı, ışığın tamamen polarize ve tutarlı olduğunu var sayar. Depolarize edici veya saçılan elemanları veya kısmen polarize durumları temsil etmek için kullanılamaz (Shurcliff ve Ballard 1964).

Bu iki formalizm, yukarıda belirtilen özellikler nedeniyle farklı durumlarda faydalıdır. Örneğin, bir polarizasyon durumunu ölçerken Mueller matrislerini ve Stokes parametrelerini kullanmak en iyisidir, çünkü belirli bir derecede polarize olmayan ışığın mevcut olması muhtemeldir. Ancak, teorik hesaplamalar yaparken, genellikle tam polarizasyon varsayılır ve ışığın mutlak fazını dikkate almak avantajlı olabilir.

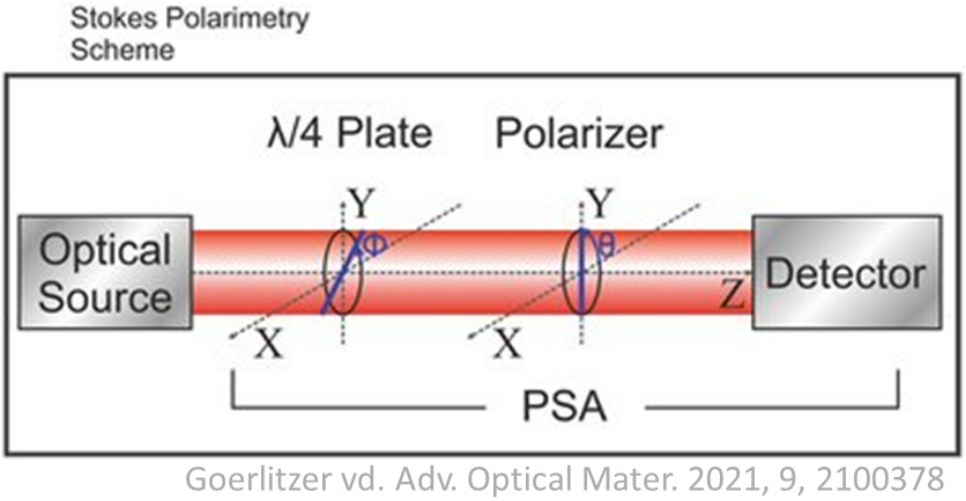
Polarimetre, bir polarizasyon durumunu veya bir numunenin herhangi bir polarizasyon durumu üzerindeki etkisini ölçmek için kullanılan bir araçtır. Astronomik polarimetri, bir hedefin polarizasyon durumunun ölçülmesini içerir, bu nedenle birçok durumda bir Stokes polarimetresi bir araç olarak yeterli olacaktır. Mueller matris polarimetreleri ise, daha kapsamlı ve doğru bir kalibrasyon rutini sağladıkları için astronomik uygulamalarda da faydalı olabilir, genelde yüksek ölçüm doğruluğu gerektiren birçok uygulamada kullanışlıdır. Aşağıdaki bölümde bu polarimetrelerin alt türleri ve çalışma prensibi aktarılmıştır.

2.4.3. Stokes / Mueller polarimetreleri

Stokes polarimetresi, polarizasyon durum analizörü (PSA) olarak bilinen deneysel bir sistemden oluşur. Stokes parametrelerini yeniden oluşturmak için bir PSA, sisteme gelen elektromanyetik radyasyonun en az 4 doğrusal olarak bağımsız polarizasyon durumunun şiddetlerini ölçebilmelidir. Bunlar, Stokes parametrelerinin tanımında belirtilen altı şiddetten dördüne veya herhangi bir doğrusal olarak bağımsız polarizasyon durumu kümesine karşılık gelebilir. Stokes polarimetrelerinde bu, sinyali genlik veya zaman açısından bir dizi farklı bileşene bölerek gerçekleşir.

Stokes polarimetreleri iki geniş kategoriye ayrılır: zaman ve genlik. Zaman polarimetresi, gerekli şiddetleri zaman içinde ardışık olarak ölçer. Bu tür Stokes polarimetresi için en basit kurulumlardan biri, bir dedektörün (veya dedektör dizisinin) önünde dalga plakasıyla veya plakasız tek bir dönen polarizatör kullanır. Bu tür sistemler sağlam ve kompakt olup yaygın olarak kullanılmıştır (Collados 2003; Lites 1987; Elmore vd. 1992). Ancak bu sistemlerde zaman çözünürlüğü feda edilir ve bu da kararsız veya hızla değişen hedeflerin ölçümleri için zararlıdır.

Zaman polarimetresi, sıvı kristal optik (Alvarez vd. 2011; Pust ve Shaw 2006; Tyo 2000), foto-elastik modülatörler (Diner vd. 2010; Kemp 1982; Wang vd. 2002) veya Pockels hücreleri (Baur vd. 1980) gibi elektro-optikler kullanılarak oluşturulur. Bu



Şekil 2.4. Stokes polarimetresinin şematik gösterimi. Çeyrek dalga geciktirici ($\lambda/4$), polarizatör ve dedektör den oluşan sistem Polarizasyon durumu analizatörüdür (PSA).

tür sistemler, ölçüm için istenen polarizasyon durumunu seçmek amacıyla değişken geciktiriciler ve polarizatörlerin bir kombinasyonunu kullanır. Dönen polarizatör polarimetrelerinin aksine, elektro-optik yöntemler herhangi bir hareketli parça olmadan herhangi bir polarize durumun yoğunluğunu ölçme esnekliği sunar. Ancak, ortam sıcaklığı dalgalandığında davranışları da değişebilir ve bu bileşenler genellikle tek renkli veya yarı-tek renkli ışıkla çalışır.

Genlik polarimetresi, ışının ayrı bölümlerini uzamsal olarak ayrılmış dedektörlere yönlendirmek için ışın bölme bileşenlerini kullanır. Bölme, ışın bölücüler (beamsplitter yada dicroic) veya özel prizmalar kullanılarak gerçekleştirilebilir (Compain ve Drévillon 1998; Collins vd. 2013). Bu bileşenler, elektromanyetik spektrumun UV, optik ve kırmızı öte bölgeleri için erişilebilirdir. Bu sistemin avantajları, geniş bant kaynaklarını görüntüleyebilmeleri, yüksek hızda çalışabilmeleri (Azzam 2016) ve görüntünün tam çözünürlüğünün korunabilmesidir. Ancak ayrı yolların kullanılması, bu sistemlerin kararlılık sorunlarına daha duyarlı olduğu anlamına gelir. Bu sistemler genellikle zaman polarimetrelerinden daha karmaşıktır ve görüntüleme polarimetresi gerekiyorsa şiddetlerin dikkatli piksel-piksel kaydı yapılmalıdır (Mudge vd. 2009).

Genlik polarimetrelerinin diğer iki alt kümesi de kapsamlı bir şekilde geliştirilmiştir: *diyafram ve odak düzlemi*. Bunlar, geleneksel genlik polarimetresine kıyasla gelişmiş kararlılık ve kompaktlık sunar. *Odak düzlemi polarimetreleri*, sistemdeki dedektör dizisinin önüne yerleştirilen mikro polarizatör veya mikro geciktirici dizileri kullanır (Andreou ve Kalayjian 2002). Bu bileşenler, 2 x 2 gibi düzenli bir desende birçok μm ölçekli geciktirici veya polarizatörden oluşur ve renkli görüntülemede kullanılan Bayer filtresine bir şekilde benzerdir. Renkli filtrelerden oluşan bireysel pikseller yerine, her piksel Stokes parametrelerini yeniden oluşturmak için kullanılabilen yoğunluk ölçümlerine karşılık gelen bir polarizatör veya geciktiriciye sahip olacaktır. Bu dizilerin kullanılan piksellerle eşleşmesi gerektiğinden, sistemin çözünürlüğünde bir miktar kayıp gerekecektir. Bunlar, geleneksel bir genlik polarimetresinden daha iyi bir kararlılık sağlayan tüm polarizasyon kanallarının eş zamanlı ölçümlerinin avantajına sahiptir. Bu tür PSA'lar geniş alan görüntülemede (Kudenov vd. 2011) ve uzaktan algılamada (Tyo vd. 2006) birçok kullanım

bulmuştur.

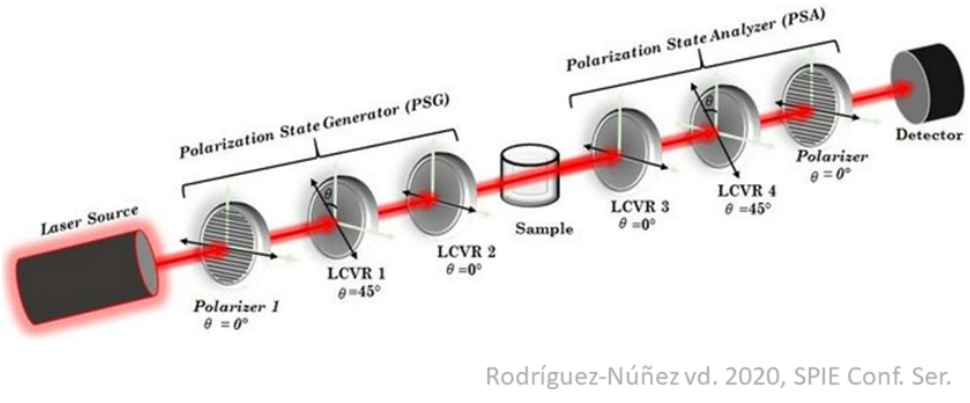
Diyafram polarimetresi, görüntüyü aynı dedektöre düşebilecek dört görüntüye bölmek için sistemin Fourier düzleminde bir mikro lens dizisi kullanır (Pezzaniti ve Chenault 2005). Yine, genlik polarimetresine kıyasla en az 2 faktörlük bir çözünürlük kaybı vardır ve dört görüntüdeki piksellerin kaydedilmesi gerekir. Ancak, geleneksel genlik polarimetresine kıyasla kompaktlık ve kararlılık açısından avantajları vardır.

Dört Stokes vektörü, ışığın polarizasyon durumunu temsil ettiğine göre herhangi bir polarizasyon durumunda bir optik bileşenin etkisi, 4 x 4 boyutlu matris kullanılarak modellenir. Bu matris, önceki paragraflarda adı geçen mueller matrisidir. Aşağıdaki ifade de mueller matrisi ile giren stokes vektörleri ve çıkan vektörlerin ilişkisi gösterilmiştir.

$$\begin{pmatrix} I_{out} \\ Q_{out} \\ U_{out} \\ V_{out} \end{pmatrix} = \begin{pmatrix} m_{11} & m_{12} & m_{13} & m_{14} \\ m_{21} & m_{22} & m_{23} & m_{24} \\ m_{31} & m_{32} & m_{33} & m_{34} \\ m_{41} & m_{42} & m_{43} & m_{44} \end{pmatrix} \begin{pmatrix} I_{in} \\ Q_{in} \\ U_{in} \\ V_{in} \end{pmatrix} \tag{2.30}$$

Burada matrisin her elemanı polarizasyon durumunda göre şekillenecek stokes vektörleriyle tanımlanır. Örneğin ışık dikey polarize durumda gelirse müeller matrisi yatay polarizasyonu geçirecek şekilde modellenecektir. Bu durumda matrisin 11, 12, 21 ve 22 elemanları 1 diğer elemanları 0 iken giren Stokes vektörü [1,-1,0,0] değerleri ile dikey polarizasyon durumundadır.

Polarizasyon durumu üreteci (PSG), bir radyasyon ışınının polarizasyon durumunu bir dizi polarizasyon durumuna değiştirmek için kullanılabilen bir sistemdir. Bir PSG, bir PSA ile birlikte kullanılırsa, sistem bir Mueller matris polarimetresi olarak adlandırılır ve bir numunenin Mueller matrisini ölçmek için kullanılabilir. Bir Mueller matris polarimetresinin basit bir şeması Şekil 2.5'te gösterilmiştir. Bu sistemde, önce bir ışık kaynağı PSG'ye düşer ve bu, kaynağın polarizasyon durumunu sırayla belirli sayıda polarizasyon durumuna değiştirebilir. Daha sonra ışın, Mueller matrisine göre polarizasyon durumunu değiştirecek olan numuneye düşer. Numuneden sonraki ışığın polarizasyon durumu daha sonra PSA kullanılarak ölçülür.



Şekil 2.5. Geçirgen tipi likit kristal değişkenli bir geciktiriciyle (liquid crystal variable retarders "LCVR") tasarlanmış mueller polarimetresinin çalışma prensibi özet akışı. Kaynaktan gelen ışın polarizasyon durum üretecinden (PSG) geçerek örneğe çarptırılır ve sonrasında polarizasyon durum analizörüne (PSA) aktarılarak dedektöre ulaşır.

Optik dalgaboyunda polarizasyonun ilk ölçümleri Dominique Francıis Jean Arago tarafından gerçekleştirilmiştir. Astrofiziksel gözlemlerde metot olarak kullanımı ise 1960 lar da başlar. Temel sebebi CCD ve fotokatlandırıcı tüplerin hassasiyetlerinin gelişmesidir.

Yer ve uzay tabanlı polarimetrik/spektro-polarimetrik ölçüm için kullanılan bazı enstrümanlar ve monte edildiği teleskoplar; Visible Spectro-Polarimeter (ViSP) – DKIST, SPectropolarimètre InfraROUge (SPIRou) – CFHT, Spectro-Polarimetric High-contrast Exoplanet REsearch (SPHERE) / Zurich Imaging Polarimeter (ZIMPOL) – VLT, High-Precision Polarimetric Instrument-2 (HIPPI-2) – AAT, RoboPol – Skinakas Gözlemevi, CRisp Imaging SpectroPolarimeter (CRISP) – İsveç Güneş Teleskobu, PlanetPol – William Herschel Teleskobu, PlanetPol – William Herschel Teleskobu, Dual-Beam Imaging Polarimeter (DiPol-2), Andalucía Faint Object Spectrograph and Camera (ALFOSC) -NOT, ESO Faint Object Spectrograph and Camera (EFOSC) ve FOcal Reducer/low dispersion Spectrograph 2 (FORS-2) - ESO dur. Bu enstrümanların temel özellikleri Çizelge 2.3'de verilmiştir. Buradaki enstrümanlarda kullanılan polarimetrik gözlem verileri için Visp, Spirou, Robopol, Efosc verileri kullanıma açıktır. Bunlardan yalnızca Spirou indirgenmiş tayf verisi olarak kullanıcıya veri sağlamaktadır.

Çizelge 2.3. Spektro-polarimetrik enstrümanlar, monte edildikleri teleskoplar, teleskop çapları, odak oranları ve enstrümanların aktif olduğu dalga boyu aralıkları.

Enstrüman	Teleskop	Çap (m)	Odak Oranı (f/#)	Dalga Boyu Aralığı
ViSP	DKIST	4.0	f/13	380–900 nm
SPIRou	CFHT	3.6	f/8	980– 2350 nm
SPHERE / ZIMPOL	VLT UT3 (Melipal)	8.2	f/15	500–900 nm
HIPPI-2	Anglo-Australian Telescope	3.9	f/8	350–700 nm
RoboPol	Skinakas Teleskobu	1.3	f/7.7	400–900 nm
CRISP	SST – Swedish Solar Telescope	1.0	f/46	510–860 nm
PlanetPol	WHT – William Herschel Telescope	4.2	f/11	590–1000 nm
DiPol-2	NOT – Nordic Optical Telescope	2.56	f/11	370–900 nm
ALFOSC	NOT – Nordic Optical Telescope	2.56	f/10	320–1100 nm
EFOSC	NTT – ESO New Technology Telescope	3.58	f/11	320–1100 nm
FORS-2	VLT UT1 (Antu)	8.2	f/15	330–1100 nm

Güneş üzerinde plaj ve zenginleştirilmiş ağ alanlarından 1000Å luk band genişliğinde gözlem kabiliyetine sahip spektro-polarimetrik veri, yalnızca Istituto Ricerche Solari Locarno (IRSOL) gözlemevine bağlı, Kitt Peak FTS spektro-polarimetresiyle 1979 yılında alınmış ve paylaşılmıştır. Söz konusu plaj alanları, Güneş üzerindeki parlak bölgelerdir. Plaj bölgelerin oluşumu gelişmiş ağ yapılarının birleşerek örgü modeli oluşturulmasıyla ilişkili olduğu bilinir. Örgünün sıklığı ile plaj alanının zayıf veya güçlü yapısı tanımlanır, ancak aralarında net bir sınır belirtilmediği gibi bu bölgeler için ön görülen bir manyetik alan şiddeti tanımlanmamaktadır (Schrijver ve Zwan 2000).

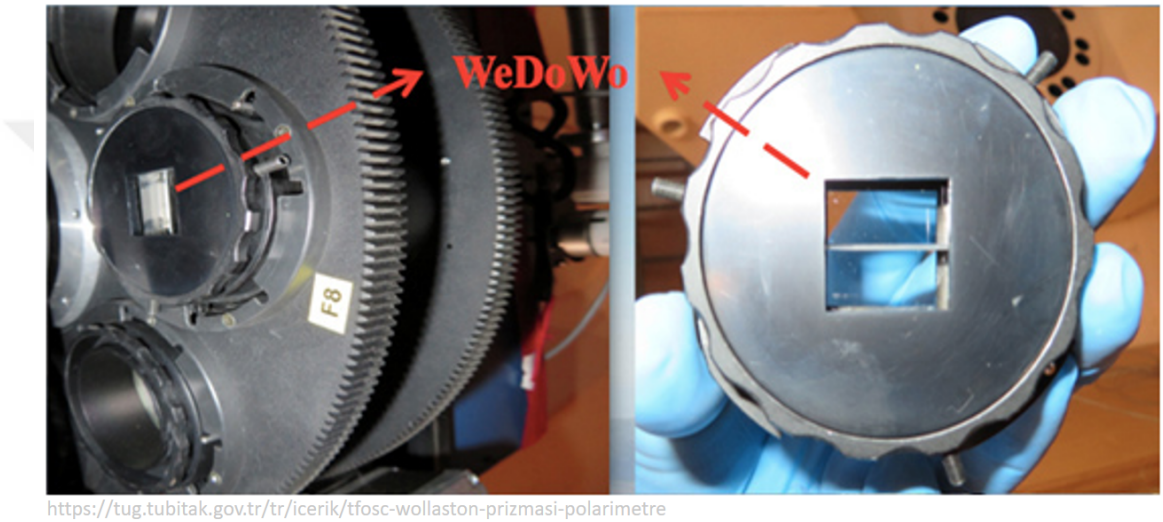
FTS spektro-polarimetresi, Michelson interferometrisi prensibiyle tüm optik düzeneği vakum içerisinde çalışan Güneş teleskopu McMath-Pierce'e bağlıdır[8]. Yüksek çözünürlüğü (R$\sim$ 300 000-500 000) ile literatürde benzeri bulunmamaktadır. Maliyeti yüzünden çok tercih edilmeyen FTS teknolojisi, yüksek çözünürlük isteyen sistemlerin analizi için büyük bir öneme sahiptir. Yukarıdaki başlıklar altında bahsedilen Stenflo (1984) çalışmasında bu veri üzerinden teorik lande-g faktörlerinin zayıf yaklaşım altında deneysel değerlerinin tespit edilebileceğini savunmuştur. Bu test bu tez çalışması kapsamında da Bölüm 3.6., Güneş analiz altında değerlendirilmiştir.

[8]http://bzhang.lamost.org/upload/astron/cphistory.html

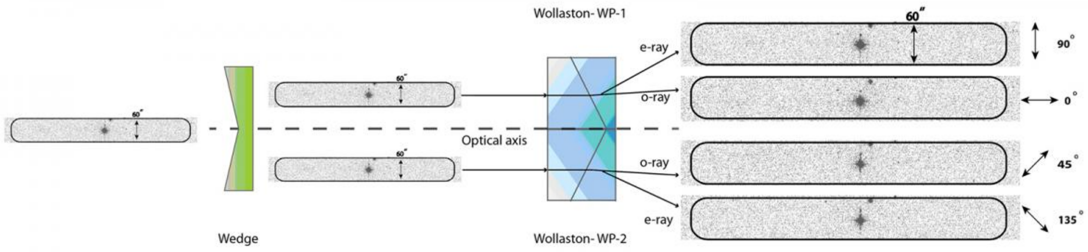
2.4.4. RTT150-WP polarimetresi - tasarım ve yetenekler

RTT150 teleskobunun odak düzlemi alıcılarından biri olan TFOSC'a (Turkish Faint Object Spectrograph) 2014 de bir polarimetre eklenmiştir (bknz. Şekil 2.6). 2015 yılı içerisinde test gözlemleri yapılan bu polarimetre TFOSC'un filtre tekerleğindeki yuvalardan birine yerleştirilmiş iki adet "Wollaston" prizmasından (WP1 ve WP2) oluşmaktadır.

Optik yol boyunca (bknz Şekil 2.7) teleskoptan gelen ışık, bu polarimetreye girdikten sonra dört parçaya ayrılmakta, CCD üzerinde kaynağın dört görüntüsünü oluşturmaktadır. Optik eksenin üzerinde kalan görüntülerin polarizasyon dereceleri 0° ve 90°, optik eksenin altındaki görüntülerin polarizasyon dereceleri 45° ve 135° şeklindedir.



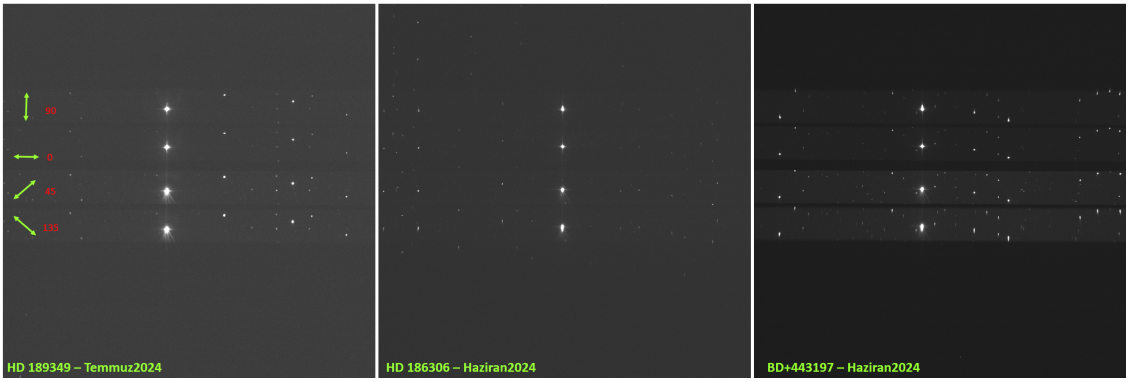
Şekil 2.6. Polarimetrenin TFOSC filtre tekerleğindeki yeri ve "Wedge Double Wollaston"(WeDoWo) prizması.



Şekil 2.7. RTT-150 Wollaston prizmalı polarimetre ölçerin temsili optik yolu.

Astrofiziksel nesnelerin (yıldızlar, astreoitler AGN ler gibi) lineer polarizasyon oranları ve açıları elde edilebilir (dairesel polarizasyon aletsel kısıtlamadan ötürü elde edilemez). Polarizasyon oranının aletsel hassasiyeti % 0.2, polarizasyon açısının aletsel hassasiyeti de 1.9° dir. Görüş alanı 1' x 5' , spektral aralığı ise 380-900 nm dir.

Tez yıldızları için bu polarimetere ile alınan örnek ham görüntü Şekil 2.8' de verilmiştir. 2117 PID numaralı proje kapsamında bu veriden tez yıldızlarının polarizasyon derecesi



Şekil 2.8. RTT-150 WP ile 2024 yılı yaz aylarında alınan tez yıldızlarının, 2117 PID numaralı projede V bandında alınan polarimetrik ham görüntüleri.

hesaplanarak eş zamanlı alınan TFOCS echelle tayf analizlerinin gerçekleştirilmesi planlanmıştır. Analiz süreci devam etmekte olup bu görseller örnek amaçlı içerilmiştir.

3. GÖZLEMSEL METODOLOJİ ve VERİ ANALİZİ

3.1. Hedef Yıldız Seçim Kriterleri ve Örneklem

Bu çalışmada seçilen yıldızlar 121F265 no'lu projede yer alan 90 adet yıldız arasından belirlenmiştir. Projede belirlenen yıldız sayısı, ELODIE ve Polarbase kütüphanesindeki G-türü yıldızlardan derlenmiştir. 545 adet G tayf türü yıldız bulunan ELODIE kütüphanesinde -2.5< [Fe/H] < -0.5 metalisitede olan G türü yıldız ise 66 adettir. Polarbase veri tabanında ise 23 Temmuz 2021 tarihi itibaren listelenen G tayf türü, -2.5< [Fe/H] < -0.5 metaliste aralığında 33 adet yıldız listelenmiştir. Bunlardan yalnızca 3'ü ELODIE kütüphanesiyle ortak yıldızlardır. Böylece nihai 90 adet yıldız proje için derlenmiştir. Bu yıldızlardan toplamda 59 tanesi yüksek öz harekete sahip yıldızlardır (37 tane Elodie'den, 25 tanede Polarbase'den "3 tanesi ortak"). Çift olan yıldızlar, WDS (washinghton double star) kataloğundan (Mason vd.2001) belirlenip ayıklanmıştır, kalan yıldızlar arasında ışıtma sınıfları farklı olarak, TESS ve KEPLER verisi olan yalnızca 3 yıldız tespit edilmiştir; HD186306 (G9V), HD189349 (G4III-IV) ve BD+443197 (G0IV) dir. Yıldızlar için Simbad veri tabanından derlenen bilgiler Çizelge 3.1'da verilmiştir. .

Çizelge 3.1. HD 186306, HD189349 ve BD+ 443197 yıldızının Simbad kataloğundan derlenen ekvatoral konum bilgisi, parlaklığı ve tayf türü bilgisi ile beraber DR2 de rapor edilen paralaks değerinden uzaklıkları içerilmiştir. a : Bailer-Jones vd.(2018)

Yıldız	α (hh: mm: ss)	δ (deg)	V (mag)	Tayf türü	Uzaklık [a] (pc)
HD186306	19 41 45.64	+43 44 51.71	7.96	G9V	27.29
HD189349	19 58 02.38	+40 55 36.63	7.31	G4III-IV	200
BD+443197	19 37 54.52	+44 59 04.63	9.64	G0IV	99.69

Çizelge 3.2. Polarbase veritabanında bulunan program yıldızlarına ilişkin tayf gözlem bilgileri. Koyu işaretlenmiş olan tayflar analizde kullanılmıştır.

Yıldız	**Tarih (UTC)**	**S/N**	**Enstrüman**	**Parlaklık** (mag)
HD186306	2014-09-13	**167.0**	ESPaDOnS	7.96
HD186306	2010-06-02	129.0	ESPaDOnS	7.96
HD189349	2016-09-19	**190.0**	ESPaDOnS	7.31
BD+443197	2015-07-01	112.0	ESPaDOnS	9.64
BD+443197	2017-06-03	**132.0**	ESPaDOnS	9.64

3.2. Tayfsal Veri Toplama: Teleskop Altyapıları ve Kalibrasyon

Tayflar, CFHT ve Bernard Lyot (TBL) teleskoplarında bulunan yüksek çözünürlüğe sahip ESPaDOnS (**E**chelle **S**pectro**P**olarimetric **D**evice for the **O**bservation of **S**tars, R∼80000) Narval (R∼60000) ve SPIRou (SPectropolarimètre InfraROUge, R∼ 70000) tayfçekerlerinin verilerini bir kütüphane olarak sunan Polarbase[9] veritabanından alınmıştır.

[9]https://polarbase.irap.omp.eu/

ESPaDOnS ve SPIRou spektropolarimetrik gözlem yeteneğine sahip enstrümanlar olsa da program yıldızlarının spektropolarimetrik tayfı arşivde bulunmamaktadır. Çizelge 3.2'de Polarbase veritabanında bulunan yıldızlara ilişkin bilgiler içerilmiştir. Verilere göre yıldızların yalnızca ESPaDOnS tayfları mevcuttur.

Ayrıca verilerin Fits dosyalarına erişim içinde CADC (Canadian Astronomy Data Center) veritabanından[10] sorgulatarak yıldızların fits verileri indirilmiştir.

Şekil 3.1'de örneği verilen Fits dosyasında 28 kolonluk veri depolanmıştır. Bu veriler sırasıyla; normalize, normalize edilmemiş, normalize edilmiş ama dalgaboyu düzeltilmemiş, normalize edilmemiş ve dalgaboyu düzeltilmemiş yıldız tayfı, gökyüzü tayfı ve hatalarını vermektedir (4 x 7 li matris). Bu tezde normalize edilmemiş ve dalgaboyu düzeltmesi de yapılmamış yalnızca yıldızın tayfını içeren tayflarını IRAF oned ve wspect paketiyle fits dosyasından çıkararak analize devam edilmiştir.

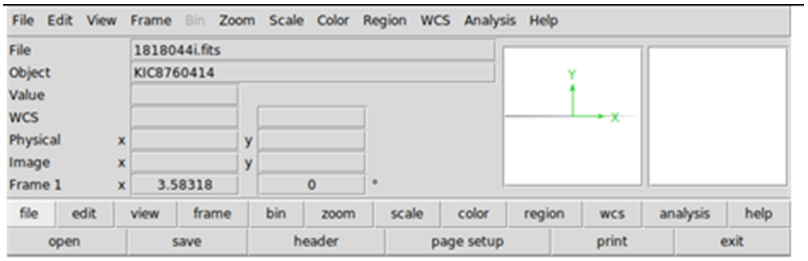
Çalışma koşullarına uygun hale getirmek için tayflar basit bir python scriptiyle order order ayrıştırılmıştır. Sonrasında her order için iSpec kodu yardımıyla normalizasyon ve radyal hız düzeltmesi uygulanmış ve son olarak tüm orderların, DIPSO starlink paketiyle birleştirmesi yapılmıştır. Şekil 3.2'de ESPaDOnS verisinin Libre-ESPRIT otomatize koduyla indirgenmiş ancak normalize edilmemiş tayfı ile normalize edilmiş örnek tayf kesiti yer almaktadır. ESPaDOnS verisinin dalgaboyu aralığı 3900-10480 Å a kadar uzanmaktadır. Ancak bu çalışmada 3900-6800 Å aralığı değerlendirilmiştir.

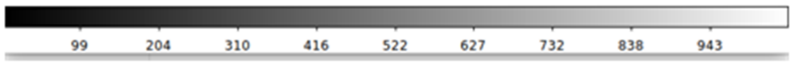
3.3. Polarimetrik Veri Ön İndirgemesi

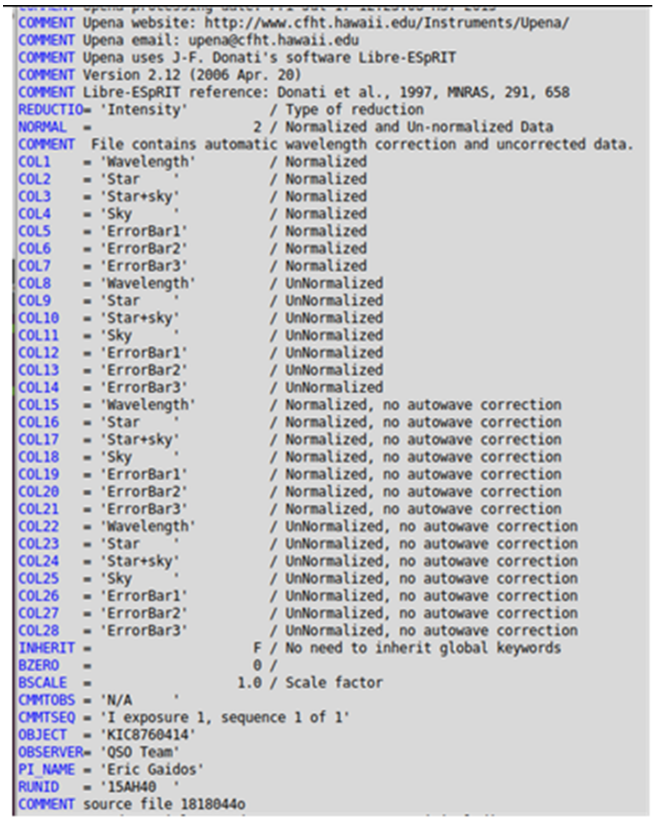
RTT150 teleskopu, TFOSC-WP enstrümanıyla alınan tez yıldızlarının polarimetrik verisinin ön indirgeme aşamaları için, klasik olarak bias (sıfır sn poz) ve flat (düz-alan) verileri kullanılmaktadır. Örnek ham görüntüler, Şekil 3.3'de verilmiştir. Bilimsel veri alınırken poz süresinin seçimi hava koşullarına bağlı olarak değişkenlik göstermektedir. Ancak hedef, dedektörde foton sayımının her Stokes parametresi için yeterli doyuma (yaklaşık 30000-40000 adu) ulaşmasını sağlamaktır. Böylece sistemin kendinden gelen polarizasyon derecesi hatası olan %0.2 nin üzerine çıkarak (SNR > 100) bilimsel analize uygun veri toplanmıştır. Polarize ışığın kalibrasyon görüntülerinden polarizatörle birlikte alınan flat görüntüler, Astronomik tan vaktindeki polarizasyon etkisinin arındırılması için bu vakitte Güneş'ten $\pm$ 90^o de iki farklı konumda alınır. Daha sonra bu görüntüler IRAF' da (Image Reduction and Analysis Facility) medyan değeri alınacak şekilde işlenir. Daha sonra bilimsel veriden bu medyan flat ve bias çıkarım işlemi yapılır. Gece içerisinde sistemin kalibrasyonu için birde polarize olmayan st. yıldız gözlemi yapılmıştır. Bunun sebebi, sisteme monte olan polarizatörün alan takibi yapacak şekilde dönme gerçekleştirme kabiliyetinin olmamasıdır. Bu düzeltme için prosedür RTT150-WP kullanım kılavuzunda aktarılmıştır[11]. İndirgenen verilerle birlikte sistemsel ve atmosferik polarizasyondan arındırılmış bilimsel veri üzerinde Stokes I, Q ve U parametrelerinin akıları elde edilmiş olacaktır. Böylece Denklem 1.3 eşitliklerinden yararlanarak, yıldızların lineer polarizasyon dereceleri belirlenmektedir. Yıldızların indirgeme ve analiz süreci devam etmekte olup, bu tezin konusu dışında ayrı bir çalışma için hazırlanmaktadır.

[10] https://www.cadc-ccda.hia-iha.nrc-cnrc.gc.ca/en/search/?collection=CFHT&noexec=true

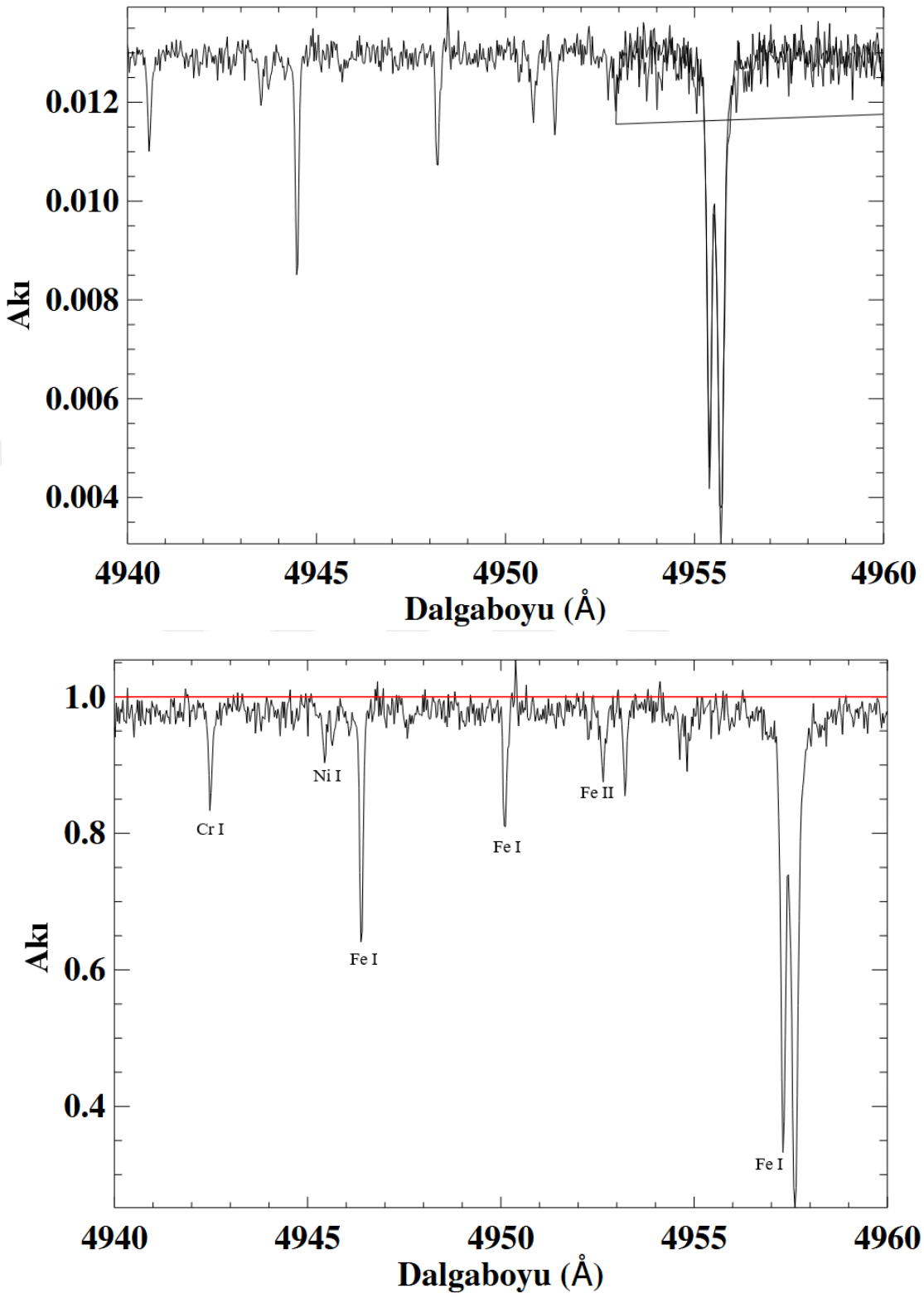
[11] https://tug.tubitak.gov.tr/sites/images/tug/tfosc-wp$_k ilavuz.pdf$



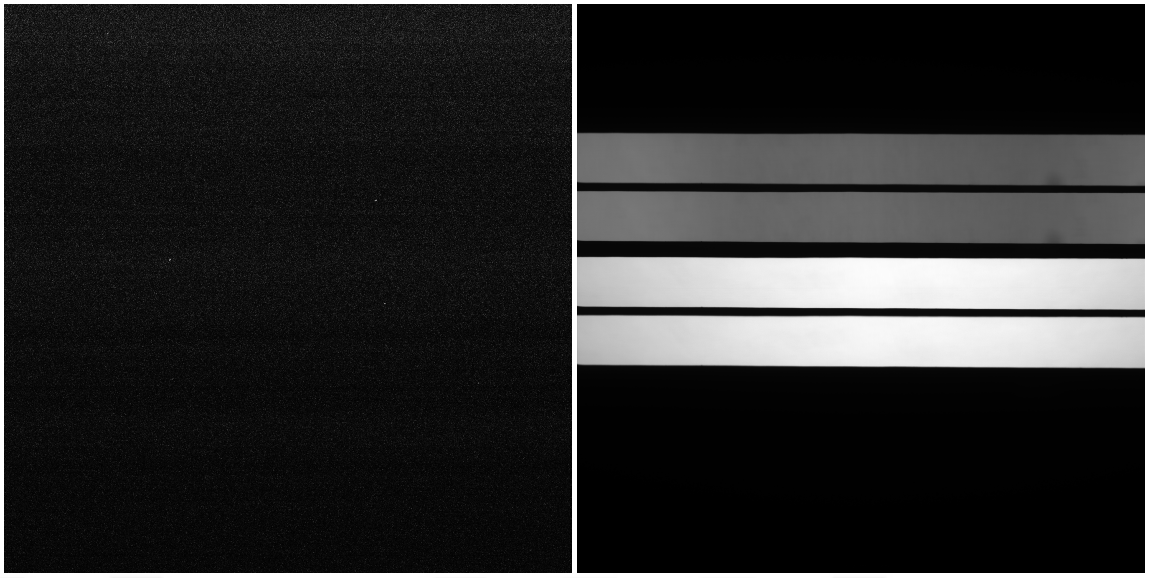




Şekil 3.1. BD + 443197 yıldızının CADC veritabanındaki Fits dosyası (üst panel) ve Header bilgisi (alt panel).



Şekil 3.2. BD+443197 yıldızının normalizasyon öncesi (üst panel) ve sonrası (alt panel) spektrumun görüntüsü. Üst paneldeki ham veride, 4953-4960 Å aralığında orderlar arası çakışma vardır. Alt panel tayfı, normalizasyon sonrası radyal hız düzeltilmiş halidir.



Şekil 3.3. RTT150-WP kalibrasyon görüntüleri. sol panel bias, sağ panel Flat.

3.4. Aktivite İndikatörleri

3.4.1. Kromosferik aktivite: Ca II H-K çizgileri

Geç tayf türü yıldızların dış atmosferlerindeki değişkenlik, bu yıldızların konvektif zarflarında güçlü manyetik alan etkisinin olduğunu düşündürür. Optik bölgede Güneş tayfının sürekliliğinde tespit edilen değişimlerin kaynağı incelendiğinde bu değişimin "soğuk lekeler " ve "sıcak faculae" kaynaklı oldukları görülür (Oswalt ve Barstow 2013). Örneğin kromosferdeki (renk küre) parlak bölgeler ve plage adı verilen geçiş bölgelerinin varlığı ancak H-alpha, Ca II H & K gibi tayfsal çizgiler yardımı ile tespit edilebilir. Bu tayf çizgilerinin merkezleri fotosferde gelişen süreçlere dair önemli izler taşırken çizgi kanatları kromosfer hakkında bilgi sağlar. Wilson gözlemevinde 1966'da Olin Wilson'un HK projesi (Wilson 1968) ile geç tayf türüne sahip yıldız tayflarında Ca II H& K çizgi profillerindeki değişimi incelemek üzere gerçekleştirilen spektro-fotometrik gözlemler sayesinde aletsel bir aktivite indeksi (S_{MW}) tanımlanmıştır (Egeland vd. 2017). ESPaDOnS için indeks kalibrasyonu Booth vd. (2020) da verilmiştir. Bu indeks, boyutsuz bir parametre olup yıldızın rengiyle ilişkilidir. Bu tezde, renk parametreleri doğrudan SİMBAD'da not edilen değerlerden alınmıştır. Kızıllaşma katkısının S-indeksine katkısının küçük olduğu tespit edildiği için ihmal edilebilir kabul edilmiştir (Booth vd. 2020). Fiziksel nicelik olarak aktivite indeksi, R_{HK} ile tanımlanmaktadır ve yıldız tayfında H ve K geçişlerinin bulunduğu çizgi merkezleri göz önüne alındığında 1A luk bir tayf bölgesinde tanımlanan bant üzerinde ölçülen toplam akının (F_{HK}) yıldızın toplam akısına oranıyla belirlenir (F_{HK}/σ^4_{Teff}). Yıldızın aktivite indeksi (R_{HK}) hesabı için 3933 ve 3968 Ådeki Ca II H & K geçişinden yararlanılmıştır. Bu parametre, S indeksi ve yıldızın B-V değeri ile ilişkili olarak [12] hem kromosferik hem de fotosferik emisyona bağımlılık sergiler. Her yıldız için bu profiller detaylı olarak incelenmiştir.

Ca II H& K literatürde yaygın olarak kullanılan bir metodolojidir. Aşağıdaki denklem silsilesi ile her yıldız için aktivite indeksi (R_{HK}) bu tezde hesaplanmıştır.

[12]Renk sönümlemesi ihmal edilmiştir.

$$
\begin{aligned}
S_{Esp} &= \frac{(H+K)}{(R+V)} \\
S_{MW} &= 17.67\ S_{Esp} + 0.025 \\
logC &= 1.13(B-V)^3 - 3.91(B-V)^2 + 2.84(B-V) - 0.47 \\
R_{HK} &= 1.340 \times 10^{-4} C.S_{MW}
\end{aligned}
\tag{3.31}
$$

H ve K parametreleri sırasıyla 3933.66 ve 3968.47 Å deki 1.09 Å luk çizgi merkezi çevresinde ölçülen toplam akı değerini, R ve V is bu merkezin süreklilik bölgesinden 20 Å luk alanı kapsayan bölgeden ölçülen toplam akı değerleridir.

Literatürde yıldızların aktivite ölçeği bu parametre cinsinden –5.1 < log(R_{HK}) < -4.4 aralığında tanımlanmaktadır (Oswalt ve Barstow 2013). log(R_{HK}), -5 den küçük değerlere sahip olan yıldızların kromosferik olarak inaktif davranış sergilediği rapor edilmektedir. Şekil 3.4'de program yıldızlarının S-indeksi hesabı için ölçümde kullanılan aralıklar belirtilmiş haliyle tayf görüntüleri içerilmiştir. Tayf görüntüleri ESPaDOnS için bu bölgede oldukça saçılma sergilediği görülmektedir. Bu durum hem normalizasyonun doğruluğu hemde S-indeksinin hesaplanmasında belirsizlik meydana getirmektedir. Belirsizliğin hesaplanması için S_{MV} indexi için hata yayılımı (error propagation) Denklem 3.32'den hesaplanmıştır;

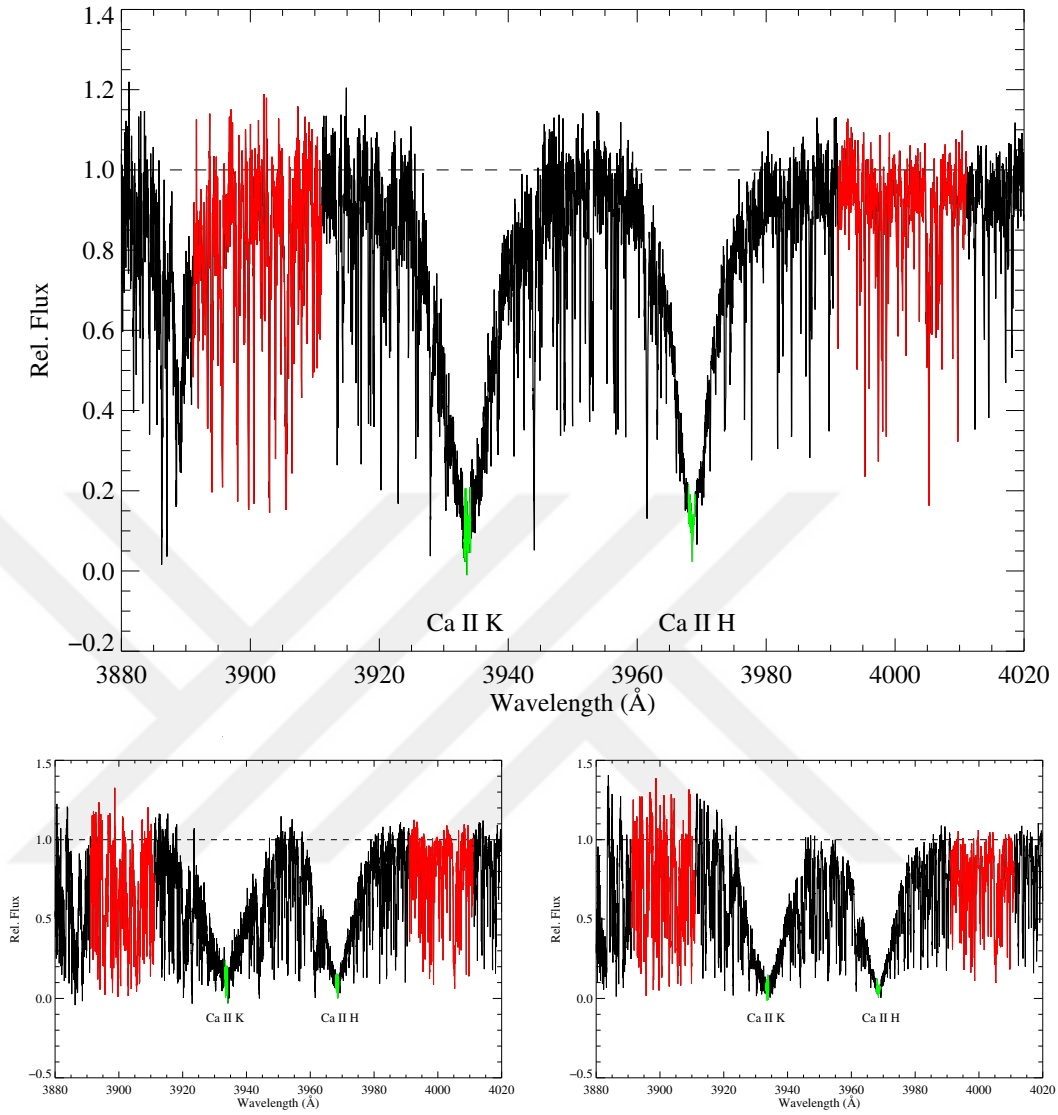
$$
\sigma_S = 21.93 \sqrt{\frac{\sigma_{HK}^2}{N_{RV}^2} + \frac{N_{HK}^2\, \sigma_{RV}^2}{N_{RV}^4}}
\tag{3.32}
$$

Burada N_{HK} ve N_{RV} sırasıyla H,K ve R,V kanallarındaki toplam akıları, $\sigma_{HK} = \sqrt{N_H + N_K}$ ve $\sigma_{RV} = \sqrt{N_R + N_V}$ ise poisson istatistiği varsayımıyla ilgili kanalların hatasını temsil eder. Espadons ile MW dönüşümü için kalibrasyon katsayısı Booth vd. (2019)'da verildiği gibi 21.93 dür. Buna göre yıldızların σ_S değerleri S_{MW} parametresinin hatası olarak verilmiştir. logR_{HK} nın hatası ise bu σ_S hatasının dahil edilmesiyle hesaplanan değerlerdir. Buna ek olarak E(B-V) sönümleme miktarının belirlenmesi için Lallement vd. (2018) haritasından yararlanılmıştır. Bu harita kullanılarak yıldızın galaktik koordinarları ve uzaklığına göre ilgili bölgedeki sönümleme miktarı rapor edilir. Tez yıldızları için sönümlemenin etkisi (E(B-V)) < 0.03 mag olarak tespit edilmiştir. Sönümleme miktarlarının uygulanması durumunda elde edilecek log R_{HK} aktivite index değeri, rapor edilen hata sınırı içerisindedir. Bu yüzden ihmal edilebilirdir.

Yıldızlar için Noyes vd. (1984)'in reçetesi (Denklem 3.31 seti) ile hesaplanan S-indeksleri ve R_{HK} parametreleri Çizelge 3.3'da raporlanmıştır. Buna göre 3 yıldız için kromosferik aktivite benzerdir.

3.5. Asterosismik Gözlemler: KEPLER / TESS Görevleri

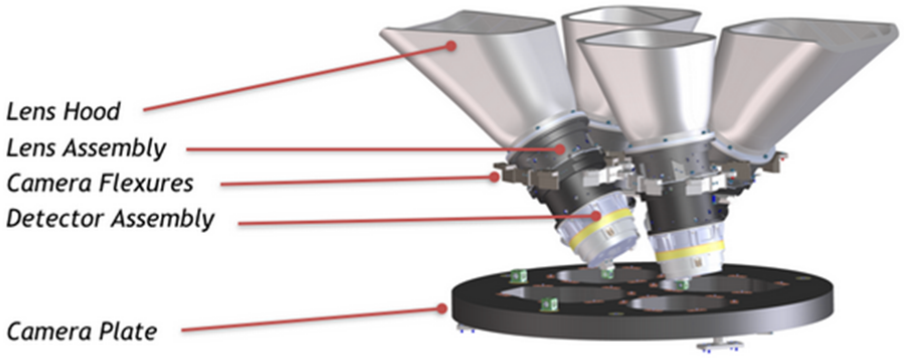
KEPLER görevi (2009-2018 arasında aktif), transit gözlemlerle ötegezegen keşifleri için tasarlanmıştır. Bu görev için kullanılan ana enstrüman, bir tür fotometredir. 0.95 m lik açıklığa sahip uzay teleskobunun odak oranı f/1.52 dir. 12-16 kadir nesneler için



Şekil 3.4. Üst panelde BD+443197 yıldızının Ca II H & K çizgi merkezleri (yeşil) ile R ve V süreklilik bölgeleri (kırmızı) gösterilmektedir. Alt panellerde ise soldaki HD 186306, sağdaki HD 189349 yıldızına ait görsellerdir.

Çizelge 3.3. Tez yıldızlarının Espandons tayflarında Ca II H&K çizgilerinden hesaplanan aktivite index değerleri; S-indeksi aletsel aktivite, R_{HK} yıldıza ait aktivite indeksidir.

Yıldız	Tayfçeker	B-V	S-indeks	S_{MW}	$\log R_{HK}$
HD 186306	ESPaDOnS	0.74	0.0081	0.1681±0.0448	$-4.6989^{-4.5963}_{-4.8335}$
BD+443197	ESPaDOnS	0.52	0.0079	0.1645±0.0412	$-4.5483^{-4.4512}_{-4.6735}$
HD 189349	ESPaDOnS	0.64	0.0064	0.1380±0.0348	$-4.6907^{-4.5930}_{-4.8169}$



The TESS Payload. Image Credit: MIT

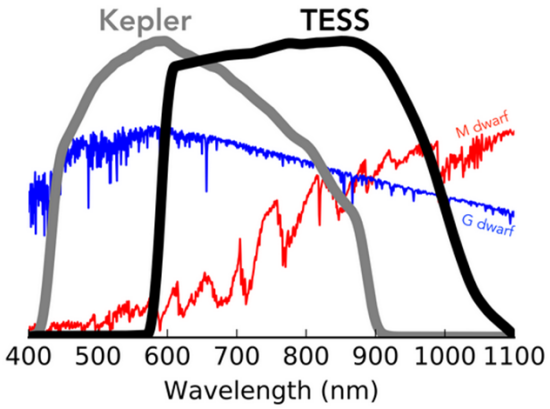
Şekil 3.5. TESS görevinde kullanılan Kamera tasarımı. Tasarım içeriği tabandan üste doğru; Kamera düzlemi "Camera Plate", Dedektör takımı "Detector Assembly", kamera eğim düzeneği " Camera Flexures", Lens takımı "Lens Assembly", Lens koruyucu hazne "Lens Hood"

4300-8900 Å arası gözlem kabiliyetine sahip olan bu teleskop, geniş bant fotometrik gözlem yaptı. Zamansal çözünürlüğü 2 mod da çalışır; uzun kadans (29.4 dk), kısa kadans (1 dk). Fotometrik hassasiyeti ise %0.01 lik parlaklık değişimlerini (milyon başına 100 ppm-parts) ayırt edilebilirdi. Bu, bir dünya boyutundaki gezegenin Güneş benzeri bir yıldız önünden transit geçişini algılamak için yeterli bir değerdir. Konumsal olarak Dünya'nın gölgesi ve manyetik alan etkisinin olmadığı Dünya ardı Güneş yörüngesi olarak bilinen "Heliocentric Earth-trailing" de konumlanmıştı ve tek bir sabit alana bakarak veri toplamaktaydı. Bünyesinde her biri 1024 x 2200 piksel boyutunda (1 piksel 27μm) 42 CCD barındıran sistemin 2013 yılındaki arızasından sonra KEPLER görevi K2 olarak gözlemlerine devam etmiştir (Van Cleve ve Caldwell 2016).

TESS (Transiting Exoplanet Survey Satellite) görevi, KEPLER ile aynı amaç için üretilmiştir. 2018'de göreve başlayan araştırma uydusunun KEPLER'den farklı olarak daha parlak/yakın (4-13 kadir) yıldızlara odaklanılmıştır ve gözlem dalgaboyu aralığı 6000-1100Å dır. Bünyesinde 4 geniş açılı kamera sisteminin her birinin açıklığı 10.5 cm, odak oranı ise f/1.4 dür. Düşük odak oranıyla da çok hızlı bir optik sistem olduğu anlaşılmaktadır. Kameralar üzerinde 2048 x 2048 piksel boyutlu Teledyne e2v model 4 adet CCD konumlanmıştır. Şekil 3.5'de 4'lü kamera sisteminin görseli verilmiştir.

Tüm gökyüzünü taraması, yani bir turu 2 yıl süren uydunun konumu Ay ile senkronize olarak yüksek ekiptik yörüngede dolanmaktadır (Vanderspek vd. 2018; Ricker vd. 2015). Bilimsel analizler için zamansal çözünürlüğü 2 dk iken tüm alan görüntüsü için 30 dk lık gözlemleri (Ful Frame image "FFI") mevcutur.

KEPLER ve TESS gözlemlerinin gözlenen bant aralıklarının farklılığı hedef kaynaklarda irdelenecek fiziksel özelliklerin çeşitliliğini sağlar. Şekil 3.6'de bu görevlerin tanımlandığı bant aralıkları gösterilmiştir. KEPLER G tayf türündeki cüce yıldızların



Şekil 3.6. TESS ve KEPLER band genişlerinin karşılaştırması. Siyah ve gri dağılımlar TESS ve KEPLER için cevap cevap fonksiyonlarını temsil ederken, kırmızı ve mavi, G ve M tayf türündeki bir yıldızın spektral enerji dağılımlarını göstermektedir. Kombine edilmiş görüntü Zack-Berta tarafından Sullivian vd. (2015) çalışmasındaki verileri kullanarak yapılmıştır. Enerji dağılımları burada yalnızca temsili eklenmiştir. Resmin orijinalin de y ekseni tanımlı değildir.

spektral enerji dağılımlarını büyük oranda temsil ederken TESS, M tayf türü cücelerin gözleminde daha çok veriyi barındırmaktadır. Teknik özellikleri aktarılan TESS ve KEPLER verileri tez yıldızları için MAST (Mikulski Archive for Space Telescopes) veri tabanından [13] python arayüzü kullanılarak indirilmiştir. Tez yıldızlarının yayınlanan KEPLER (Quarter) ve TESS (Sector) bilgileri ekler kısmında (Ek-1.6) verilmiştir. Bu listede Işık eğrisi analizi için kullanılan veriler kalın olarak işaretlenmiştir. TESS uydusu, bilindiği üzere her sektör için Dünya etrafında tamamlamış olduğu ardışık 2 turda elde etmiş olduğu toplam veriyi kaydeder ve bu toplam ışık bir sektör oluşturur. Her bir sektör için SPOC[14] tarafından hazırlanarak genel erişime açılan ayrıntılı raporlar hazırlanır. Örneğin "*TESS Data Release Notes: Sector 5, DR7*" başlığı[15] ile yayınlanan raporlardan, gözlem boyunca karşılaşılan problemlere, Ay ve Dünya'dan kaynaklı saçılan ışığın karakterine, alınan verinin kalitesine, kameraların performansına, hangi yıldızların verisinde sorunların yaşandığına ilişkin bilgilere erişmek mümkündür.

Tez yıldızlarının KEPLER verileri üzerinden çeşitli analizlerin yapıldığı yıldızların literatür taramasından anlaşılmaktadır. Ancak TESS verilerinin analizi için literatürde özellikle tez yıldızları için yeterli çalışma mevcut değildir. Bu yüzden TESS verilerinden ışık eğrisi analizi yapmak için kullanılan tek açıklıkta fotometri (Single Aparture Photometry "SAP") tekniğini kullanırken teknik raporlarda sunulan bilgilerinde değerlendirilmesi gereklidir. Özellikle SAP işleminde ard alan gürültü kaynaklarının tespiti önemlidir ve bu kapsamda Ay ve Dünya kaynaklı katkılar muhtemeldir. SPOC tarafından hazırlanmış rapor içeriğinde Ay ve Dünya kaynaklı saçılmaların denetleneceği grafikler mevcuttur. Bu kapsamda grafikler, ard alana katkıda bulunabilecek kaynaklar olarak gözlem anında Ay ve Dünya doğrultusu ile TESS kameralarının yönlendirilmiş oldukları doğrultular arasındaki açıları gösterir. Kritik açı değeri olarak verilen 35 derecelik

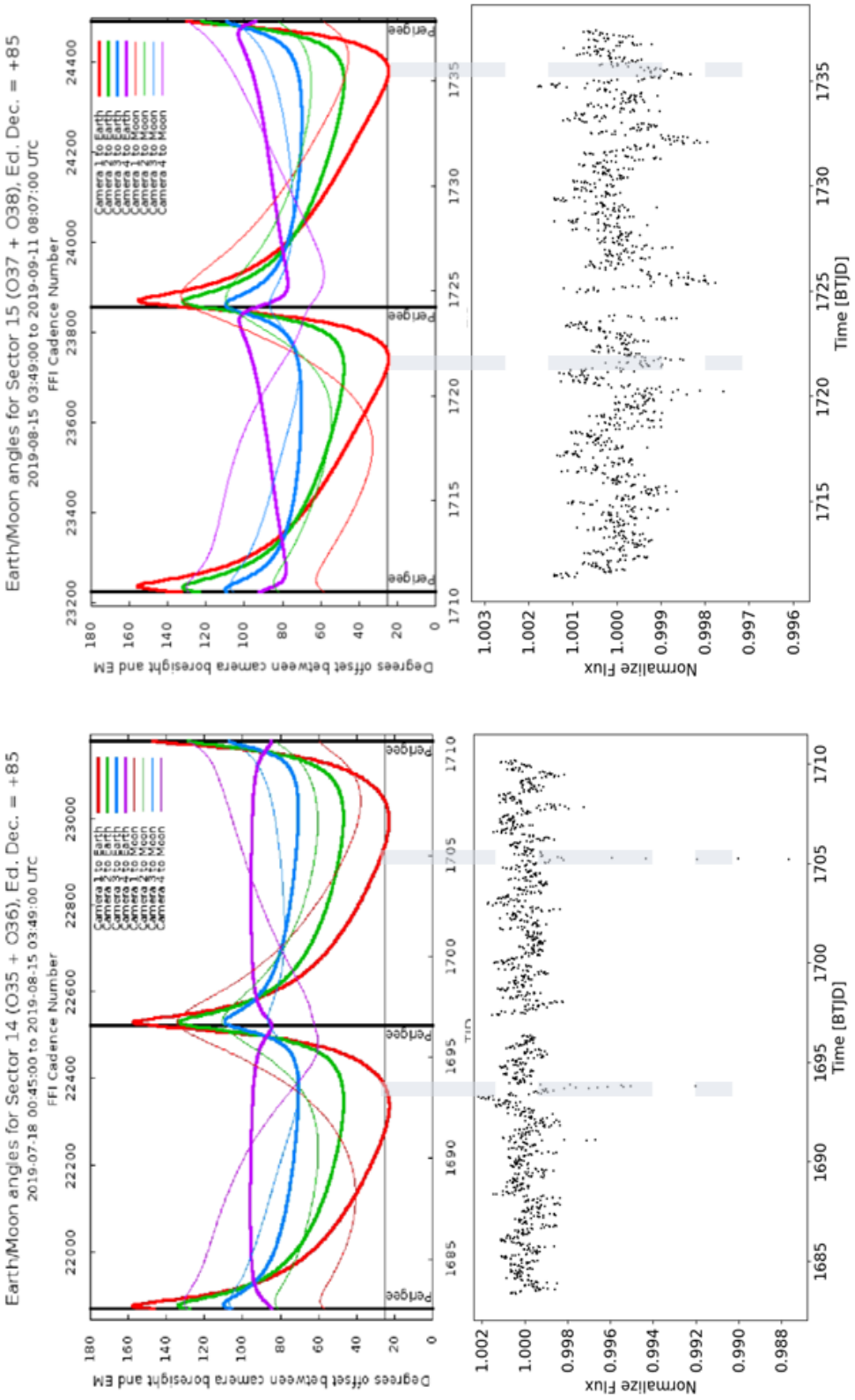
[13] https://mast.stsci.edu/portal/Mashup/Clients/Mast/Portal.html
[14] Science Processing Operation Center
[15] https://ntrs.nasa.gov/citations/20190001907

Çizelge 3.4. TESS görevinde tez yıldızlarının gözlem programı. Hangi yıldız hangi sektör,kamera, ccd ve piksel (Colpix, RowPix) üzerinde ne zaman görüntülendiği bilgisi içerilmiştir. ColPix; kolon piksel konumu, RowPix; satır piksel konumudur.

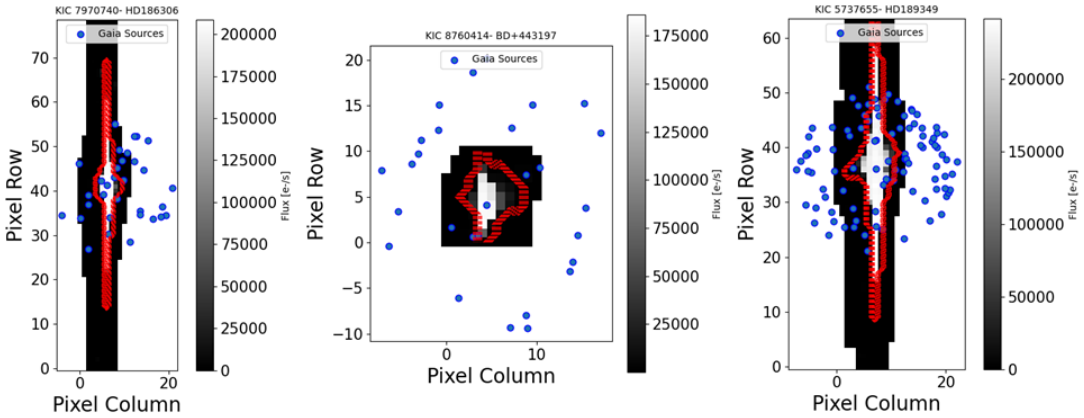
Yıldız	Sektör	Kamera	CCD	ColPix	RowPix	Tarih
HD189349	14	1	1	1355.12	204.27	Ağustos2019
HD189349	15	1	2	1551.21	27.72	Ağustos2019
HD189349	41	1	1	1869.63	255.47	Ağustos2021
HD189349	54	3	2	1532.80	1200.07	Temmuz2022
HD189349	55	3	1	1421.02	1047.26	Ağustos2022
HD189349	74	4	1	308.77	1935.18	Ocak2024
HD189349	75	4	3	1599.20	1984.16	Şubat2024
HD189349	81	3	2	1185.00	820.33	Temmuz2024
HD189349	82	3	1	1166.71	853.00	Ağustos2024
HD186306	14	2	4	420.68	462.82	Ağustos2019
HD186306	15	2	3	531.87	705.62	Ağustos2019
HD186306	40	2	4	2053.78	881.42	Ağustos2021
HD186306	54	3	2	1076.50	1763.61	Temmuz2022
HD186306	55	3	1	1241.60	1733.13	Ağustos2022
HD186306	74	4	1	794.77	1403.55	Ocak2024
HD186306	75	4	2	750.41	1550.70	Şubat2024
HD186306	81	3	2	785.34	1425.59	Temmuz2024
HD186306	82	3	1	1041.76	1556.74	Ağustos2024
BD+443197	14	2	4	369.57	709.08	Ağustos2019
BD+443197	15	2	3	595.47	952.81	Ağustos2019
BD+443197	40	2	4	1911.24	1100.76	Temmuz2021
BD+443197	54	3	2	995.52	1993.14	Temmuz2022
BD+443197	55	3	1	1262.00	1974.64	Ağustos2022
BD+443197	74	4	1	887.7	1176.77	Ocak2024
BD+443197	75	4	2	742.46	1307.36	Şubat2024
BD+443197	81	3	2	726.25	1661.77	Temmuz2024
BD+443197	82	3	1	1081.69	1797.36	Ağustos2024

bir açı değeri altında bir yakınlaşma, ışık ölçüm verileri üzerinde Ay ve Dünya kaynaklı saçılmaların etkin olması anlamına gelecektir. Sektörlere ilişkin kamera açılarının gösterir grafikler örnek olarak Şekil 3.7'de sunulmuştur. Bu grafikler gözlemsel verilerin sonuçları üzerinden değil tamamen teoriksel öngörülenin simülasyonudur. Dolayısı ile her ne kadar TESS üzerinde bulunan 4 kameranın açısını belirtse de beklenen açıdan sapmalarında düşünülmesi gereklidir.

Tez yıldızlarının hangi sektörlerde, hangi kameradan ve hangi ccd üzerinde hangi piksellerde gözlendiği ve gözleneceğine ilişkin tüm bilgiler Çizelge 3.4' da listelenmiştir. Yıldızların güç spektrumlarının eldesi için python, lightcurve paketinden yararlanılmıştır. Işık eğrilerinin çıkarımında ard alan düzeltmesi ve ışık eğrisinin parazit (noise) ve sistematik hata içeren bileşenlerini azaltmak için birincil bileşen analizi (PCA) kullanıldı. Yıldızın kendine özgü ışığının hassas bir şekilde ayırt edilebilmesi için önerilen sistematik, nokta dağılım fonksiyonunun (PSF) belirlemektir. Bu teknik, özellikle kalabalık bir ard alana sahip olan yıldızlar için önerilir. Ancak tez yıldızları izole bölgelerde bulundukları



Şekil 3.7. Üst paneller TESS 14, 15 numaralı sektörlerinde gözlem boyunca kameranın Dünya ve Ay ile yaptığı açı zamanın fonksiyonu olarak gösterilmiştir. Alt panelde ise HD189349 yıldızının bu sektörlerde kamera 1 den alınan ışık eğrilerini göstermektedir.



Şekil 3.8. Tez yıldızlarının KEPLER görüntüsü. Mavi işaretli yıldızlar Gaia DR2 de yıldızın 1′ komşuluğunda Gmag<20 olan yıldızlardır. Kırmızı işaretlenmiş alan ise ışık eğrisi için çıkarımında kullanılan aparture maskesini temsil etmektedir.

için tespitleri SAP üzerinden daha hızlı bir algoritma kullanarak gerçekleştirilmiştir[16]. Şekil 3.8'de her yıldızın örnek aparture maskesi ve Gaia DR3 'de rapor edilen 1 yay dk sı komşuluktaki alan yıldızlar içerilmiştir. Son olarak kalitesiz verilerin ayıklanmasıyla birlikte her sektörden çıkarılan ışık eğrileri medyan değerine göre normalize edilmiştir. Sektörler arası boşluğu doldurmak, güç spektrumunda yalancı frekansların oluşumuna sebebiyet verebilmektedir. Bu yüzden analizde bu boşluklar doldurulmamıştır. Nihai olarak elde edilen güç spektrumları bulgular ve tartışma bölümünde ilgili yıldızların kısmında paylaşılmıştır.

3.6. Güneş Analizi - Manyetik Alana Duyarlı Geçişlerin Tespiti

Astrofizikte temel laboratuvar olarak kullanılan Güneş, bu tezde hem normalize bollukların tespitinde hemde manyetik alana duyarlı geçişlerin tespitinde kullanılmıştır. Şahin vd. (2023) (bundan sonra Par1 olarak adlandırılacak) çalışmasında yüksek çözünürlüklü KPNO Güneş tayfını kullanarak 4080-6780 Å aralığında 24 farklı elementi temsil eden toplamda 363 tane geçiş saptamıştır. Eşdeğer genişlik ölçüm metodu benimsenerek atmosfer parametrelerini tespit eden çalışmada, model parametre tayini için MOOG arayüzünden yararlanmıştır. Model parametre tayininde Güneş'in etkin sıcaklığı ve mikrotürbülans parametreleri için Fe I çizgilerinin alt düzey uyarılma potansiyeline bağımlılığını minimize edilmiş, çekim ivmesinin tespiti için ise Fe I ve Fe II, Cr I ve II, ve Ti I ve II çizgileri üzerinden iyonizasyon dengesi kullanılarak tespit edilmiştir. 24 element için bollukların rapor edilmesi içinde MOOG'dan yararlanılmıştır. Element bolluklarının belirlenmesi için atomik veri literatürdeki güncel kaynaklardan derlenmiştir. Element bolluk hesaplamasında MOOG kodu 2 seçenek sunar; disk-merkezli (daha derin tabakaları görür) ve disk-entegre (daha üst tabakalarda baskın) tayf hesaplamasıdır. Disk-merkezli bir spektrum, yıldızın merkez noktasında bir alanı temsil eder ve kenar kararma etkisi yok sayılırken, disk-entegre spektrumda kenar katkıları da analize dahil edilmektedir. Yıldız gözlemlerinde ışık yıldızın tüm yüzeyinden gelmektedir. Dolayısıyla

[16]HD189349 yıldızı nispeten kalabalık ard alana sahip ancak tensorflow versiyonu PSF analizi için yeterli değildi.

yıldız analizlerinde her zaman disk-entegre yaklaşımla bolluklar hesaplanır. Kenar kararma etkisinin yok sayılmasıyla hesaplanan bir tayfın çizgi derinlikleri daha fazla olacaktır. Bu da bolluk hesaplamasında daha büyük sonuçlar elde etmek demektir. Öte yandan kenar kararmasının etkileri daha sığ derinlikte çizgilere neden olsada çizgi profillerinde genişleme ve asimetrileride hesaba katarak daha gerçeğe uygun sonuçlar verir. Şahin vd. (2023, 2024) Güneş analizi dahil tüm analizlerinde disk-entegre hesaplamalarla bollukları rapor etmiştir. Güneş çizgi listesinde 132/17 adet Fe I / Fe II bulunurken, Şahin vd. (2024) (bundan sonra Par2 olarak adlandırılacak) çalışmasında bu listeyi 4000-10000,Å aralığına genişleterek 236/28 Fe I/Fe II e yükseltmiştir. Bu çalışmalarda Güneş'in model parametresi ise sırasıyla 5770K/4.4cgs/0.66km s-1 ve 5790K/4.4cgs/0.66km s-1 olarak elde edilmiştir. Analiz için kullanılan KPNO (Keck Peak National Observatory) Güneş tayfı, 1 Haziran 1984' de alınmıştır. Par1 model parametresi ve çizgi listesi tabanında bu çalışmada tez yıldızlarının model parametreleri belirlenmiş olup, Güneş'te manyetik alana duyarlı Fe geçişlerinin tespitinde ise Par2 (4000-10000Å) göz önüne alınmıştır. Par listelerinin oluşturulması ile ilgili prosedür ilerleyen bölümlerde detaylandırılmıştır. Güneş analizlerinin detaylı bilgileri için bknz. Şahin vd. (2023, 2024).

Manyetik alan şiddeti tespitine yönelik literatür önceki bölümlerde paylaşılmıştır. Burada literatürdeki yöntemlerden etkilenerek bazı testler yapılmış ve manyetik alan duyarlı geçişlerin tespiti için özgün bir metot geliştirilmiştir.

Testin kapsamı manyetik alana duyarlı geçişlerin tespitine yönelik deneysel lande-g faktörlerini tespit etmektir. Bunun için Güneş'in IRSOL (Istituto Ricerche Solari Locarno) veritabanında[17] yayınlanan KPNO FTS polarize tayfı (Stokes V) kullanılmıştır. Güneş'in farklı bölgelerini temsil eden tayflar, Nisan 1979'da alınmıştır. Verilerin detayı Çizelge 3.5'de verilmektedir.

Çizelge 3.5. FTS Güneş Spektrumlarının alındığı tarih ve bölgeler için gözlemsel bilgiler.

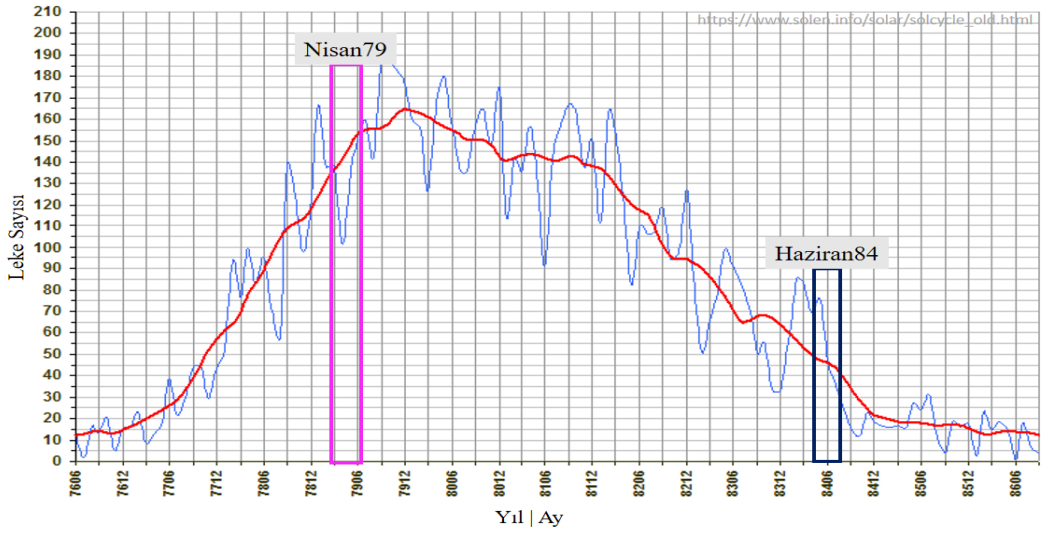
Tarih	Bölge	$\lambda - \lambda$	R
30 Nisan	Güçlü Plaj	4524-5580	420 000
		5254-6907	500 000
29 Nisan	Zayıf Plaj	4566-5580	420 000
30 Nisan	Gelişmiş Ağ	4104-4942	360 000
		5254-6907	500 000

Bu dönemlerde Güneş'in görünen yüzeyindeki leke sayısının tespiti için Brüksel'deki Belçika kraliyet gözlemevine bağlı, Güneş lekesi veri merkezinden[18] alınan 21. çevrimin gözlem verileri üzerinde Şekil 3.9 deki gibi işaretlenmiştir. Buna göre Nisan 1979 gözlemi, leke sayısının neredeyse en fazla olduğu evrede gerçekleştirilmiştir. Güneş'in en aktif döneminde gerçekleşen gözlemler üzerine geniş dalgaboyu içeren Stokes gözlemleri yalnızca IRSOL tarafından paylaşılmış olan bu FTS spektrumlarıdır. Bolluk analizi için kullanılan KPNO şiddet tayfı (Haziran 1984) ise Güneş'in sakin dönemine yakın alındığını göstermektedir.

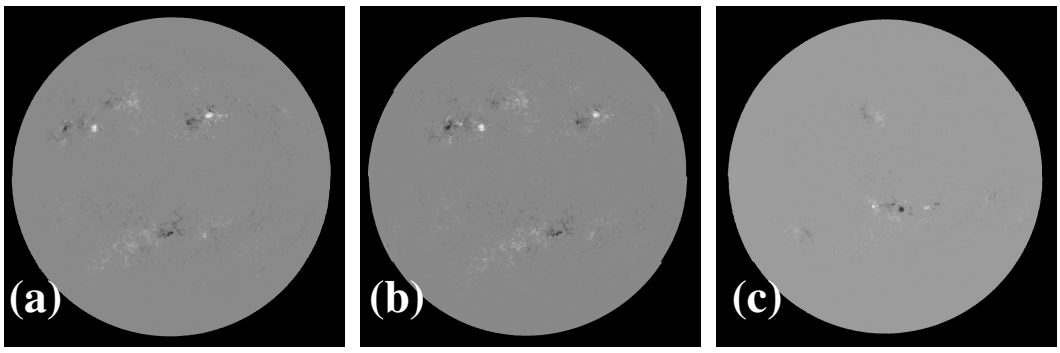
Güneş yüzeyindeki (genellikle fotosferde) manyetik alan bileşenlerinin projeksiyonunu uzamsal çözünürlükle haritalayan görüntüler Manyetogramlardır. Şekil 3.9'de işaretlenen zamanlara ait manyetogram görüntüleri Şekil 3.10 de içerilmiştir.

[17]https://add.irsol.ch/data-archive/ftsv/

[18]https://www.sidc.be/html/sunspot.html



Şekil 3.9. Haziran 1976 - Haziran 1986 yılları arasındaki 21. Güneş çevrimi boyunca gözlenen Güneş leke sayılarının değişimi. Pembe kutu içerisinde kalan tarih, FTS gözlemini, Siyah kutu içerisinde kalan tarih KPNO Güneş tayfının alındığı zamanı işaret eder. FTS gözlemleri, leke sayısının artan kolunda, maksimuma yakın, KPNO gözlemleri ise maksimum sonrası leke sayısının en düşük olduğu zamanda gerçekleşmiştir.



Şekil 3.10. Güneş'in NSO veritabanından alınan magnetogram görüntüleri; (a) 29 Nisan 1979, (b) 30 Nisan 1979, (c) 1 Haziran 1984'de kaydedilmiştir.

Manyetogram görüntülerinde beyaz alanlar pozitif kutup (yani gözlemciye yaklaşan manyetik alan vektörünü), siyah alanlar ise negatif kutbu (gözlemciden uzaklaşan manyetik alan vektörünü) temsil eder. Buna göre 1979 yılındaki verilerdeki leke sayısının fazlalığı, 1984'deki leke sayısının azlığı ile ilgili ön fikir, manyetogram görüntülerinden de elde edilebilir.

Stenflo (1984) çalışmasında zayıf alan yaklaşımı ile Güneş'in Güçlü plaj bölgesine ait FTS Stokes V tayfında, Na I D 5895.93 çizgisini kullanarak Stokes V profili ve şiddet spektrumunun türev profilinin çakışmasını gösterir ve bu yöntemi kullanarak laboratuvar lande-g faktörlerinin tespit edilebilirliğini öne sürmektedir. Buna göre Fe çizgileri üzerinde 2000G manyetik alan şiddeti kullanılarak Güçlü plaj bölgesindeki geçişler test edilmiştir. Na D ile birlikte, farklı lande-g faktörlerine sahip Fe geçişlerinden örnekler Şekil 3.11 içerisinde paylaşılmıştır.

Örnek geçişlerden görüleceği üzere kimi geçişler Stokes V profiliyle uyum sergilememektedir. Bu durumun Güneş'in farklı bölgelerinde de incelemek için FTS spektrumlarının hem zayıf hem de güçlü plaj alanından alınan Stokes V tayflarının karşılaştırılması yapılmıştır. Aynı Fe çizgileri üzerinden karşılaştırma örnekleri Şekil 3.12' de verilmiştir.

Güneş'in farklı bölgelerindeki StokesV profil genliklerinin farklı olması deneysel lande-g faktörlerinin belirlenmesini daha komplike hale getirmiştir. Dolayısıyla, referans olarak kullandığımız Güneş üzerinde Stenflo (1984) çalışmasında önerildiği gibi deneysel olarak lande-g faktörünün belirlenmesi alan şiddetinin kesin olarak bilinmediği durumlarda güvenilir değildir. Ancak bu gibi Güneş FTS spektrumlarının sürekli gözlemleri ile böylesi bir çalışmanın gerçekleştirilmesi yapılabilir. Böylece teorik fiziğin öngördüğü teorik olarak üretilen sabitin (lande-g faktörü) deneysel olarak kapsamlı bir irdelemesi gerçekleştirilebilir. Ayrıca FTS spektrumlarının küçük ölçeklerde alınan verisinde Güneş'in tüm yüzeyini temsil edememesi, bu tip gözlemlerin tüm yüzeyi kapsayan analizlerden (disk entegre) yada eş zamanlı çoklu gözlemlerden gerçekleştirilmesi gerekliliğini göstermiştir.

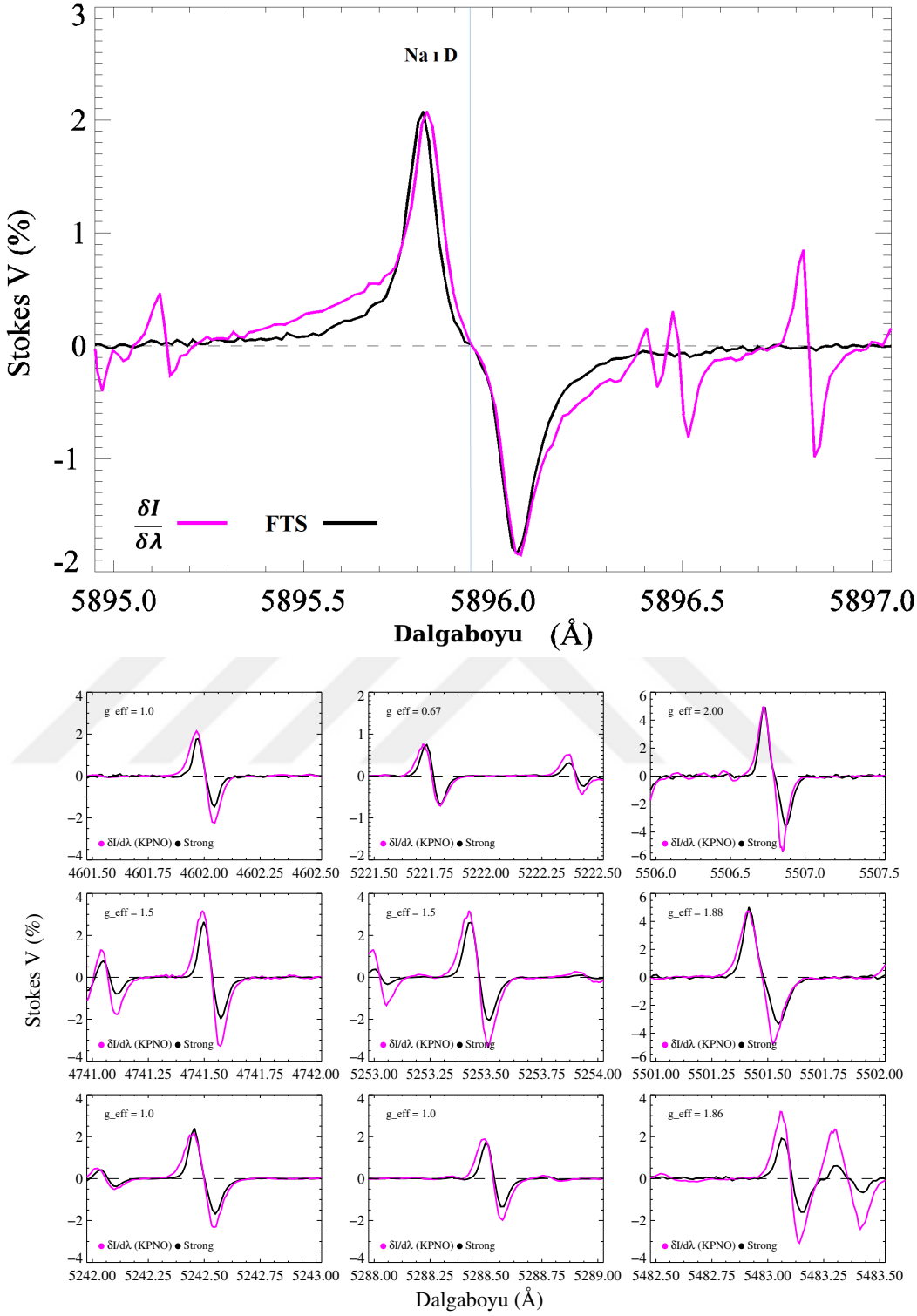
Deneysel olarak elde edilmeye çalışılan lande-g faktörünün mevcut haldeki kullanıma uygunsuzluğu, bu tezde teorik olarak belirlenen lande-g faktörleri üzerine çalışılmasını kaçınılmaz kılmıştır. Bunun üzerine Par2 listesindeki Fe çizgilerinin VALD3[19] veritabanında paylaşılmış değerlerinin derlenmesiyle, analiz iki parametre bazında irdelenmiştir; ilk irdeleme lande-g faktörü 0-0.7 ve 1.9 üzeri geçişlerin[20] ortalama bollukları üzerine gerçekleşmiştir. Ortalama logaritmik Güneş Fe bolluğu Par2 çalışmasında 7.50 olarak rapor edilmiştir. İlk irdelemeyle çıkan ortalamalar $g < 0.7$ (15 adet) için 7.48, $g > 1.9$ (18 adet) için ise 7.57 dex tir. Bunun üzerine manyetik alana duyarlı geçişler için dalgaboyuna göre ortalamalar irdelenmiştir[21]. 4000-5000Å arasında ortalama 7.55 (5 adet; 4447.14, 4447.73, 4635.85, 4661.54, 4704.95), 5000-6000Å arası ortalama 7.62 (5 adet; 5225.53, 5247.06, 5250.22, 5461.54, 5506.79) ve 6000-10000Å arası 7.52 (7 adet; 6082.72, 6173.34, 6213.44, 6232.65, 6336.83, 8798.05, 9382.93) olduğu tespit edilmiştir. [22] Şekil 3.13, seçim kriterinin temelini özetler nitelikte, hem bireysel geçişlerin bolluk dağılımını hem de medyan bollukların gösterimiyle ifade edilmiştir.

[19] https://vald.astro.uu.se/

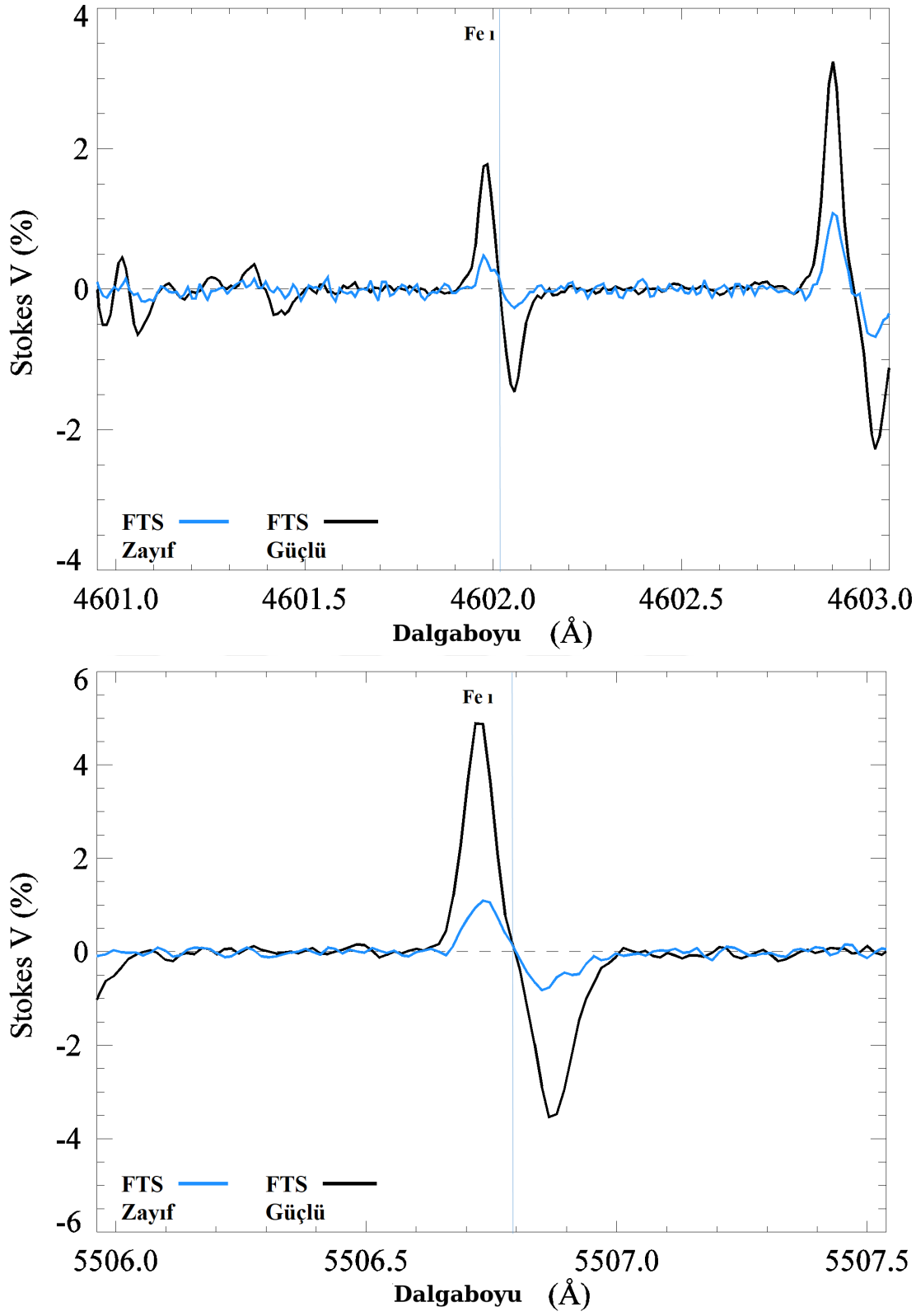
[20] Borrero (2008), manyetik alana duyarlı geçişlerin $g > 2.0$ olduğunu belirtmişti.

[21] Her ne kadar disk-entegrasyonu model kullanılarak hesaplamalar yapılsa da, kenar kararması etkisinin dalgaboyu bağımlılığı olduğu düşüncesi temelinde bu ayrım yapılmıştır.

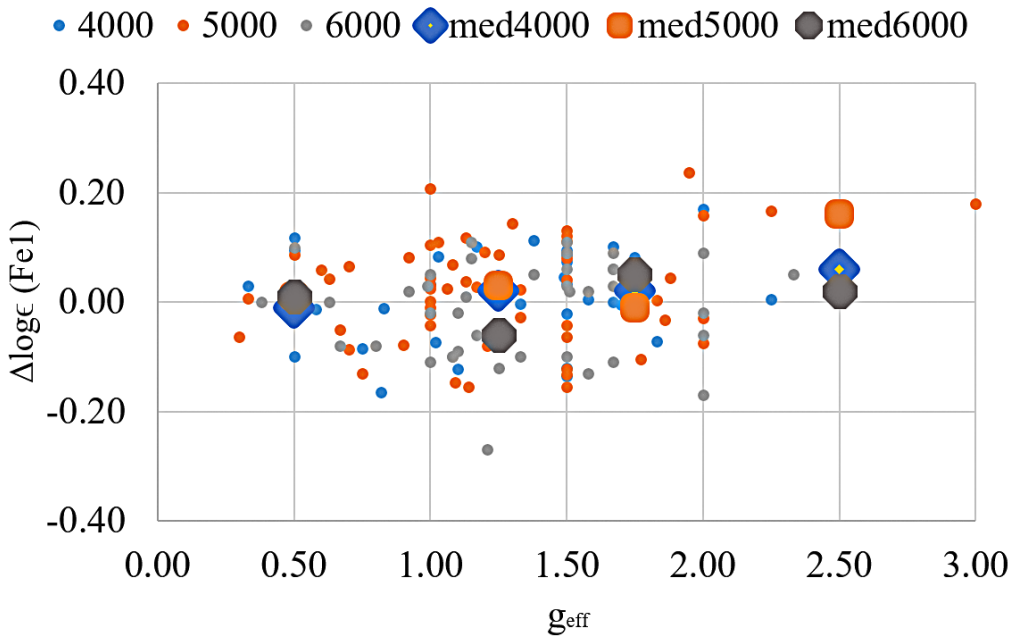
[22] Burada, ortalamaların hataları göz önünde bulundurulmamıştır. Çünkü bireysel geçişlerin manyetik alan doğrultusuna göre farklılık sergileyebileceği düşünülmektedir.



Şekil 3.11. Lande-g faktörü 1.33 olan Na D çizgisi ile farklı lande-g faktörüne sahip Fe geçişlerinin (4602.0, 5221.7, 5506.8, 4741.5, 5253.4, 5501.4, 5242.5, 5288.5 ve 5483.1) FTS şiddet tayfının türevi ve Stokes V tayfının karşılaştırılması.



Şekil 3.12. Güçlü ve Zayıf plaj alanlarından alınan FTS Stokes V spektrumlarının karşılaştırması.

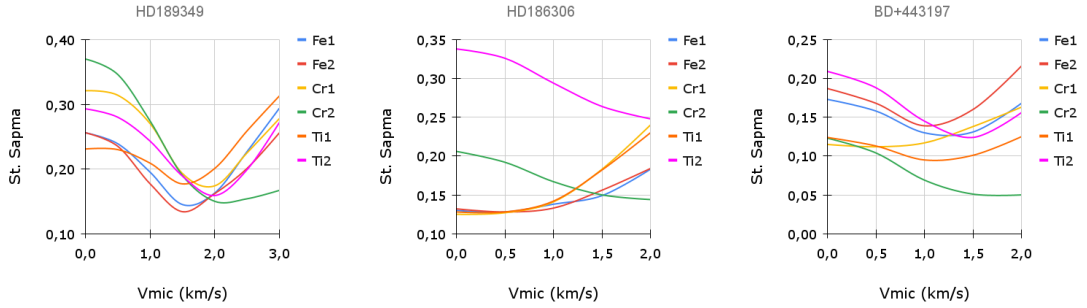


Şekil 3.13. Güneş analizinde kullanılan Fe I çizgilerinin ortalama Fe I bolluğundan (7.51) olan farkının ($\Delta log\epsilon$) çizgilerin lande-g faktörlerine göre dağılımı. 4000-5000Å (mavi), 5000-6000Å (turuncu) ve 6000-6750Å (gri) aralığını kapsar. Büyük semboller (renk ölçeği aynı olmak üzere) g faktörü 0-1.0, 1.0-1.5, 1.5-1.90 ve 1.90 üstü olan bollukların medyan ortalamalarıdır.

Yapılan analizler ve irdelemeler sonucunda ortalama Fe bolluğundan 0.1 dex lik fark sergileyen 5000-6000 Å bölgesindeki manyetik alana duyarlı geçişler, tez yıldızları için manyetik alan şiddetinin tespitinde kullanılmıştır. Spektropolarimetrik veri olmadan manyetik alan şiddetinin yıldızlarda belirlenebilmesi için geliştirilen metodoloji Şekil 3.22'de sunulan şablonda aktarılmıştır.

3.7. Atmosferik Parametrelerin Belirlenmesi

İteratif bir süreç gerektiren yıldız atmosfer parametrelerinin tespiti, yıldız atmosferinde en çok bulunan Fe, Ti, Cr elementlerinin iyonizasyon dengesinin kurulması üzerine gerçekleştirilir. Atmosferin homojen ve invaryant kabulü altında gerekli olan bu dengenin sağlanması için yıldız tayflarında Güneş üzerinde güvenilirliği teyit edilmiş geçişlerin eşdeğer genişlikleri (ew) ölçülmüştür. Eşdeğer genişlik kavramı, bir sürekli spektrum üzerinde absorbe edilen toplam ışık miktarını ifade eden büyüklüktür ve uygun bir yıldız atmosfer modeli ile birlikte değerlendirildiğinde yıldız atmosferinin sıcaklığı çekim ivmesi ve metal zenginliği bilgisine ulaşmamızı sağlar. Bu, tek bir ölçüm değeri ile atmosfer hakkında birden fazla parametre ile ilgili bilgi sahibi olmak demektir. Bu bilgilerin edinilmesi için iterasyon gerekir. Süreç ilk olarak, mümkün olan tüm spektrum üzerinde izole nötral Fe elementi geçişlerinin ew değerlerinden hesaplanan bollukların, hem dalgaboylarından hem de sıcaklık bağımlılığı olan uyarılma potansiyelinden bağımsızlığı sağlamakla başlar. Bu bağımsızlıklar bize atmosferin en ideal sıcaklık ve mikrotürbülans değeri hakkında bilgi verir ve uyarılma dengesinin kurulmasını sağlar. İkinci olarak, iyonize Fe geçişlerinin nötral geçişlerle aynı element bolluklarına sahip olması sağlamak



Şekil 3.14. Tez yıldızlarının dispersiyon analiziyle Fe, Cr ve Ti element bolluk standart sapmalarının mikrotürbülans (V_{mic}) parametresiyle değişimi.

için atmosferin çekim ivmesi revize edilir. Metalisitenin belirlenmesi, iyonizasyon dengesininde kurulmasıyla tespit edilen logaritmik Fe bolluklarının diferansiyel analiz metodolojisiyle[23] Güneş'in logaritmik Fe bolluğundan farkı ile tanımlanır. Son aşama, nötral ve iyonize Fe için kurulmuş olan iyonizasyon dengesinin Cr ve Ti içinde geçerli olduğunun kontrolüdür. Ancak o elementlerin nötral ve iyonize türlerindeki uyumu için hassasiyet Fe'den düşüktür (0.1-0.2 dex). Böylece iyonizasyon dengeside nihai olarak atmosfer için kurulmuştur. Parametrelerdeki hataların tespiti, metalisteyi belirlemek için kullanılan Fe elementi logaritmik bolluğunun 1σ farkı üzerine temellendirilmiştir. Buna göre nötral Fe logaritmik bolluğunu 1σ değeri kadar öteleyen etkin sıcaklık değerinin tespit edilenden olan farkı etkin sıcaklık hatasını, iyonize Fe logaritmik bolluğunu 1σ değeri kadar öteleyen çekim ivmesi değerinin tespit edilenden olan farkı çekim ivmesi hatası olarak belirlenmiştir. Mikrotürbülans parametresi yalnızca Fe çizgileri üzerinden belirlenmiştir. Tez yıldızları için klasik tayfsal analiz tekniği ile belirlenmiş olan mikrotürbülans hız parametrelerinin teyyidi için dispersiyon testinden faydalanılmıştır (Şahin ve Lambert 2009). Bu dispersiyonun miktarının belirlenmesi için yıldızların Fe, Cr ve Ti elementlerinin bolluklardaki standart hatalarının 0 - 2 km/s aralığında mikrotürbülans parametresiyle değişimi irdelenmiştir (Sekil 3.14). Burada HD189349 ve BD+443197 yıldızının nörtal ve iyonize Fe, Ti ve Cr element bolluk st. sapmalarının minimumu $\approx$ 0.5 km/s dir. HD186306 yıldızında bu değerin saptanması biraz daha güç olmasıyla birlikte nötral elementler üzerinden $\approx$ 0.7 km/s civarındadır. Tez yıldızları için elde edilen sonuçlar, bulgular ve tartışma bölümünde paylaşılmıştır.

Aşağıdaki bölümde bu yöntem için kullanılan atmosfer modellerinin yapısı hakkında bilgi verilmiştir.

3.8. Yıldız Atmosferlerine Genel Bakış ve Model Atmosferler

Bir yıldız atmosferi, dört temel parametreyle tanımlanır; Etkin sıcaklık T_{eff}, yüzey çekim ivmesi $log\, g$, metalisite $[Fe/H]$ ve mikrotürbülans hızı ξ. Bu tezde spektropolarimetrik profillerin oluşturulmasında kullanılan SYNMAST kodu[24] MARCS modelleri ile uyumludur (56 katman). Bu yüzden test etmek amaçlı yalnızca Güneş analizi için 2 çeşit atmosfer modeli kullanılmıştır; ATLAS9 ve MARCS. Bu iki model bir yıldız atmosferini aynı varsayımlar altında modeller; yerel termodinamik denge, hidrostatik

[23] $log\epsilon_{\star}(X) - log\epsilon_{\odot}(X)$

[24] Kod ile ilgili detaylı açıklamalar ileriki bölümlerde aktarılmıştır.

denge, homojen ve düzlem paralel geometride. Denge kabullerini daha derinden ele almak gerekirse; Hidrostatik denge atmosferin kütle dağılımı, yerçekimi ve basınç gradyanı arasındaki denge ile belirlenir (optik derinlik cinsinden);

$$\frac{dP}{d\tau} = \frac{g}{\kappa_\nu} \tag{3.33}$$

Burada P toplam basınç, ρ yoğunluk, g yüzey yerçekimi, κ_ν ise birim kütle soğurma katsayısıdır. LTE varsayımı ile RTE denkleminde Kaynak fonksiyonu Planck fonksiyonu ile tanımlanır. Bu yaklaşım, çarpışmasal süreçlerin baskın olduğunu belirtir. RTE denklemi aşağıdaki gibi tanımlanır;

$$\mu \frac{dI_\nu}{d\tau_\nu} = I_\nu - S_\nu \ ; \ S_\nu = B_\nu(T) = \frac{2h\nu^3}{c^2} \frac{1}{\exp\left(\frac{h\nu}{kT}\right) - 1} \tag{3.34}$$

Burada I_ν şiddet, S_ν kaynak fonksiyonu, $\mu = \cos\theta$ ışının doğrultusu, $B_\nu(T)$ sıcaklığın fonksiyonu olarak Planck fonksiyonudur.

Düzlem paralel geometri için özellikle diskin merkezi veya küçük bir yüzey alanı göz önüne alınır. Bu durumda tüm fiziksel nicelikler yalnızca dikey koordinata (z) bağlıdır. Küresel modellerde ise yarıçap r üzerinden çözüm yapılır ve hidrostatik dengeye küresellik düzeltmesi eklenir.

Son olarak radyatif denge koşulu için; konveksiyonun ihmal edildiği, yalnızca ışınımla enerji taşınımı yapılan katmanlarda, net radyatif ısı kazancı sıfırdır;

$$\int_0^\infty \kappa_\nu \left(J_\nu - S_\nu\right) d\nu = 0 \tag{3.35}$$

şeklinde ifade edilir Mihalas (1978). Burada κ_ν soğurma katsayısı, J_ν ortalama ışınım alanı, S_ν ise kaynak fonksiyonudur. LTE koşullarında $S_\nu = B_\nu(T)$ olduğu için, bu eşitlik, her derinlikte yayınımla taşınan toplam enerjinin sabit kalmasını zorunlu kılar.

Zamanla değişen dinamik modeller, 3B MHD simülasyonları ve NLTE radyatif transfer çözümleri, bu basit kabullerin ötesine geçer. Ancak, özellikle klasik 1B model atmosfer kodları (ATLAS, MARCS, PHOENIX vb.) için bu denklemler ve kabuller hâlâ literatürde yaygın olarak kullanılmaktadır.

ATLAS ve MARCS modellerin en önemli farklılıkları soğuk yıldızlarda opasite hesabında kullandıkları farklı tekniklerdir; ATLAS9, hesaplamaları basitleştiren ve hesaplama süresini kısaltan çizgi opasitesini işlemek için Opasite Dağılım Fonksiyonu (ODF) adlı bir yöntem kullanır. Buna karşılık, MARCS, birçok dalga boyu noktası için çizgi opasitelerini doğrudan Çizelge haline getiren ve yıldız atmosferlerinin modellenmesinde daha fazla esneklik ve doğruluk sağlayan Opasite Örneklemesi (OS) yöntemini kullanır. MARCS konveksiyon için Henyey formülasyonunu kullanırken, ATLAS9 Mihalas formülasyonunu kullanır (Bonifacio vd.2011). Bir diğer farklılık ise modellerin oluşturulduğu limitlerdedir; ATLAS9 modelleri 3500-30.000 K arasında daha geniş bir sıcaklık aralığını kapsar ve yüzey çekim ivme limiti 0'dan 5'e (cgs) kadardır. MARCS modelleri ise, aynı yüzey çekim ivme aralığıyla 2500 K ile 8000 K arasındaki sıcaklıklarla sınırlıdır. Bu yönleriyle modellerin uygulama alanlarındaki yelpaze aralığında farklılık gösterir; ATLAS9 modelleri hem sıcak hem soğuk atmosferleri tanımlamak için kullanılırken, MARCS modelleri, ancak geç tip yıldızlara ve bunların spektroskopik

analizlerine odaklanır. MARCS modelleri web adresi üzerinden erişime açıktır[25].

MARCS modellerinin farklı karakterde metalisiteler için yedi sınıfa ayrıştırıldığı görülmektedir. Bu alt sınıflar çeşitli kodlarla belirtilir; *"st"* standart (tüm modellerin % 30 u), *"ae"* alfa- zengini (tüm modellerin % 15 i), *"ap"* alfa-fakiri (tüm modellerin % 14 ü), *"an"* alfa-negatif (tüm modellerin % 23 ü), *mc* hafif-CN döngüsü[26] (tüm modellerin % 8 u), *"hc"* ağır-CN döngüsü[27] ve *"gs"* GS98 (tüm modellerin %2 si) yani Grevesse & Sauval (1998) Güneş bolluklarının kullanıldığı modeli temsil eder.

Bu çalışmada Güneş için sitede mevcut olan model, tez yıldızları için ise spekropolarimetrik tayflarını elde etmek için standart modeller kullanılmıştır. Sonuç olarak her iki modelde yerel termodinamik yaklaşım (LTE) altında *polarizasyon etkisi içerilmeyen* radyatif transfer denklemini çözümler. Çözümleme sürecinde yıldız atmosferi, ATLAS'da 72, MARCS da 56 katmana bölünür ve her katman LTE durumda, düzlem paralel bir geometride değerlendirilir. Atlas modelinde atmosferin her katmanı için şu parametreler hesaplanır; kolon yoğunluğu, sıcaklık, basınç, e^- sayısı, Rosseland soğurma katsayısı, radyatif ivmelenme, türbülans (isteğe bağlı), konvektif akı (isteğe bağlı) ve ses hızı. MARCS modellerinde ise logaritmik optik derinlik (lgTauR ve lgTau5), geometrik derinlik (Depth), sıcaklık (T),elektron basıncı (Pe) gaz basıncı (Pg), radyatif basınç (Prad), türbülans basıncı (Pturb), soğurma katsayısı (KappaRoss), yoğunluk (Density), ortalama moleküler ağırlık (Mu), konveksiyon hızı (Vconv), konvektif akı oranı (Fconv/F) bağımsız derinlik parametresi (RHOX) ve moleküller için logaritmik kısmi basınçlar raporlanır. Ancak SYNMAST için gerekli bilgiler yalnızca Rhox, T, elektron sayı yoğunluğu (XNE), atom sayı yoğunluğu (XNA) ve Density dir. MARCS, bu formatta tüm modellerini .krz olarak sitesinde kullanıcıya sunmaktadır.

Aynı varsayımlar altında, farklı metodolojiyle oluşturulan ATLAS9 ve MARCS modellerinin spektral çizgiler üzerindeki etkisini görmek için Şekil 3.15'de MOOG kodu yardımıyla Güneş tayfı, aynı çizgi listesi kullanılarak sentetik olarak oluşturulmuştur.

Güneş parametreleri burada her iki modelde de $T_{eff} = 5777\,\mathrm{K}$, $log\,g = 4.44\,\mathrm{cgs}$, $\xi = 1.0$ km/s dir. Buna göre MARCS modelinin ATLAS9 modeline göre akıdaki farkı < %10 dur. Kurucz ve Marcs Güneş modelinin T_{eff} - P_{gaz} dağılım grafiği ise Şekil 3.16 de verilmiştir. İki model arasında temel parametrelerdeki bu salınım sentetik tayftaki farklılığın temel sebebi olarak yorumlanmıştır.

Çalışma kapsamında PAR listesinden elde edilen Güneş atmosfer model parametreleri; $T_{eff} = 5790\,\mathrm{K}$, $log\,g = 4.40\,\mathrm{cgs}$, $\xi = 0.66$ km/s dir. Kullanılan modellerin Fe bollukları Şekil 3.17'deki gibi korelasyon sergiler. Bu korelasyonlar MARCS ve ATLAS9 modeli arasında (mavi) %99 iken MARCS ve PAR modeli arasında (kırmızı) % 88 dir. PAR model parametreleri ile elde edilen bolluklar ATLAS9 ve MARCS'dan sistematik olarak daha büyük elde edilmiştir. Buradaki Par modeli interpol bir KURUCZ modelidir. KURUCZ modelleri, ATLAS9 modelleri için kullanılan kaynak modellerdir.

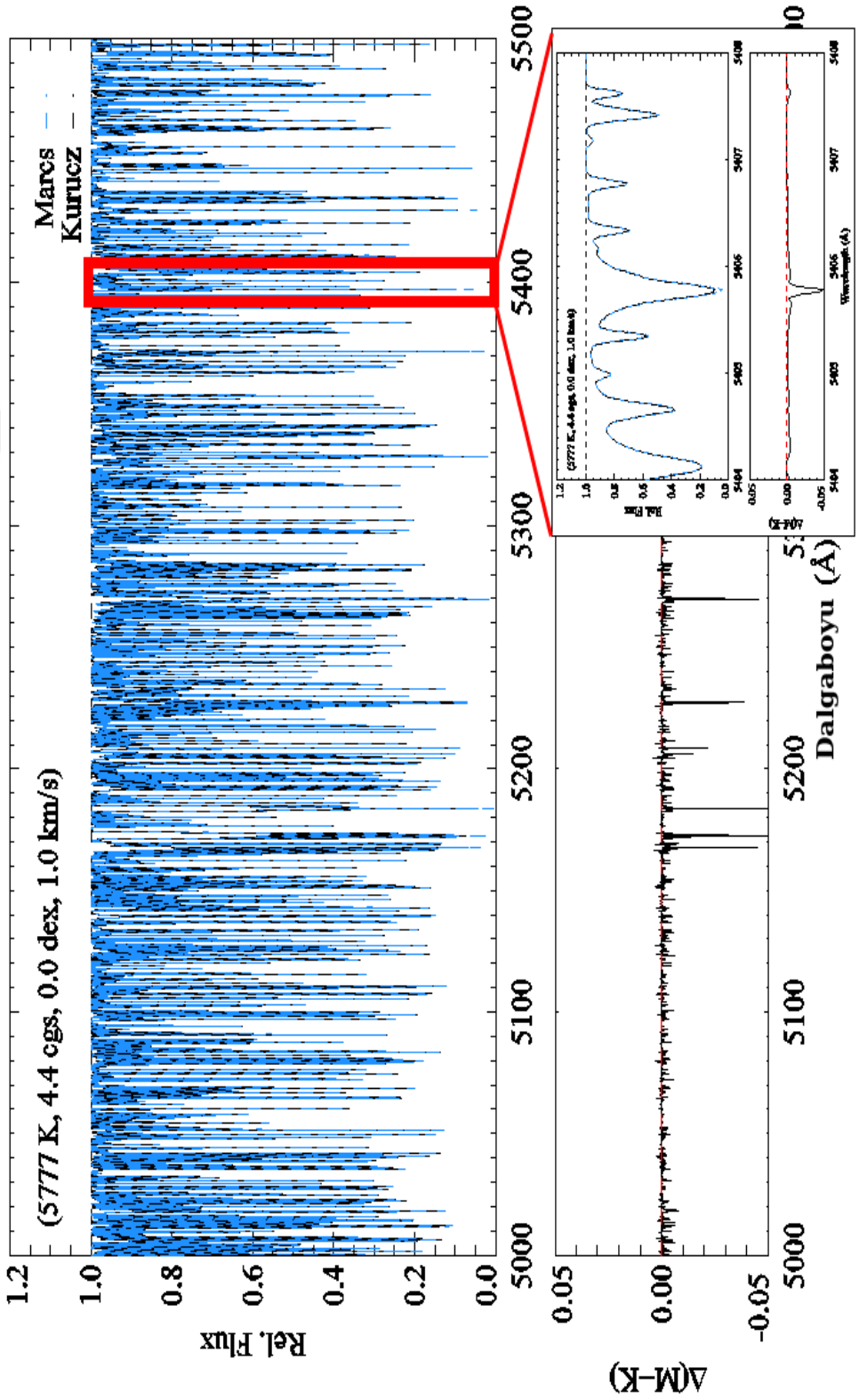
3.8.1. MARCS / KURUCZ modellerinin SYNMAST koduna uyarlanması

Yıldız spektrumu sentezlemek için bir çok kod mevcuttur. Ancak her kod kendi içerisindeki çözümlemeler ve ard alandaki data dosyasının farlılığı sebebiyle farklı

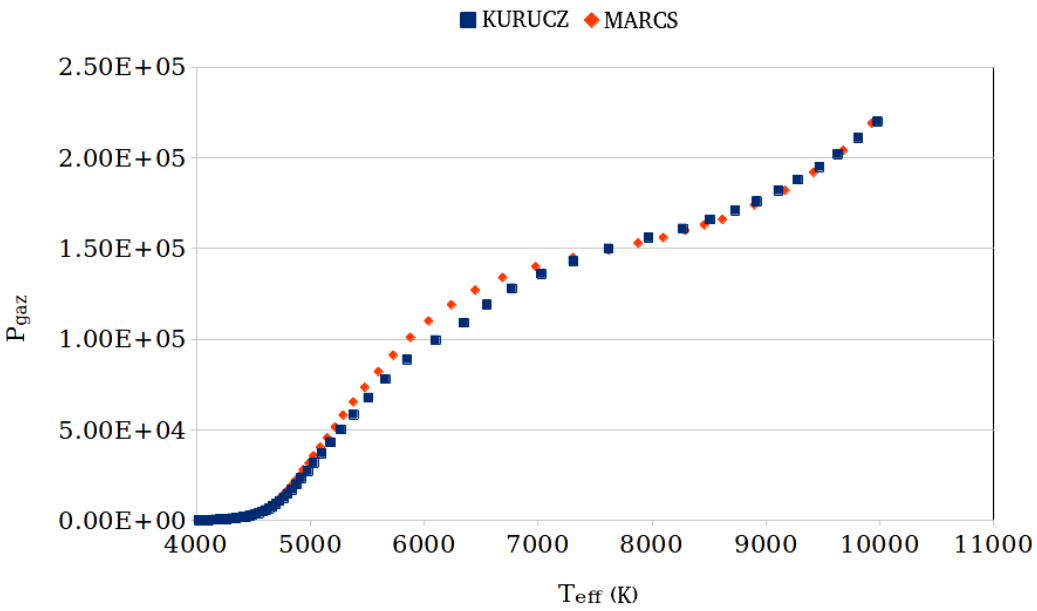
[25] https://MARCS.astro.uu.se/data.html

[26] $^{12}C/^{13}C = 20$

[27] $^{12}C/^{13}C = 4$



Şekil 3.15. MARCS (mavi) ve ATLAS9 (siyah) atmosfer modellerinin spektral çizgilerdeki etkisi. Üst panel, MOOG synth ile oluşturulmuş sentetik tayfları, alt panel ise MARCS ve ATLAS9 modeli kullanılarak elde edilen sentetik tayflarının farklarını gösterir.



Şekil 3.16. Kurucz ve Marcs Güneş modelinin Teff e karşı Pg grafiği.

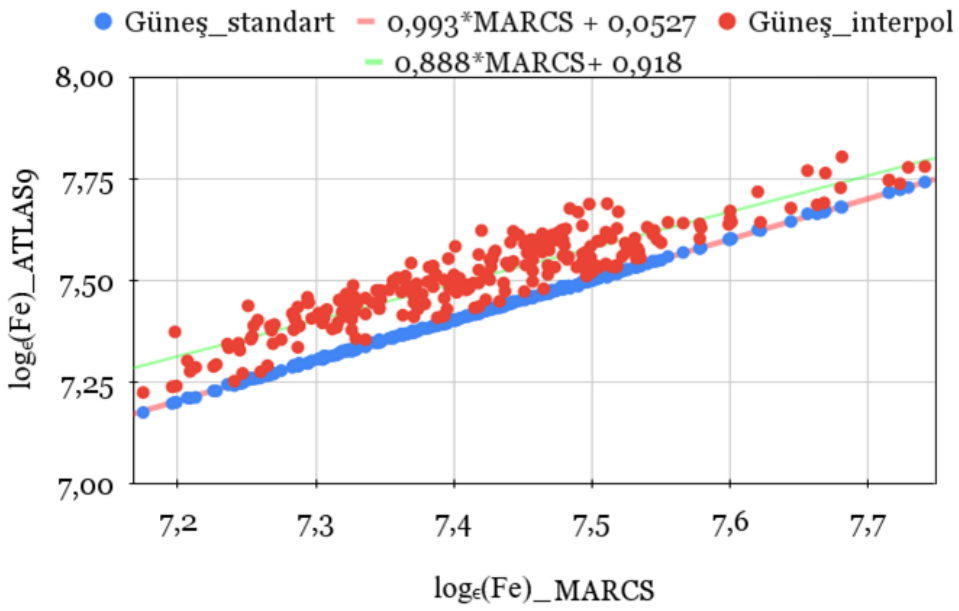
spektrum üretebilir. Bunun önüne geçmek için bir önceki bölümde aktarılan ve Şekil 3.15'ün üretilmesinde tek bir atomik veri ve MOOG kodu[28] kullanılmıştır. Kod, içerisinde farklı türden atmosfer modellerini okuma yeteneğine sahiptir ancak bazı revizyonlara ihtiyaç duyar. KURUCZ modellerinin yapısı, MOOG'un okuması için dört kolondan oluşmaktadır; Rhox, T, Xe ve Pg. bunlar sırasıyla, her katman için derinlik, sıcaklık, elektron sayı yoğunluğu ve gaz basıncı bilgisini içerir. MARCS model çıktılarında raporlanan bilgiler içerisinde sayı yoğunlukları yer almaz. bunun için ideal gaz denklemi kullanılarak (P= nkT) gaz basıncı, sayı yoğunluklarına dönüştürülür ve MOOG formatına göre model dosyası derlenir.

3.8.2. Element bolluk analizi için çizgi teşhisi ve atomik veri kütüphaneleri (VALD, NİST)

121F265 Tübitak projesi kapsamında yıldızların model parametrelerinin belirlenmesi ve bolluk analizlerinin gerçekleştirilmesi için, ortak bir çizgi listesi hazırlandı. Bu çizgi listesi hazırlanırken, yıldız tayfı üzerinde eşdeğer genişlik analizi ile element bolluk hesabını mümkün kılacak izole, nispeten simetrik olası tüm tayf çizgilerinin merkez dalgaboyları Moore vd. (1966) Güneş çizgi listesi kataloğu kullanılarak belirlenmiştir. Tespit edilen bu çizgilerin gerçekten belirlenen elemente ait bir geçiş olup olmadığı değerlendirilmesi için multiplet analizi[29] yapılmıştır. Ayrıca, kaynaşık (blend) çizgilerin tespiti ve eşdeğer genişliği ölçülecek çizgi civarında olası alternatif bir geçişin varlığının araştırılması için literatürde yayınlanmış güncel kütüphanelerin çizgi listeleri mukayese edilmiştir (detay için bknz. Şahin vd. 2023,2024). Tespiti gerçekleşen çizgi listesinde toplamda 4000-6800 Å aralığında 132 Fe I, 17 adet Fe II geçişi tespit edilmiştir. Bu

[28] Versiyon: 2019

[29] spektral geçişlerin konfigürasyon ailesinin tanımlandıkları Moore kataloğundan diğer aile üyelerinin tespitiyle doğrulamayı içerir.



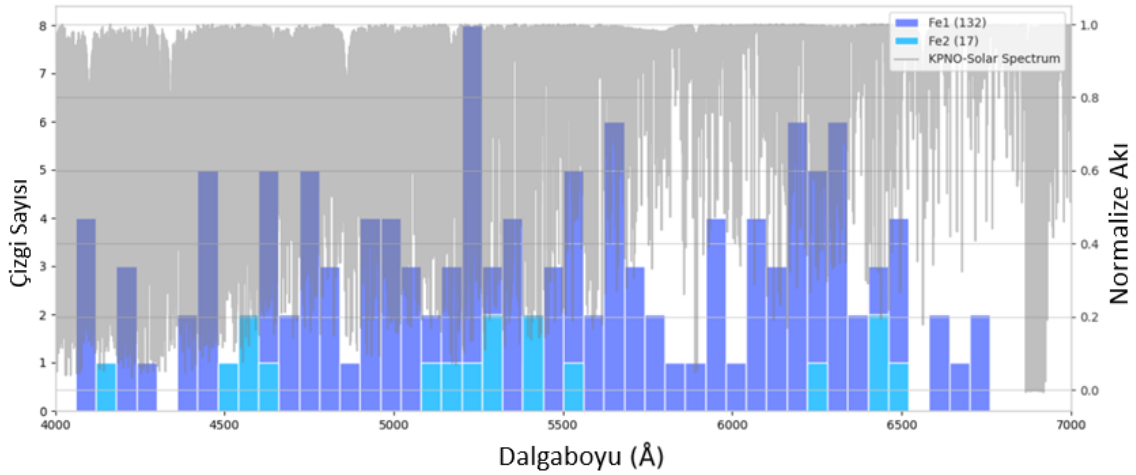
Şekil 3.17. Güneş için verilen standart ATLAS9 ve MARCS modeli (5777 K, 4.44 cgs) kullanılarak MOOG ile elde edilen Fe bolluklarının uyumu(mavi-pembe) ve Güneş'in interpole hesaplanan model parametre setinden (5790 K, 4.4 cgs) elde edilen bolluk farkı (kırmızı-yeşil)

geçişlere ait atomik veri, literatürde yayınlanan en güncel kaynaklarından derlenmiştir. Şahin vd.(2023) çalışmasında, nihai çizgi listesini ve atomik verilerini referanslarıyla yayınlanmıştır. İlgili Fe çizgilerinin dalgaboyuna göre dağılım istatistiği Şekil 3.18 de verilmiştir. Burada Ard alanda KPNO Güneş şiddet tayfı (gri) üzerinde Fe 1 (koyu mavi) ve Fe 2 (açık mavi) çizgilerinin sayısal dağılımları işaretlenmiştir.

Yıldızların bireysel analizlerinden gelen çizgilerinde dahil edilmesiyle, 210 adet Fe geçişi içerisinde teorik olarak hesaplanan lande-g faktörlerinin dalgaboyuna göre istatistiği Şekil 3.19 de verilmiştir. Buna göre 0.5 er adım aralığındaki (Mavi; 0-0.50, kırmızı; 0.50-1.0, sarı; 1.0-1.5, yeşil; 1.5-2.0, turuncu; 2.0-2.5 ve turkuaz > 2.5) g faktörleri ve 500 Å dalgaboyu aralıklarıyla (4000-4500Å, 4500-5000Å, 5000-5500Å, 5500-6000Å, 6000-6500Å ve 6500-7000Å) sınıflanan dağılımda sınırlar g faktöründe 0-3, dalgaboyunda ise 4000-7000Å dur.

Şekil 3.19 alt panelinde gösterilen Fe çizgileri içerisinde bazı geçişlerin teorik lande-g faktörlerinin, VALD3 veritabanında listelenen değerlerinden sapma gösterdiği tespit edilmiştir. Bu geçişlerin hangileri oldukları Çizelge 3.6'da paylaşılmıştır. Burada geçişlerin, dalgaboyu, alt uyarılma potansiyel enerjisi, alt ve üst geçiş için spektroskopik terimi $({}^{s}L_{j})$[30], LS birleşimi ile hesaplanan (Denklem 1.7) lande-g faktörü, VALD3 veritabanında raporlanan lande-g faktörü ve bu iki g faktörü arasındaki fark ifade edilmişitir. Tablodaki sıralama, dalgaboyuna göre değil, g faktörleri arasındaki farka göredir. Terim kolonundaki parantez içerisindeki terimler, NIST[31] veri tabanında ilgili geçiş için rapor edilen terimi temsil eder. Örneğin, 4175.64 çizgisinin Üst terimi VALD3 da 5D2 iken, NIST veri tabanında 3D2 rapor edilmektedir. Ancak teorik lande-g faktörleri için hesaplamalar,

[30]s: spin kuantum sayısı, L: yörünge açısal kuantum sayısı, j: toplam açısal kuantum sayısıdır)
[31]https://www.nist.gov/pml/atomic-spectra-database



Şekil 3.18. KPNO Güneş tayfında 4000-6800 Å arası analiz edilen Fe çizgi sayılarının bölgesel gösterimi (Şahin vd. 2023). Koyu mavi, Fe 1 çizgilerini, açık mavi Fe 2 çizgilerinin sayısını gösterir. Ard alandaki gri ise KPNO Güneş tayfıdır.

VALD3 veritabanına göredir.

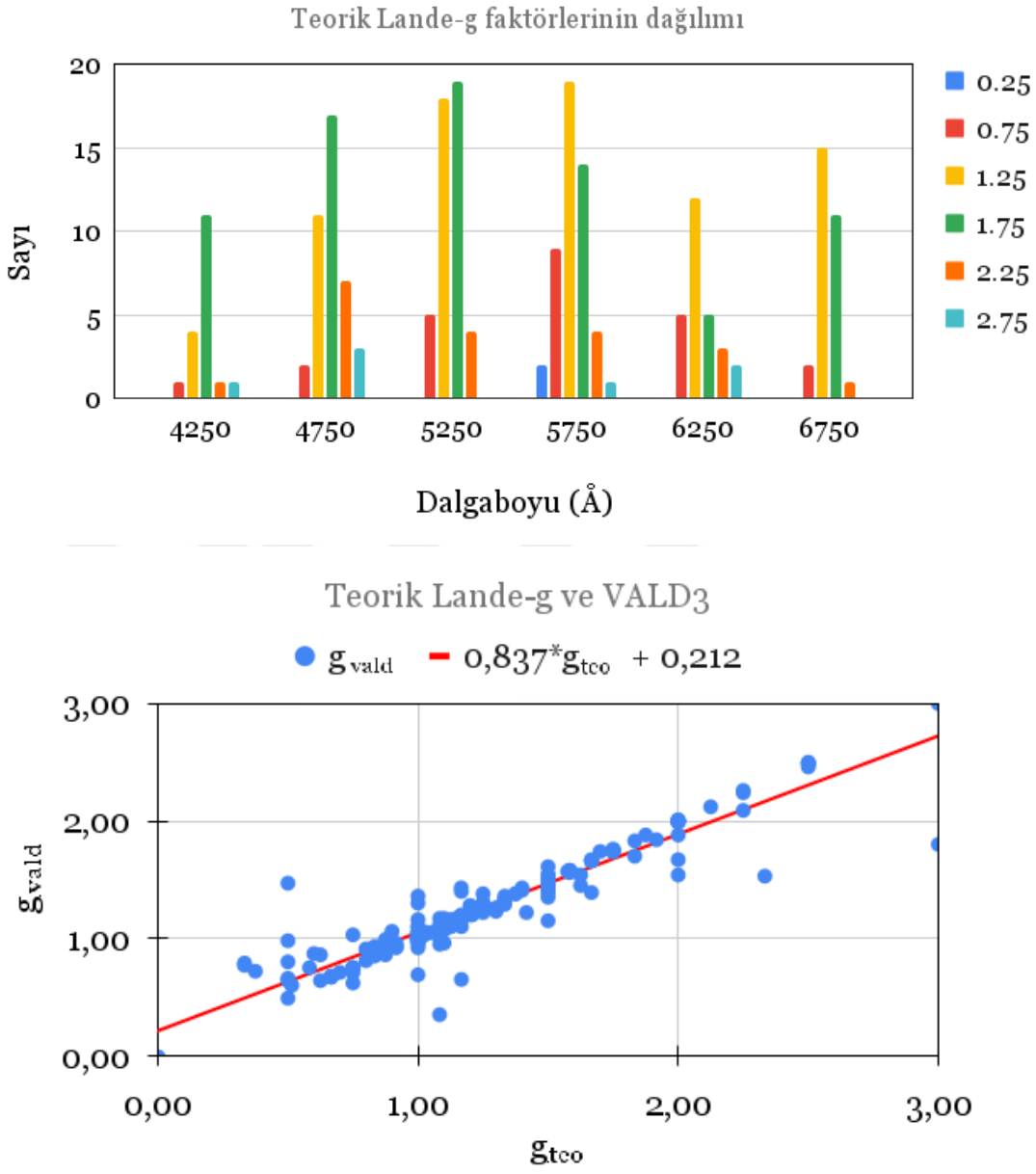
3.9. Element Bolluk Analizi

Elementlerin bolluk hesabı için 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 ϵ(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;

$$log(W_\lambda/\lambda) = log(\frac{\pi e^2 N_r H_H}{mc^2 u(T) N_E}) + logA_a + log\ gf\lambda - \frac{5040}{T}\epsilon - log\kappa_\nu \qquad (3.36)$$

şeklinde ifade edilir. N_r hidrojen parçacıkları sayısı, H_H (m, e, c, f, λ) nın bir fonksiyonu, $u(T)$ partisyon 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.

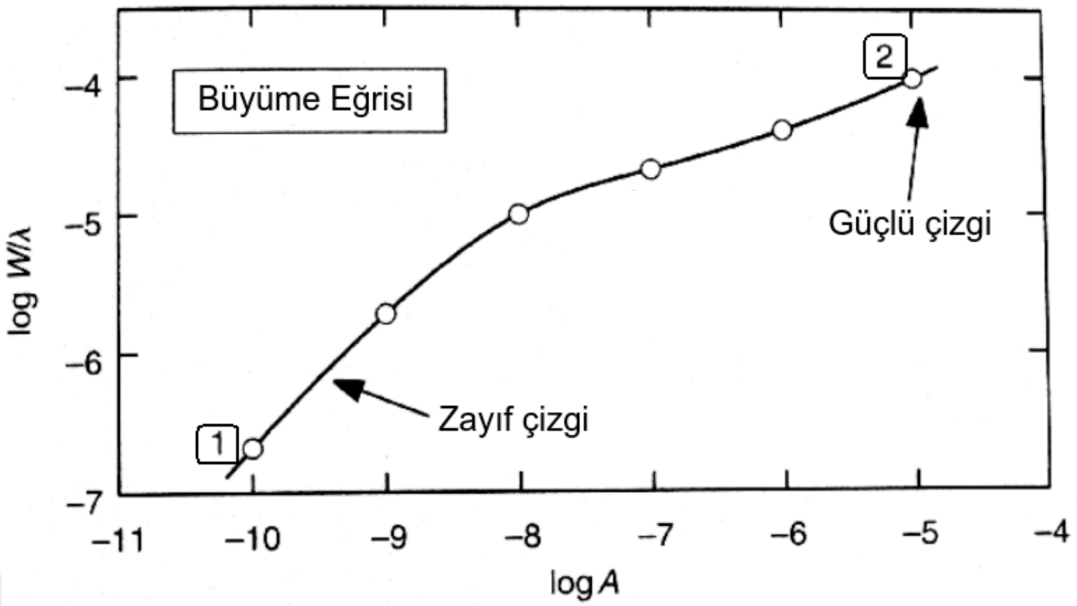
Bu yöntem aynı zamanda hangi çizgilerin satürasyona uğradığını da açıkça bize göstermektedir. Satürasyona uğrayan çizgiler mikrotürbülans hassasiyeti göstereceği için indirgenmiş eşdeğer genişliğe karşı bolluk grafiklerinde sapmaya neden olacaktır. Her yıldızın mikrotürbülans parametresinin tespiti aslında bu yöntem tabanında ilerletilmektedir. Öyle ki bölüm 3.7.'de bahsedilen indirgenmiş ew değerinin bolluktan bağımsız olma durumu bize büyüme eğrisinde en iyi örneklem seçimini yapıldığına işaret eder. Ancak mikrotürbülans hız parametresi serbest bırakıldığı durumda çizgilerin davranışı, Şekil 3.20 deki gibi bir büyüme eğrisinin temsil edeceği düzlem içerisinde salınım sergileyecektir. Burada, zayıf çizgiler düşük değerlerin olduğu bölgede konumlanmıştır. Değerlerin burada



Şekil 3.19. Üstteki panel Fe I çizgileri, teorik lande faktörlerinin dalgaboyuna göre dağılımı gösterilmiştir. Mavi; 0-0.50, kırmızı; 0.50-1.0, sarı; 1.0-1.5, yeşil; 1.5-2.0, turuncu; 2.0-2.5 ve turkuaz > 2.5 aralığındaki g faktörlerinin sayısal değerini içerir. Her renk kodu 4000-4500Å, 4500-5000Å, 5000-5500Å, 5500-6000Å, 6000-6500Å ve 6500-7000Å aralığında araştırılmıştır. Alttaki panel ise teorik belirlenen lande-g faktörlerinin VALD3 veritabanında rapor edilen değerlerinin uyumunu temsil eden dağılım grafiğidir. Mavi puntolar Fe geçişleri için g faktörlerini temsil eder. Kırmızı doğrusal fonksiyon ise teorik g ile VALD3 g faktörleri arasındaki korelasyonu gösterir.

Çizelge 3.6. Bu çalışmada teorik hesaplanan ve VALD3 veritabanında rapor edilen etkin lande faktörleri arasında 0.2 birimden fazla fark olduğu tespit edilen Fe geçişleri listelenmiştir. Terimler kolonunda parantezdeki veri, NIST veritabanında ilgili geçiş için verilen terimdir.

Dalgaboyu (Å)	Alt Enj. (eV)	Terimler Alt-Üst	g_{teo} -	g_{vald} -	Fark -
4080.880	3.290	$^5D_0 - {}^7D_1$	3.000	1.800	-1.20
6079.007	4.652	$^3F_2 - {}^5D_3$	2.333	1.530	-0.80
5487.145	4.415	$^5G_3 - {}^5F_3$	1.083	0.350	-0.73
5487.755	4.140	$(^3F_3)\,^5G_6 - {}^5F_5\,(^5D_2)$	1.167	0.650	-0.51
4728.552	3.650	$^5P_2 - {}^7P_3$	2.000	1.540	-0.46
4175.643	2.840	$^3P_1 - {}^5D_2\,(^3D_2)$	1.500	1.150	-0.35
5373.714	4.470	$^3G_3 - {}^3F_4$	2.000	1.670	-0.33
6165.359	4.142	$^3F_3 - {}^3G_4$	1.000	0.690	-0.31
5298.784	3.640	$^3D_3 - {}^5F_2$	1.667	1.390	-0.27
4745.799	3.653	$^5P_2 - {}^5D_3$	1.666	1.400	0.23
5560.220	4.430	$^3G_4 - {}^3D_3$	0.625	0.860	0.23
5633.945	4.991	$^5F_5 - {}^5G_6$	1.166	1.430	0.26
4088.555	3.639	$^3D_2 - {}^3S_1$	0.750	1.030	0.28
5029.623	3.410	$^1P_1 - {}^1D_2$	1.000	1.300	0.30
5717.841	4.280	$^3P_0 - {}^3D_1$	0.500	0.800	0.30
6127.905	4.140	$^3F_3 - {}^3H_4$	0.375	0.720	0.34
4800.653	4.140	$^3F_3 - {}^3G_4$	1.000	1.360	0.36
4593.524	3.943	$^3F_3 - {}^5P_2$	0.333	0.770	0.43
5398.287	4.440	$^5G_2 - {}^5G_2\,(^5D_2)$	0.333	0.790	0.45
6469.191	4.834	$^3D_1 - {}^3D_1$	0.500	0.980	0.48
4918.011	4.230	$^5D_0 - {}^3D_1$	0.500	1.470	0.97



Şekil 3.20. Teorik oluşturulmuş bir büyüme eğrisi temsilidir. Zayıf çizgi ile satürasyon arasında kalan alan, en uygun çizgilerin alanını temsil eder.

logaritmik değişim sergilemesi beklenir. Benzer durum güçlü çizgilerde de görülecektir. Bu yüzden analize uygun konum, zayıf ve güçlü çizgiler arasında kalan bölgedir.

3.9.1. Non-LTE analiz

INSPECT v1.0 (Lind vd. 2012) arayüzü kullanılarak yıldızların atmosfer parametrelerinden bireysel Fe 1 geçişleri için hesaplanan düzeltme miktarları Çizelge 3.7'da verilmiştir. Fe I geçişleri için non-lte düzeltme için model atom hesabı Bergamann vd. (2012) tarafından yapılmıştır. Burada koyu işaretlenmiş geçişler, Güneş'te manyetik alana hassas olarak tespit edilen ve analizde kullanılan geçişlerdir. Tüm geçişlerdeki düzeltme miktarı 0.05 dex altında olup manyetik alan tespiti için belirtilen ölçeğin (0.1 dex) altında sonuç vermektedir. Non-LTE etkinin manyetik alanla ilişkisi, konveksiyon hareketinin baskılanmasına ve leke mevcudiyetine işaret edebilir[32]. Ancak bu konu farklı bir araştırma konusudur.

3.10. Asterosismolojik Analiz: Ölçeklendirme İlişkisi

Bölüm 3.5. de yıldızların ışık eğrilerinin elde edilmesi için verilerin nasıl derlendiği aktarılmıştır. Burada ise analiz için bu ışık eğrilerinden güç spektrumuna geçiş için izlenen prosedür aktarılmıştır.

Asterosismolojide yıldızlar için sismik veri üzerinden sıcaklık ve çekim ivmesi doğrudan elde edilemez, ancak spektroskopiden elde edilen sıcaklık ve/veya çekim ivmesi değerleri kullanılarak kütle ve yarıçap tespiti yapılabilir yada fotometrik olarak belirlenen kütle ve yarıçaptan tersine süreçle diğer parametreler hesaplanabilir. Bu noktada referans olarak kullanılan Güneş için, sismik etkin sıcaklık ve çekim ivmesi parametrelerine

[32]Çünkü lekelerde konveksiyonun baskılanmasıyla çarpışmasal süreçler baskılanır, enerji taşınımı radyatif olur.

Çizelge 3.7. Tez yıldızlarının NLTE düzeltme içeren Fe 1 geçişleri ve değerleri. Koyu yazılmış olan çizgiler ayrıca manyetik alan hassas çizgilerdir.Δ: NLTE-LTE

	HD189349			HD186306			BD+443197		
λ Å	logϵ(Fe 1) (LTE) (dex)	log$_\epsilon$(Fe 1) (NLTE) (dex)	Δ (dex)	log$_\epsilon$(Fe 1) (LTE) (dex)	log$_\epsilon$(Fe 1) (NLTE) (dex)	Δ (dex)	log$_\epsilon$(Fe 1) (LTE) (dex)	log$_\epsilon$(Fe 1) (NLTE) (dex)	Δ (dex)
5198.720	-	-	-	7.38	7.39	0.01	6.42	6.45	0.03
5232.950	6.84	6.86	0.02	-	-	-	6.31	6.33	0.02
5242.500	-	-	-	7.04	7.05	0.01	6.34	6.37	0.03
5247.058	7.20	7.25	0.05	7.23	7.25	0.02	6.51	6.55	0.04
5250.216	7.18	7.23	0.05	7.30	7.32	0.02	6.53	6.57	0.04
5269.550	-	-	-	-	-	-	6.17	6.18	0.01
5281.798	7.03	7.07	0.04	-	-	-	6.43	6.46	0.03
5379.581	6.99	7.02	0.03	7.08	7.09	0.01	6.27	6.30	0.03
5383.380	6.70	6.72	0.02	-	-	-	6.11	6.16	0.05
5434.530	-	-	-	-	-	-	6.35	6.38	0.03
5586.771	6.75	6.77	0.02	-	-	-	6.36	6.40	0.04
5701.557	6.94	6.99	0.05	7.31	7.32	0.01	6.33	6.37	0.04
6065.490	6.873	6.890	0.017	7.13	7.14	0.01	6.34	6.38	0.04
6082.720	7.034	7.068	0.034	7.05	7.06	0.01	-	-	-
6173.340	-	-	-	7.17	7.18	0.01	6.32	6.35	0.03
6200.320	7.021	7.059	0.038	7.27	7.28	0.01	6.35	6.38	0.03
6219.290	6.876	6.876	0.000	7.19	7.21	0.02	6.30	6.34	0.04
6240.650	6.892	6.900	0.008	7.05	7.06	0.01	6.38	6.40	0.02
6252.560	6.886	6.921	0.035	7.08	7.10	0.02	6.44	6.48	0.04
6265.140	7.015	7.070	0.055	7.21	7.23	0.02	6.49	6.53	0.04
6430.860	6.845	6.845	0.000	7.20	7.22	0.02	6.49	6.53	0.04
6498.940	7.038	7.090	0.052	7.35	7.37	0.02	-	-	-
6593.880	-	-	-	7.36	7.37	0.01	6.37	6.40	0.03
6609.120	7.032	7.032	0.000	7.27	7.28	0.01	6.34	6.37	0.03
6750.160	-	-	-	7.19	7.20	0.01	6.37	6.40	0.03

göre çıkarımlar yapılır. Birçok çalışmanın kendi içerisinde temel Güneş parametrelerini revize ettiği görülmüştür (Huber vd. 2011; Barban vd. 2013; Lund vd.2017). Bu çeşitlilik doğrudan yıldızların kütle ve yarıçap değerlerinde farklılıklar yaratır. Sismoloji ile yıldız yüzeyini temsilen temel iki parametre elde edilebilir; en büyük genlik frekansı ve büyük ayrışım parametresi (Basu ve Kinnane 2018). Güneş için en büyük genlikli frekans (ν_{max}), ve büyük ayrışım parametresi ($\Delta\nu$), yıldız için ν_{max}, ve $\Delta\nu$ olmak üzere kütle ve yarıçap aşağıdaki "ölçeklendirme ilişkisi" adı verilen denklemler kullanılarak elde edilir (Bellinger vd.2019);

$$\frac{R}{R_\odot} \simeq \left\{\frac{\nu_{max}}{\nu_{max\odot}}\right\}\left\{\frac{\Delta\nu}{\Delta\nu_\odot}\right\}^{-2}\left\{\frac{T_{eff}}{T_{eff\odot}}\right\}^{1/2}$$

$$\frac{M}{M_\odot} \simeq \left\{\frac{\nu_{max}}{\nu_{max\odot}}\right\}^{3}\left\{\frac{\Delta\nu}{\Delta\nu_\odot}\right\}^{-4}\left\{\frac{T_{eff}}{T_{eff\odot}}\right\}^{3/2}$$

Teoride bir yıldızın çekim ivmesi onun kütlesi ile doğru, yarıçapının karesiyle ters orantılıdır ($g \approx M/R^2$ den). Dolayısıyla sismolojik ve spektroskopik veriler kullanarak Güneş'e göre göreli bir çekim ivmesi değeri tespit edilebilir. Bu ilişki aşağıdaki denklemde sadeleşmiş haliyle paylaşılmıştır;

$$\frac{g}{g_\odot} \simeq \left\{\frac{\nu_{max}}{\nu_{max\odot}}\right\}\left\{\frac{T_{eff}}{T_{eff\odot}}\right\}^{1/2} \tag{3.37}$$

Referans olarak kullanılan Güneş parametreleri (ν_{max} ve $\Delta\nu$) Huber vd. (2011)' den; $\nu_{max} = 3090 \pm 30\mu Hz$, $\Delta\nu = 135.1 \pm 0.1\mu Hz$ iken, $T_{eff} = 5777$ ve logg=4.44 standart kabul edilen değerleri benimsenmiştir.

Ölçeklendirme ilişkisi, yıldızın etkin sıcaklığının bir fonksiyonu olarak türetilmiştir. Ancak metalistenin fonksiyonu değildir. Bu nedenle yıldızın kütle ve yarıçapının belirlenmesinde metalistenin bir rolü olmaması beklenir. Ancak Viani vd. (2017) gerçekleştirdiği teorik çalışmasına göre bu ilişkilerin ortalama molekül ağırlığı için bir terimi ihmal ettiğini ve bunun hesaba katılmamış bir metalisite bağımlılığını işaret ettiğini savunur. Bu ölçeklendirme ilişkisiyle belirlenen hata miktarları kırmızı devler için kütlede (altdev ve cücelerde dahil) % 10-15 yarıçapta ise %5 mertebesinde tespit edilmiştir (Bruntt vd 2010; Miglio vd. 2012; Miglio 2012). Bu ihmalle birlikte gelen hata miktarının ana kol ve alt devler için küçük, ancak kırmızı devler için büyük olabileceğini belirtir. Bu çalışmanın amacı çerçevesinde yıldızların kütle ve yarıçaplarının hassas bir şekilde tespiti bizim için önemli değildir. Bu yüzden konuyla ilgili detaylar için ilgili makale incelenebilir.

Sismik verilerden maksimum genlikli frekans tespiti için ışık eğrilerinin derlenmesi gereklidir. Bunun için tezde Python tabanında geliştirilen lightcurve kodu kullanılmıştır. Daha sonra olası maksimum genliğinin tespiti için fourier dönüşüm metodu temelli olan Lomb-Scargle tekniği ile güç spektrumları oluşturulmuştur [33]. Güç spektrumunu temsil etmesi için çoklu gausyenin birleşimi olarak tabir edilen Harvey fonksiyonu kullanılarak fit geçirilir. Bu fit güç spektrumunu daha izole halde temsil edeceği için en büyük genlikli frekansın tespiti daha kolay yapılabilmektedir. Öte yandan teorik olarak spektroskopik yaklaşımla elde edilen sıcaklık ve log g değerleri kullanılarak en büyük genlikli frekans tespiti de yapılabilmektedir. Bu yaklaşım sismik analizlerde nereye odaklanması gerektiğine dair fikir verir. Bu çalışmada elde edilen spektroskopik model parametre verisiyle yıldızların beklenen ν_{max} değeri Çizelge 3.8'da verilmiştir.

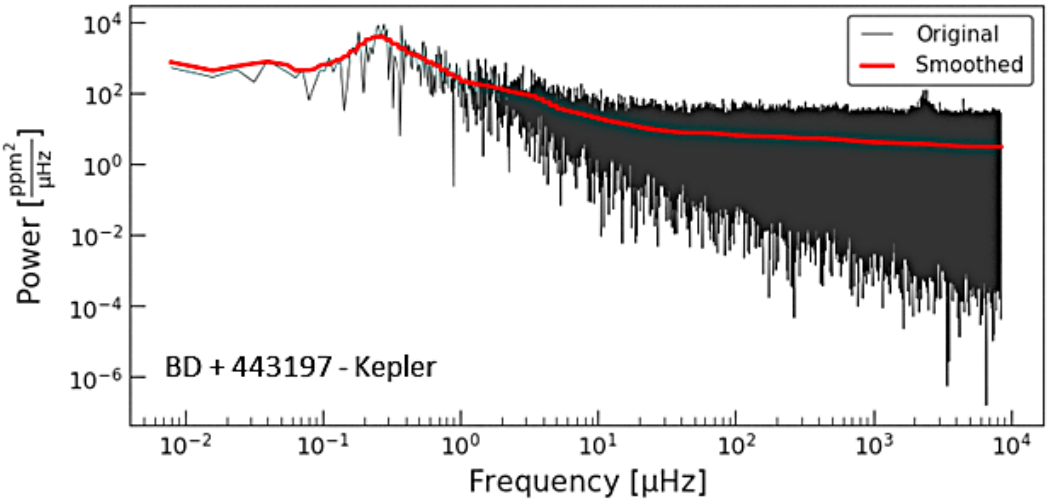
Çizelge 3.8. Tez yıldızları için bu çalışmada elde edilen model parametreleri ile hesaplanmış en büyük genlikli frekans ve KEPLER güç spektrumundan elde edilmiş frekans değerleri.

Yıldız	T_{eff} (K)	logg (cgs)	ν_{max} (μHz)	ν_{max}(KEPLER) (μHz)
HD186306	5400±175	4.65±0.35	5180.02	200
HD189349	5150±150	2.73±0.32	63.77	29.5
BD+443197	5800±150	4.10±0.42	1408.69	2327

3.10.1. Periyot analizi ve Lomb-Scargle Periyodogramı (LSP)

Düzensiz bir veriden böylesi bir sonuç nasıl elde edilir? LSP nasıl klasik fourier güç spektrumuyla ilişkili olabilir? LSP ile ortaya çıkan çoklu zirvelerin kaynağı nedir? Analiz duyarlılığı için en büyük frekans (Nyquiest frekans) nedir? periodogram için frekans gridinin aralığı nasıl seçilmeli? LSP de şayet bilinmeyen formda sinyal çıkarsa yaklaşım ne olmalı? Belirlenen frekansın belirsizliğini nasıl anlaşılır ve nasıl rapor edilir?

[33] Prosedürün matematiksel alt yapısı, otomatize gerçekleşen sürecin daha iyi kavranabilmesi açısından metnin devamındaki alt başlıklarda detaylandırılmıştır



Şekil 3.21. BD+443197 yıldızının Kepler verisi kullanılarak oluşturulmuş LSP grafiği.

Bu sorulara cevap VanderPlas (2018)'de mevcuttur. Çalışma, teorik yerine daha sezgisel bir yaklaşım sunar ve teknik kısmında bir reçete sunar. Bu bölümde bu sorulara yanıt vermekten çok LSP nin oluşturulma mantığı aktarılmaya çalışılmıştır.

Periyodik analiz için çeşitli teknikler mevcuttur; (i) *Fourier metotlarında* LSP, korelasyon tabanlı bir tekniktir ve Edelson-Krolik 1988 metodunu ve Foster 1966 yaklaşımını kullanır. (ii) *evre-katlama metotları*, katlamalı gözlemlere bağlı olarak evrenin fonksiyonunda evre verisine göre maliyet fonksiyonu hesaplanır ve olası frekanslara karşı bu fonksiyon optimize edilir. (iii) *en küçük kare metotları*, her olası frekansa fit edilen veri ile likelyhood fonksiyonu belirlenir. LSP bu kategoride super smoother yaklaşımıyla yer alır. (iv) *bayesian yaklaşımlar*, evre katlamalı ve en küçük kareler yaklaşımlarıyla benzer mantıktadır.

Periyodik analizi LSP tekniği ile sınırlamamızın temel nedeni astronomik veriler üzerinde bu tekniklere göre daha verimli sonuç vermesidir. Fakat daha derinden incelendiğinde bu metot fourier analizi tarafından yapılabilmesinin yanında en küçük kareler metodu olarak görülebilir ve bayesian olasılık teorisinden de türetilebilir.

Fourier dönüşümünün doğası ve Güç spektrumu Sürekli fourier dönüşümünün lineerlik özelliği, zaman kayması olduğunda bile genliğin değişmezliğini sağlayarak periyodik sinyalin belirlenmesinde oldukça kullanışlıdır. Dönüşümün lineerliği sinüs bileşenlerin toplamından oluşan herhangi bir sinyalin bu sinüzoidlerin [34] frekanslarını işaretleyen delta fonksiyonlarının toplamıyla tutarlı bir fourier dönüşümü olacaktır. Ortaya çıkan dönüşümün kare genliğinin hesabı da hem karmaşık bileşenleri ortadan kaldırır hem de zamansal taban seçimiyle sağlanan evreyi kaldırabilir. Bu, basitçe *güç spektrumu* olarak bilinir.

Fourier çiftin[35], fonksiyonu ve dönüşümü arasında ölçeğindeki zıtlık olması yani dar fonksiyon geniş bir dönüşüme sahipse yada tam tersi not edilmesi gereken bir bilgidir. Daha niceliksel olarak bir fonksiyon T ölçeğinde karakterize ediliyorsa fourier dönüşümü 1/T ölçeğinde olacaktır. Bu gibi zıtlıklar fourier analizini elektromanyetizmadan müzik teorisine quantum mekaniğine kadar ayrıştırıcı bir uygulama özelliğine sahip kılar. Fourier

[34] sürekli fonksiyonda periyodik içeriğin eklenerek doğrudan hesaplanan fourier dönüşümü
[35] Yani fonksiyonun kendisi ve fourierini temsil eden fonksiyon ikilisi

dönüşümün son bir diğer özelliği her bir noktada konvolüsyona dönebilme yeteneğidir. Konvolüsyon bir kaydırma işlemi olarak düşünülebilir; bir fonksiyon diğerine geçer, her aşamada ürünler toplanır. Genelde bu işlem bir fonksiyonu görselleştirmede "smoothing" yapmada kullanılır. Pratikte her bir t zamanında belirli aralıklarda doğrudan çözülür.

Gerçek dünyada bir sinyalin zamansal ölçümleri, örneklemin sonlu oranında sonlu zaman aralığını içerir. Elde edilen veriler gözlemi açıklayan bir pencere fonksiyonu ile altta yatan gerçek sürekli sinyalin konvulüsyonu ile açıklanabilir. Örneğin sonlu bir süre boyunca ölçülen sürekli bir sinyal, gözlemin süresini kapsayan bir dikdörtgen pencere fonksiyonuyla tanımlanır ve düzenli aralıklarla ölçülen bir sinyal, bu ölçüm zamanlarını işaretleyen bir Dirac tarama penceresi fonksiyonuyla tanımlanır. Bu durumlarda ölçülen verilerin Fourier dönüşümü, sürekli altta yatan fonksiyonun değil daha çok sinyalin ve gözlem penceresinin noktasal ürünün dönüşümüdür.

Dikdörtgen pencerenin etkisi konvolüsyon teoremine göre fourier dönüşümü altta yatan fonksiyonun [36] ile pencere fonksiyonu (sinc fonksiyonu) konvolüsyonu, diracları sin'e çevirir. Pencere genişliği ile dönüşümün genişliği arasındaki ters ilişkiden dolayı, daha geniş gözlem penceresi, gözlenen Fourier dönüşümünün her bir piki için orantısal olarak daha düşük dağılıma neden olur. Diğer bir pencere fonksiyonu sürekli sinyalin düzenli aralıklarla anında örneklenmesidir. Böyle bir gözlem, gerçek altta yatan sinyalle gözlemlerin aralığı ile eşleşen T parametresine sahip bir Dirac "tarağı" arasındaki noktasal bir çarpım olarak düşünülebilir.

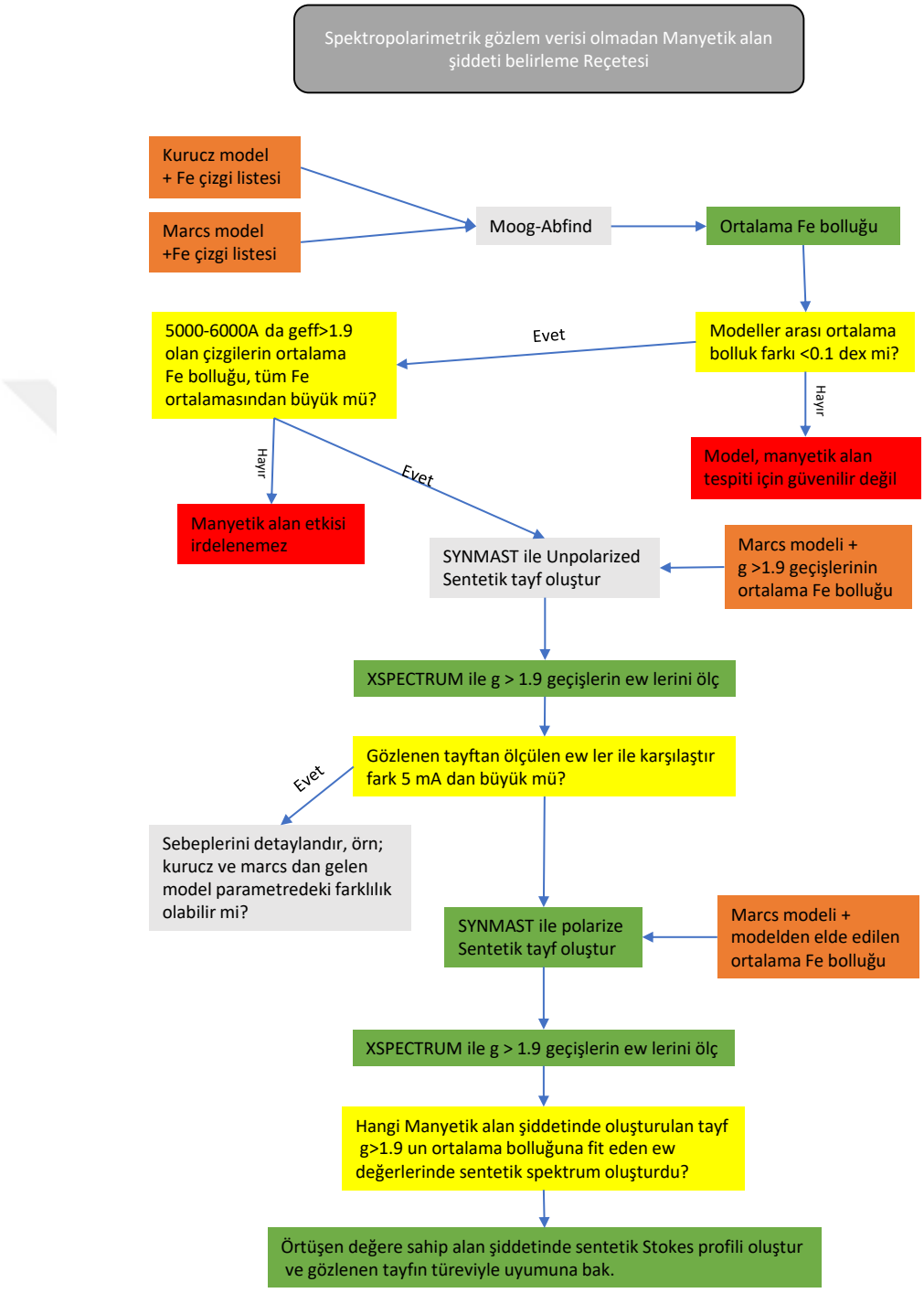
Yukarıdaki paragrafta en büyük genlikli frekansın tespit edilmesinde kullanılan LSP ile güç spektrumunun eldesinin ardındaki matematik aktarılmıştır. Tezde elde edilen örnek bir güç spektrumu, Şekil 3.21'de verilmiştir.

3.11. Yıldız Atmosferinde Manyetik Alan ve Tespiti

Düşük manyetik alan şiddetine sahip (<1kG) yıldızların şiddet tayfından manyetik alan tespitinin yapılabilmesi için FTS spektrumları gibi güçlü ayırma gücüne sahip enstrümanlara ihtiyaç vardır. Ancak böylesi teknoloji yıldızların gözlemleri için geniş dalgaboylarını kapsayan alanlarda halen uygulanabilir değildir. Bu yüzden LSD gibi işlem ağırlıklı geliştirilen bazı metotlar gündemdedir. LSD yönteminin çalışma prensibi bölüm 2.3.2. altında özetlenmiştir. Yaygın olarak kullanılan bu yöntem için tez yıldızlarının spektropolarimetrik verisine yani Stokes tayflarına ihtiyaç vardır. Ancak, yıldızların gözlenmiş Stokes tayfları yoktur. Bu sebeple bu tezde yeni bir yöntem geliştirme ihtiyacı doğmuştur. Bu tez kapsamında bölüm 3.6. altında tespit yöntemi anlatılan manyetik alana duyarlı geçişlerin yardımıyla geliştirilen metodolojinin algoritması, Şekil 3.22'de sunulmuştur.

Algoritmayı kısaca özetlemek gerekirse; yıldızların polarize olmamış sentetik tayflarından belirlenen eşdeğer genişliklerin, polarize olmuş sentetik tayftan elde edilen eşdeğer genişleri ile karşılaştırılması ve ölçülen bolluklarla eş zamanlı olarak takibi gerçekleştirilmektedir. Gözlenen verilerden elde edilen bolluk sonuçlarına göre sentetik oluşturulan profillerde eşdeğer genişliklerin tutarlılıkları karşılaştırılarak nihai manyetik alan şiddeti tespit edilir.

[36] burada her bir bileşen frekans için dirac delta fonksiyonu



Şekil 3.22. Spektropolarimetrik veri olmadan yıldızlarda manyetik alan şiddetinin tespitinin yönergesi.

3.12. Manyetik Alan Etkisi Altında Yıldız Atmosferinin Hesabı - SYNMAST

Bölüm 3.11. de içerilen reçetede manyetik alan şiddeti hesaba katılarak atmosferin modellenmesi gerekliliği vardır. Doğrudan modelde hesaplanmayan bu fiziksel niceliğin sentetik tayf üretim aşamasında dahil edilebililiği Giriş bölümünde aktarılmıştı. Literatürde teorik olarak tayf üzerinde manyetik alan etkisini modelleyebilen bir çok kod mevcuttur (Cossam, Invers10.. vb). Bu çalışmada bu kodlardan biri olan SYNMAST (Kochuchov vd. 2007, 2010) ile üretilen sentetik spektrumlarla çalışılmıştır.

Oleg Kochukhov tarafından geliştirilen SYNMAST, Piskunov'a ait SYNHTMAG'ın geliştirilmiş bir versiyonudur (Kochuchov vd. 2010). Polarize radyatif transfer denklemini (P-RTE) Feautrier benzeri sayısal yöntemle çözümler. P-RTE denklemini yeniden hatırlatma için yazmak gerekirse;

$$\frac{d\vec{I}}{ds} = -\mathbf{K}\vec{I} + \vec{\epsilon}\ ;\ \mathbf{K} = \begin{pmatrix} \eta_I & \eta_Q & \eta_U & \eta_V \\ \eta_Q & \eta_I & \rho_V & -\rho_U \\ \eta_U & -\rho_V & \eta_I & \rho_Q \\ \eta_V & \rho_U & -\rho_Q & \eta_I \end{pmatrix}$$

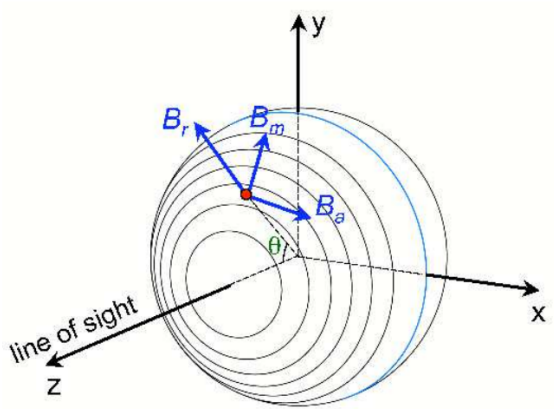
P-RTE denklemi, yapısal olarak Müller formalizmi (bknz. 2.30, 2.28) ile benzeşir ancak eşdeğer değildir; P-RTE denklemindeki K matrisi, Müller formalizmdeki gibi Stokes vektörlerinin bileşenlerinin birbiriyle ilişkilendirir ve her ikisi de lineer bir dönüşüm yapar. Temel farklar ise yapısal olarak P-RTE denklemi, Müllerin diferansiyel formunda ifade edilmektedir. Diğer fark ise Müller formalizmi, genelde tek bir yüzeyden geçen veya bir ortamla etkileşen ışığın polarizasyon değişimini inceler. Işının birden fazla ortamdan geçişini zincirleme Müller matrislerle temsil edebilebilir. P-RTE ise diferansiyel formu sayesinde ortam boyunca ışığın nasıl değiştiğini sürekli olarak çözer.

Kod, yıldız yüzeyindeki manyetik alanı bir "eğik dipol modeli" ile tanımlar. Kullanıcı tarafından belirlenen yönelime sahip bir vektör alan kullanılır:

- B: alan şiddeti (G)
- γ: görüş doğrultusuna göre eğiklik
- χ: manyetik vektörün azimutal açısı

Bu yapı her nokta için radyatif transferi çözerken vektör Zeeman etkisini hesaba katar. P-RTE çözümünde standart olarak kullanılan DELO (Diagonal Element Lambda Operator) algoritmasını kaynak fonksiyona parabolik yaklaşım yaparak kullanır. Lineer çözüme nazaran bu yaklaşımla zeeman bileşenlerin çözüm doğruluğunun arttığı tespit edilmiştir (Socas-Navarro vd. 2000).

Kod, içerisinde VALD3 veritabanında derlenen çizgi listesini kullanmaktadır. Atmosfer modeli olarak ise statik, düzlem paralel, 1D LTE MARCS veya KURUCZ (MARCS' ın KURUCZ'a dönüştürülmüş) modelleri kullanıcı tarafından temin edilir. Metal *çizgi opasitelerinin* hesaplanmasında girdi çizgi listesinde ZEEMAN yada Paschen-Back yarılma paternleri hesaba katılmaktadır. Çizgi opasitesi (bağlı-bağlı geçişleri kapsar) hesaplamaları oluşturulan atmosferin her derinlik katmanı için hesaplanır ve bu kod içerisinde tüm çizgiler için müller matrisi gibi 4×4 yapıdaki yayılma (propagation) matrisinde yerini alır. Burada, soğurma ve dispersiyon profillerinin her bir Zeeman bileşeni için sırasıyla Voigt ve Faraday-Voigt fonksiyonlarıyla tanımlanır. Radyatif, van der Walls



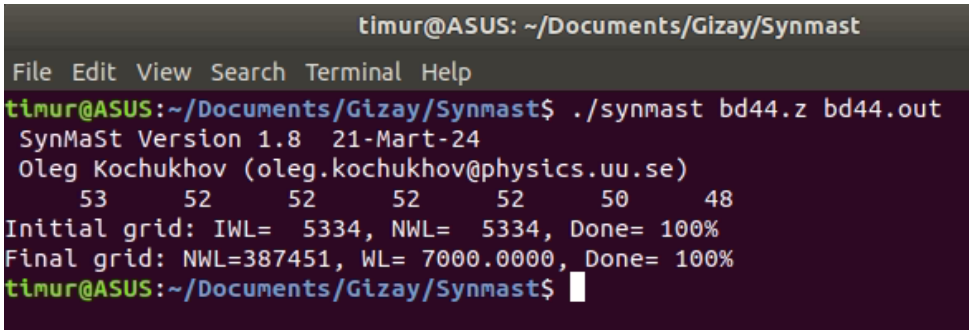
Şekil 3.23. Manyetik alan geometrisini tanımlayan B_r radyal, B_m meridiyonal, B_a azimutal vektörleridir. Alan yapısı z eksenine göre simetriktir, z; görüş doğrultusudur (line of sight). θ, tüm disk entegrasyonunu sağlamak için gözlemci koordinat sistemine dönüşümünü yedi katmanda yapar.

ve Stark genişlemesi çizgi listesinde sağlanan sönümleme parametrelerine göre hesaplanır. Kimyasal ve iyonizasyon dengesi bollukların öngörülen dağılımları için hesaplanır. Belirli bir dalgaboyuna katkıda bulunan tüm çizgilerin soğurma profilleri toplanır ve yerel alan vektörünün görüş doğrultusuna göre yönelimini tanımlayan γ ve χ açılarının trigonometrik fonksiyonları ile çarpılır. Sonuç katsayıları Polarize RTE denklemindeki soğurma matrisinin elemanlarını oluşturur. *Süreklilik opasitesi* (bağlı-serbest, serbest-serbest geçişleri, Tohmson ve Rayleigh saçılmasını kapsar) hesaplamaları ise ATLAS9 kodundan uyarlanmıştır ve manyetik alandan bağımsızdır. Synmast'ta opasite hesabı özetle; model atmosferlerden sıcaklık, basınç, elektron yoğunluğu profillerini alır; sonra her dalgaboyunda, her derinlik noktasında tüm Stokes bileşenleri için opasiteleri yeniden hesaplar.

SYNMAST kodu yerel Stokes IQUV tayflarını görüş doğrultusu ve yüzey normali arasındaki açılar için şu varsayımlarla hesaplar; i.) alan görüş doğrultusu eksensel simetriktir. ii.) alan yapısı homojen ve üç vektör bileşeniyle tanımlanır; radyal, meridiyonal ve azimutal (bknz. Şekil 3.23). Bu çalışmada alan vektörü üç bileşen içinde sıfır alınmıştır.

Manyetik alan şiddetinin sıfır olarak tanımlamasıyla üretilen sentetik tayf polarize olmamış tayfı vermektedir. Bununla birlikte kod içerisinde transfer denklemini yedi farklı kanar kararması değeri ($\mu = cos\theta$; 0.267, 0.462, 0.597, 0.707, 0.801, 0.886, 0.963) ile çözerek disk enntegre modeli hesaplanır. Bu çalışmada da disk entegre model tabanında çözümlenmiş tayflar kullanılmıştır. Kod, terminal üzerinden Şekil3.24'deki gibi bir çalışma arayüzüne sahiptir.

Burada girdi dosyası VALD veritabanından derlenen çizgi listesini kullanmaktadır. Kod, kendi içerisinde girdi dosyasının ilk satırında tanımlanan manyetik alan şiddetine göre zeeman yarılmalarını hesaplar. sonraki satırlar sırasıyla; kullanılan versiyonu, yaratıcının bilgililerini, kullandığı atmosfer modelinde belirsizlik yaşanan derinlik katmanını, sentezlenecek dalgaboyu aralığını böldüğü grid sayısı ve son grid de hesaplanan geçiş sayısını rapor etmektedir. Buradaki örnekte 7000Å 'a kadar 387451 geçiş hesaba katılmıştır. Sonuç dosyasında ise (Şekil 3.25) modelin gereği sentetik analizde katkısı olan geçiş sayısı (5381) ve bu çizgileri atomik verileri referanslarıyla birlikte kolon kolon verilir. Üretilen



Şekil 3.24. SYNMAST terminal arayüzü.

bd44.out

```
 5381 - number of spectral lines
4000.2522,'Fe 1  ',  3.2657, 1.1, -1.620,   8.350,  -5.120,  -7.221, -91.675,  0.467, ' l:FMW   2 gf:FMW   3 K14   3 K14   3 K14   3 K14   3 K14   4 BPM   3 K14       '
4000.4500,'Dy 2  ',  0.1027, 1.1,  0.040,   0.000,   0.000,   0.000, -91.532,  0.279, ' l:MZH   1 gf:WLN   1 MZH   1 MZH   1 WLN   1 WLN   1 WLN   1 WLN   1 WLN       '
4000.4572,'Fe 1  ',  2.9904, 1.1, -1.661,   7.890,  -6.220,  -7.600, -91.115,  0.612, ' l:K14   2 gf:BWL   3 K14   3 K14   3 K14   3 K14   3 K14   4 BPM   3 K14       '
4000.4900,'Nd 2  ',  0.2046, 1.1, -0.840,   0.000,   0.000,   0.000, -90.365,  0.037, ' l:BWT   1 gf:HLSC   1 BWT   1 BWT   1 HLSC   1 HLSC   1 HLSC   1 HLSC   1 HLSC '
4001.1043,'Fe 1  ',  3.6398, 1.1, -2.514,   7.930,  -4.420,  -7.470, -91.185,  0.044, ' l:K14   3 gf:K14   3 K14   3 K14   3 K14   3 K14   3 K14   3 K14   3 K14       '
4001.1190,'CH 1  ',  0.6423, 1.1, -1.015,   6.400,   0.000,   0.000,  99.000,  0.448, ' l:JLIY   9 gf:JLIY   9 JLIY   9 JLIY   9 JLIY   9 JLIY   9 JLIY   9 JLIY   9 JL'
4001.1310,'CH 1  ',  0.6423, 1.1, -1.027,   6.400,   0.000,   0.000,  99.000,  0.441, ' l:JLIY   9 gf:JLIY   9 JLIY   9 JLIY   9 JLIY   9 JLIY   9 JLIY   9 JLIY   9 JL'
4001.4373,'Cr 1  ',  3.8904, 1.1,  0.260,   8.140,  -5.990,  -7.678, -91.110,  0.101, ' l:K16  42 gf:MFW  12 K16  12 K16  12 K16  12 K16  12 K16   4 BPM  12 K16       '
```

7							
	0.96360	0.88640	0.80180	0.70710	0.59760	0.46290	0.26730
33							
4000.00000	4.2000E+01	3.9520E+01	3.6698E+01	3.3405E+01	2.9423E+01	2.4298E+01	1.6593E+01
4046.87500	4.1796E+01	3.9353E+01	3.6571E+01	3.3325E+01	2.9400E+01	2.4345E+01	1.6735E+01
4093.75000	4.1577E+01	3.9170E+01	3.6429E+01	3.3230E+01	2.9363E+01	2.4388E+01	1.6867E+01
4140.62500	4.1343E+01	3.8972E+01	3.6273E+01	3.3122E+01	2.9313E+01	2.4403E+01	1.6989E+01
4187.50000	4.1096E+01	3.8762E+01	3.6104E+01	3.3002E+01	2.9251E+01	2.4414E+01	1.7100E+01
4234.37500	4.0837E+01	3.8540E+01	3.5924E+01	3.2870E+01	2.9177E+01	2.4414E+01	1.7201E+01
4281.25000	4.0566E+01	3.8306E+01	3.5732E+01	3.2727E+01	2.9092E+01	2.4404E+01	1.7293E+01
4328.12500	4.0285E+01	3.8062E+01	3.5530E+01	3.2574E+01	2.8998E+01	2.4384E+01	1.7376E+01
4375.00000	3.9995E+01	3.7809E+01	3.5318E+01	3.2411E+01	2.8894E+01	2.4354E+01	1.7449E+01
4468.75000	3.9390E+01	3.7277E+01	3.4870E+01	3.2060E+01	2.8660E+01	2.4268E+01	1.7570E+01
4562.50000	3.8757E+01	3.6716E+01	3.4392E+01	3.1678E+01	2.8394E+01	2.4149E+01	1.7658E+01
4656.25000	3.8101E+01	3.6132E+01	3.3889E+01	3.1271E+01	2.8101E+01	2.4001E+01	1.7716E+01
4750.00000	3.7428E+01	3.5529E+01	3.3367E+01	3.0841E+01	2.7784E+01	2.3827E+01	1.7744E+01
4843.75000	3.6742E+01	3.4912E+01	3.2828E+01	3.0394E+01	2.7446E+01	2.3629E+01	1.7746E+01
4937.50000	3.6046E+01	3.4284E+01	3.2276E+01	2.9931E+01	2.7090E+01	2.3410E+01	1.7723E+01
5031.25000	3.5345E+01	3.3647E+01	3.1714E+01	2.9456E+01	2.6720E+01	2.3173E+01	1.7678E+01
5125.00000	3.4640E+01	3.3006E+01	3.1145E+01	2.8971E+01	2.6336E+01	2.2919E+01	1.7611E+01
5218.75000	3.3935E+01	3.2362E+01	3.0571E+01	2.8479E+01	2.5943E+01	2.2651E+01	1.7525E+01
5312.50000	3.3231E+01	3.1718E+01	2.9995E+01	2.7981E+01	2.5540E+01	2.2370E+01	1.7422E+01
5406.25000	3.2532E+01	3.1077E+01	2.9419E+01	2.7482E+01	2.5133E+01	2.2080E+01	1.7304E+01
5500.00000	3.1837E+01	3.0437E+01	2.8842E+01	2.6979E+01	2.4719E+01	2.1779E+01	1.7170E+01
5593.75000	3.1148E+01	2.9802E+01	2.8268E+01	2.6476E+01	2.4301E+01	2.1471E+01	1.7022E+01
5687.50000	3.0469E+01	2.9174E+01	2.7699E+01	2.5975E+01	2.3882E+01	2.1157E+01	1.6864E+01
5781.25000	2.9796E+01	2.8551E+01	2.7132E+01	2.5474E+01	2.3460E+01	2.0837E+01	1.6695E+01
5875.00000	2.9133E+01	2.7936E+01	2.6571E+01	2.4976E+01	2.3038E+01	2.0512E+01	1.6516E+01
6062.50000	2.7838E+01	2.6730E+01	2.5468E+01	2.3991E+01	2.2197E+01	1.9855E+01	1.6134E+01
6250.00000	2.6588E+01	2.5563E+01	2.4394E+01	2.3027E+01	2.1365E+01	1.9192E+01	1.5726E+01
6437.50000	2.5389E+01	2.4439E+01	2.3357E+01	2.2090E+01	2.0549E+01	1.8532E+01	1.5301E+01
6625.00000	2.4237E+01	2.3358E+01	2.2355E+01	2.1180E+01	1.9750E+01	1.7876E+01	1.4863E+01
6718.75000	2.3679E+01	2.2832E+01	2.1866E+01	2.0735E+01	1.9357E+01	1.7550E+01	1.4640E+01
6812.50000	2.3134E+01	2.2318E+01	2.1387E+01	2.0298E+01	1.8970E+01	1.7227E+01	1.4416E+01
6906.25000	2.2600E+01	2.1815E+01	2.0918E+01	1.9868E+01	1.8588E+01	1.6907E+01	1.4191E+01
7000.00000	2.2079E+01	2.1322E+01	2.0458E+01	1.9446E+01	1.8212E+01	1.6590E+01	1.3965E+01
387451							
4000.00000	4.1640E+01	3.9180E+01	3.6378E+01	3.3108E+01	2.9154E+01	2.4063E+01	1.6418E+01
4000.06305	4.1636E+01	3.9176E+01	3.6375E+01	3.3105E+01	2.9151E+01	2.4061E+01	1.6417E+01
4000.12610	4.1609E+01	3.9149E+01	3.6348E+01	3.3079E+01	2.9127E+01	2.4040E+01	1.6403E+01

Şekil 3.25. SYNMAST sonuç dosyasının başı ve sonundan alınmış kesit.

sentetik tayf ise aynı dosyada çizgi listesinin bitinimde başlar. Burada SYNMAST kodunun 7 farklı görüş açısında ($cos\theta$) hesapladığı sentetik tayflar yer alır. ilk 33 satır (standart sayı değildir, model ve dalgaboyu aralığına göre değişir) süreklilik hattını diğer satırlar ise (387451'den itibaren) çizgi tayfını vermektedir. Burada kolonlar sırasıyla; dalgaboyu, ve akı değerleridir (7 farklı açı için).

Yukarıdaki bölüm kapsamında kullanılan materyal ve metodoloji aktarılmıştır. Sonraki bölümde ise manyetik alanın atmosfere etkisi için bu bölümde aktarılan metodolojiyi takiben elde edilen bulgular ve tartışma paylaşılmıştır.

4. BULGULAR VE TARTIŞMA

Tez içerisinde 3 metot kullanılarak analiz yapılmıştır; spektroskopik, asterosismik ve spektropolarimetrik. Bu analizlere ilişkin bulgular bu başlık altında sunulmaktadır. Bulgulara ilişkin tartışmalar ise her yıldızın kendisi için ayrılmış bölümde literatürüyle birlikte değerlendirilmiştir.

Spektroskopik analiz kapsamında bu paragrafta yıldızların atmosfer parametreleri ve bolluklarına ilişkin bulgular ve yapılan testler içerilmiştir; Projede tanımlanan PAR listesi ve bireysel analizler çerçevesinde yıldızların eşdeğer genişlik ölçüm metoduyla nötral ve iyonize Fe, Ti ve Cr geçişleri üzerinden uyarılma ve iyonizasyon dengesinin kurulması sağlanmıştır. Bunun için MOOG kodu ve 1D LTE koşul altında ATLAS9 modellerinden yararlanılmıştır. Çizelge 4.1'da yıldızların iyonizasyon ve uyarılma dengesinin kurulduğu atmosfer parametreleri yer almaktadır. Belirlenen model parametreler ile yıldızlar için Fe, Ti, Cr, Mg, Si ve Ca element bollukları Çizelge 4.3'da içerilmiştir. Hata analizi, logaritmik bolluklar için standart sapma, normalize edilen bolluklar ([X/Fe]) için metalistenin hatası ile logaritmik hataların (yıldız ve Güneş'in) kareleri toplamının karekökü alınarak hesaplanmıştır.

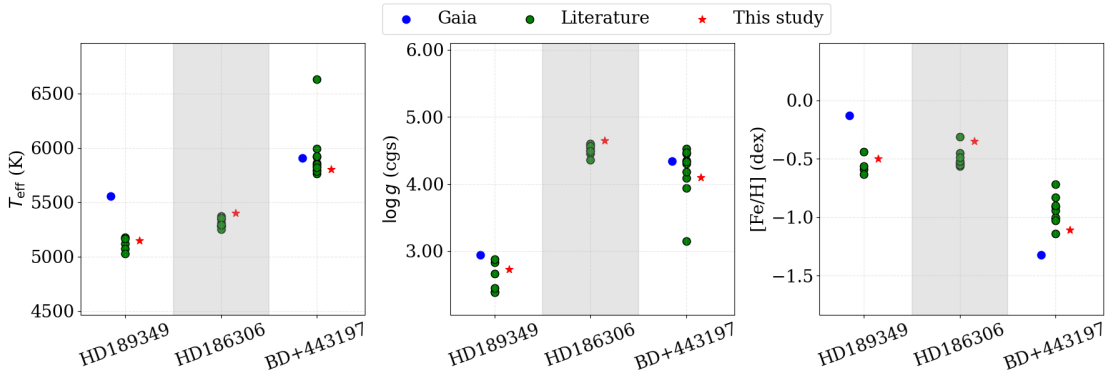
Çizelge 4.1. Tez yıldızlarının nihai model atmosfer parametreleri ve hataları.

Yıldız	***T_{eff} (K)***	***log g (cgs)***	***[Fe/H] (dex)***	***ξ (km/s)***
HD186306	5400 ± 175	4.65 ± 0.35	-0.35 ± 0.13	0.35±0.7
HD189349	5150 ± 150	2.73 ± 0.32	-0.50 ± 0.15	1.64±0.5
BD+443197	5800 ± 150	4.10 ± 0.42	-1.11 ± 0.12	1.15±0.5

Tez yıldızlarının bu tezde ve literatürde rapor edilen model parametrelerin karşılaştırmasını içeren grafik Şekil 4.1'de ve Çizelge 4.2'da verilmektedir. Model parametre karşılaştırma grafiklerinde mavi punto işaretli simgeler Gaia DR3 veri tabanında GSP-phot (Generalized Stellar Parametrizer) paketi tabanında Bp/Rp spektrumlarından elde edilmiştir. Bu paket kendi içerisinde 4 farklı algoritma barındırır; Priam, Super vector regression, llium ve Aeneas. ilki verilerin ilkel döneminde toplanan bilgilerden kaba bir yaklaşım sunar. ikinci algoritma, BP/RP spektrumularından fiziksel parametre çıkarımı için vektörel regressyon analizini kullanır, üçüncüsü Ki kare istatistiğini kullanarak BP/RP spektrumlara uyan parametre seti çıkarımında bulunur. Son olarak asıl kullanılan Aeneas algoritmasında BP/RP spektrumları, paralaks ve görünür parlaklıklarını örtüştürerek parametre çıkarımı sağlayan Bayesyen bir yaklaşım yapar.[37] HD186306 yıldızında Gaia veri tabınında rapor edilmiş bir model parametre seti bulunmadığından mavi punto işareti yoktur. Bu tezde elde edilen model parametreleri ise kırmızı yıldızla işaretlenmiştir. Dağılım incelendiğinde bu tezin sonuçlarından elde edilen model parametrelerinin literatürle uyumlu olduğu tespit edilmiştir.

Model parametrelerinin elde edildiği çizgi listesi iki farklı teste tabi tutulmuştur. Bunlardan biri non-LTE etkiler diğeri ise karışım ölçek uzunluğunun değişimi ile konveksiyon testidir. NLTE-MPIA[38] 'da çizgi listesinin sorgulanması sonuncu non-LTE

[37] https://www.mpia.de/gaia/projects/gsp
[38] http://nlte.mpia.de



Şekil 4.1. Tez yıldızları için belirlenen model parametreleri ve literatürle karşılaştırması. Kırmızı, bu tezdeki sonuçları, yeşil ve mavi literatürü temsil eder.

Çizelge 4.2. Tez yıldızlarının literatür model parametrelerinin listesi.

HD 189349			HD 186306			BD + 443197			Referanslar
T_{eff} (K)	$log\ g$ (cgs)	[Fe/H] (dex)	T_{eff} (K)	$log\ g$ (cgs)	[Fe/H] (dex)	T_{eff} (K)	$log\ g$ (cgs)	[Fe/H] (dex)	
5175	2.39	-0.59	–	–	–	–	–	–	Soubiran vd. (2024)
5121	2.38	-0.56	–	–	–	–	–	–	Pal vd. (2023)
–	–	–	5279	4.58	-0.45	–	–	–	Zhang vd. (2023)
5076	2.66	-0.59	5287	4.54	-0.53	5832	4.35	-1.01	Soubiran vd. (2022)
–	–	–	–	–	–	6632	4.30	–	Sarmento vd. (2020)
–	–	–	–	–	–	5860	3.158	-1.00	Ting vd. (2019)
5121	2.39	-0.56	–	–	–	–	–	–	Yu vd. (2018)
–	–	–	5370	4.50	-0.56	5760	4.45	-0.83	Grieves vd. (2018)
–	–	–	5311	4.45	-0.56	5797	4.09	-0.91	Furlan vd. (2018)
–	–	–	5282	4.546	–	5915	4.33	–	Creevey vd. (2017)
–	–	–	–	–	–	5991	4.33	-0.94	Wang vd. (2016)
–	–	–	–	–	–	5991	4.18	-0.72	Frasca vd. (2016)
–	–	–	5279	4.60	-0.54	–	–	–	Brewer vd. (2016)
–	–	–	5252	4.56	-0.55	–	–	–	Brewer vd. (2016)
–	–	–	5342	–	–	–	–	–	Casagrande vd. (2011)
5121	2.83	-0.56	5287	4.49	-0.52	5924	4.53	-1.00	Molenda-Zakowicz vd. (2013)
5163	2.88	-0.44	5354	4.36	-0.31	5850	3.94	-0.90	Molenda-Zakowicz vd. (2013)
5026	2.45	-0.63	–	–	–	–	–	–	Takeda ve Tajitsu (2015)
–	–	–	5290	4.58	-0.49	5787	4.33	-1.14	Bruntt vd. (2012)
–	–	–	–	–	–	5819	4.47	-1.03	Sozzetti vd. (2009)

Çizelge 4.3. BD+443197, HD186306 ve HD189349 yıldızları için interpolasyonla hesaplanmış logaritmik bolluklar ve diferansiyel bolluklar. Diferansiyel bolluk hesabında referans Güneş bollukları için yüksek çözünürlüklü KPNO Güneş tayfı (1984) kullanılmıştır.

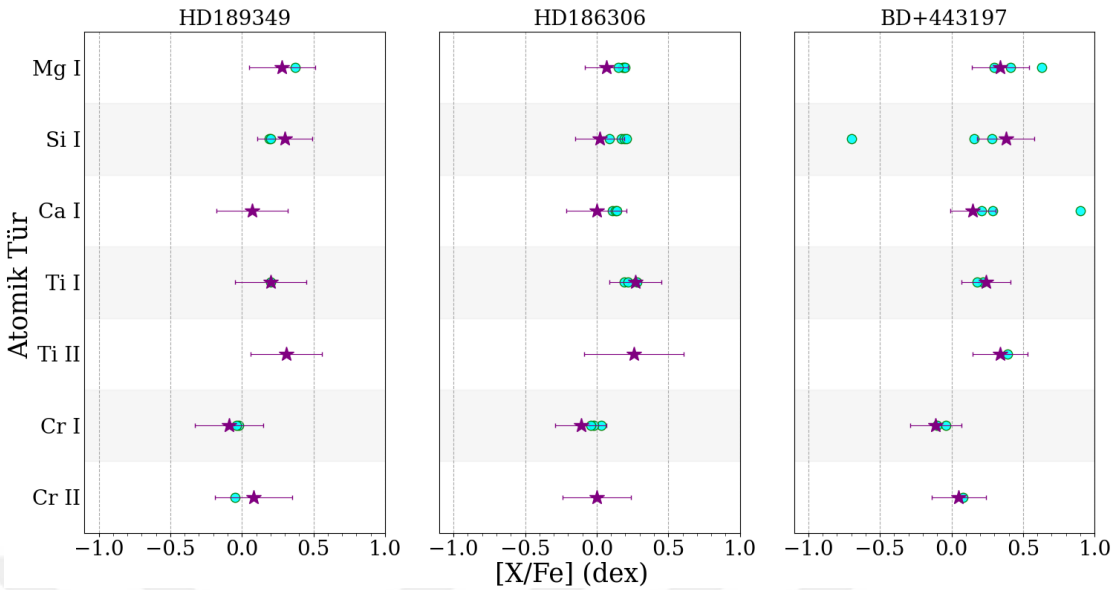
Element	Güneş	HD 186306		HD 189349		BD+443197	
	logϵ($X_\odot$) (dex)	logϵ (X) (dex)	[X/Fe] (dex)	logϵ (X) (dex)	[X/Fe] (dex)	logϵ (X) (dex)	[X/Fe] (dex)
Fe I	7.54±0.09	7.16±0.13	-0.03±0.18	7.03±0.15	-0.01±0.23	6.39±0.12	-0.04±0.19
Fe II	7.51±0.04	7.14±0.13	-0.02±0.18	6.98±0.13	-0.03±0.20	6.38±0.14	-0.02±0.19
Ti I	4.96±0.09	4.88±0.13	0.27±0.18	4.66±0.18	0.20±0.25	4.09±0.09	0.24±0.17
Ti II	4.99±0.08	4.90±0.33	0.26±0.35	4.80±0.18	0.31±0.25	4.22±0.13	0.34±0.19
Cr I	5.71±0.07	5.25±0.12	-0.11±0.18	5.12±0.18	-0.09±0.24	4.49±0.12	-0.11±0.18
Cr II	5.64±0.14	5.29±0.20	0.00±0.24	5.22±0.17	0.08±0.27	4.58±0.06	0.05± 0.19
Mg I	7.60±0.08	7.32±0.19	0.07±0.15	7.38±0.15	0.28±0.23	6.83±0.14	0.34±0.20
Si I	7.50±0.07	7.17±0.11	0.02±0.17	7.30±0.10	0.30±0.19	6.77±0.15	0.38±0.20
Ca I	6.34±0.08	5.99±0.16	0.00±0.21	5.91±0.18	0.07±0.25	5.38±0.08	0.15±0.16

Çizelge 4.4. Yıldızların değişen konveksiyon parametresiyle hesaplanan bollukları. (*) Ludvig 1999 yönteminin, (#) ise Magic 2015 yönteminden elde edilen ML değerleridir. 1.25 ise standart kabul edilen değerdir.

Element	HD 186306			HD 189349			BD+443197		
	logϵ (X) (dex)	logϵ (X) (dex)	logϵ (X) (dex)	logϵ (X) (dex)	logϵ (X) (dex)	logϵ (X) (dex)	logϵ (X) (dex)	logϵ (X) (dex)	logϵ (X) (dex)
ML →	1.25	1.60*	2.03#	1.25	1.66*	1.84#	1.25	1.56*	1.91#
Fe I	7.20 ± 0.13	7.20 ± 0.13	7.21 ± 0.13	7.08 ± 0.15	7.09 ± 0.15	7.09 ± 0.15	6.48 ± 0.12	6.49 ± 0.12	6.50 ± 0.12
Fe II	7.14 ± 0.13	7.15 ± 0.13	7.16 ± 0.13	6.99 ± 0.14	7.00 ± 0.14	7.00 ± 0.14	6.43 ± 0.14	6.44 ± 0.14	6.45 ± 0.14
Ti I	4.91 ± 0.12	4.92 ± 0.12	4.93 ± 0.12	4.71 ± 0.18	4.72 ± 0.18	4.72 ± 0.18	4.17 ± 0.09	4.18 ± 0.09	4.19 ± 0.09
Ti II	4.92 ± 0.33	4.92 ± 0.33	4.93 ± 0.33	4.83 ± 0.18	4.83 ± 0.18	4.83 ± 0.18	4.28 ± 0.17	4.28 ± 0.17	4.29 ± 0.17
[Ti/M]	0.29 ± 0.35	0.30 ± 0.35	0.31 ± 0.35	0.30 ± 0.25	0.30 ± 0.25	0.30 ± 0.25	0.36 ± 0.17	0.37 ± 0.17	0.38 ± 0.17
Cr I	5.30 ± 0.13	5.31 ± 0.13	5.32 ± 0.13	5.18 ± 0.15	5.19 ± 0.15	5.19 ± 0.15	4.58 ± 0.14	4.59 ± 0.14	4.60 ± 0.14
Cr II	5.30 ± 0.20	5.31 ± 0.20	5.32 ± 0.20	5.25 ± 0.18	5.25 ± 0.18	5.26 ± 0.18	4.64 ± 0.06	4.64 ± 0.06	4.65 ± 0.06
[Cr/M]	-0.03 ± 0.23	-0.02 ± 0.23	-0.01 ± 0.23	0.04 ± 0.25	0.05 ± 0.25	0.05 ± 0.25	0.04 ± 0.13	0.05 ± 0.13	0.06 ± 0.06
Mg I	7.37 ± 0.18	7.38 ± 0.18	7.39 ± 0.18	7.46 ± 0.15	7.47 ± 0.15	7.47 ± 0.15	6.95 ± 0.15	6.96 ± 0.16	6.97 ± 0.16
Si I	7.19 ± 0.12	7.20 ± 0.12	7.20 ± 0.12	7.46 ± 0.28	7.47 ± 0.28	7.47 ± 0.29	6.85 ± 0.15	6.86 ± 0.15	6.87 ± 0.15
Ca I	6.03 ± 0.16	6.04 ± 0.16	6.05 ± 0.16	5.96 ± 0.18	5.97 ± 0.18	5.97 ± 0.18	5.48 ± 0.08	5.49 ± 0.08	5.50 ± 0.08
[α/M]	0.07 ± 0.27	0.08 ± 0.27	0.09 ± 0.27	0.31 ± 0.36	0.32 ± 0.36	0.32 ± 0.36	0.39 ± 0.23	0.40 ± 0.23	0.41 ± 0.23

etkisi Fe çizgileri için 0.01 dex mertebesindedir. Konveksiyon testi için literatürde atmosfer modellerinde yaygın olarak kullanılan karışım ölçek uzunluğu Magic vd. (2015) ve Ludwig vd.(1999) tarafından rapor edilmiştir.

Ludwig vd. (1999) çalışmasında 2D hidrodinamik simülasyonları kullanarak Güneş benzeri yıldızlar için karışım uzunluğu (MLT) kalibrasyonu ortaya koyar. Bu çalışmanın asıl önemi, her yıldızda sabit olarak kabul ettiğimiz karışım uzunluğu parametresinin yıldızın fiziksel özelliklerine göre değişmesi gerektiğini göstermiştir. Magic vd 2015 de Ludwig'in çalışmasına benzer bir çalışmayı daha geniş model parametre yelpazesinde ve daha detaylı olarak 3D hidrodinamik simülasyonlarda gerçekleştirerek bir kalibrasyon yapmıştır. Günümüzde MESA gibi yıldız evrimi modelleyen kodlar için karışım uzunluğu parametresi girdi parametrelerinden biridir ve genellikle bu kalibrasyonları kullanmaktadırlar (Chiavassa vd. 2024; Sonoi vd. 2019). Ludwig'in 2D model simülasyonları Güneş benzeri yıldızlar için geçerlidir. Bu yıldızlar için Ludwig'in bağıntıları tercih edilebilir ancak Magic (2015) bu tür yıldızlar için de 3D hidrodinamik model simülasyonları oluşturması ile daha fonksiyonel bir analiz gerçekleştirdiğinden daha güvenilir ve detaylı sonuçlara yakınsaması beklenir. Literatürde yaygın olarak tercih



Şekil 4.2. Sıralı üç'lü grafik, her yıldız için literatürde rapor edilen alfa element bollukları ile bu çalışmadan elde edilen bollukları karşılaştırır. Her elemente ait alanın ayırt edilebilmesi için gri-beyaz geçiş kullanılmıştır. Turkuaz renk puntoları literatürde rapor edilen bollukları, mor puntolar ise bu tezde eldee edilen bolluklar hata ölçekleriyle belirtilmiştir.

edilen bu parametre için tez yıldızlarının model parametre setine uygun karışım uzunluğu parametreleri ilgili referanslardaki kalibrasyon denklemleri kullanılarak hesaplanmıştır. Hesaplanan değerler üzerine konveksiyon aktif edilerek oluşturulan ATLAS9 modelleri ile bolluklardaki değişimin 0.01 dex mertebesinde olduğu görülmüştür (bknz. Çizelge 4.4).

Tez yıldızlarının literatüründe bolluk rapor eden çalışmalardan alfa bollukları bazında yapılan karşılaştırma Şekil 4.2 de içerilmiştir. Burada yeşil puntolar literatür bolluklarını, mor puntolar ise bu tezdeki bollukları gösterir.

Asterosismik analiz kapsamında gerçekleşen sürecin detayları bölüm 3.5. ve 3.10. de aktarılmıştır. Burada ise analiz sonuçlarının değerlendirilmesi için literatürde model parametre rapor eden çalışmaların verileri kullanılarak ölçeklendirme ilişkisinin sonuçlar ve sismik veriden bu çalışmada belirlenen sonuçlar Çizelge 4.5'de verilmiştir. Tablodaki değerlerin tartışması LSP grafiklerinin paylaşımıyla beraber yıldızlar için açılan başlıklar altında yapılmıştır.

Bölüm 3.6.'deki Güneş analizi kapsamında detayları aktarıldığı üzere SYNMAST kodu ile oluşturulmuş sentetik Stokes I ve V profillerinden yararlanarak, bu tezde yıldızların manyetik alan şiddetinin tahmini için bir metot geliştirilmiştir. Geliştirilen bu metod ile tez yıldızlarından HD189349 ve BD+443197 yıldızları için manyetik alan şiddetleri tahmin edilmiştir. Sonuçlar, bu paragrafın akabinde yıldızlarla ilgili açılan alt başlıklarda paylaşılmıştır.

Çizelge 4.5. Yıldızlar için model parametre rapor eden referanslardan derlenen sıcaklık ve logg değerleri ile maksimum genlikli frekans değerleri hesaplanmış ve Kepler LSP den literatürde tespit edilen maksimum genlik frekansı içerilmiştir.

Yıldız	T_{eff} (K)	log g (cgs)	ν_{max} (μHz)	ν_{max} (Kepler)	Kaynaklar
HD 186306	5370	4.50	3677.40	4189	Grieves vd.(2018)
	5311	4.45	3295.64		Furlan vd.(2018)
	5282	4.54	4065.64		Creevey vd.(2017)
	5287	4.49	3621.79		Molenda-Zakowicz vd.(2013)
	5279	4.60	4669.31		Brewer vd.(2016)
	5252	4.56	4269.39		Brewer vd.(2016)
	5354	4.36	2668.02		Molenda-Zakowicz vd.(2013)
	5290	4.58	4454.52		Bruntt vd.(2012)
HD 189349	5121	2.38	28.57	29.5	Yu vd.(2018)
	5121	2.83	80.51		Molenda-Zakowicz vd.(2013)
	5026	2.45	33.88		Takeda ve Tajitsu (2015)
	5163	2.88	89.97		Molenda-Zakowicz vd.(2013)
BD+443197	5760	4.45	3164.59	2327	Grieves vd.(2018)
	5797	4.09	1376.98		Furlan vd.(2018)
	5991	4.33	2359.28		Wang vd.(2016)
	5915	4.33	2363.48		Creevey vd.(2017)
	5924	4.53	3751.64		Molenda-Zakowicz vd.(2013)
	5991	4.18	1666.40		Frasca vd.(2016)
	5850	3.94	970.40		Molenda-Zakowicz vd.(2013)
	5787	4.33	2394.98		Bruntt vd.(2012)
	5819	4.47	3296.89		Sozzetti et al.(2009)

Çizelge 4.6. HD 189349 yıldızının literatür bollukları. Ref1: Liu vd (2019), Ref2: Afşar vd. (2018). (*): Hidrojene göre normalize bolluk değeri rapor edilmiştir.

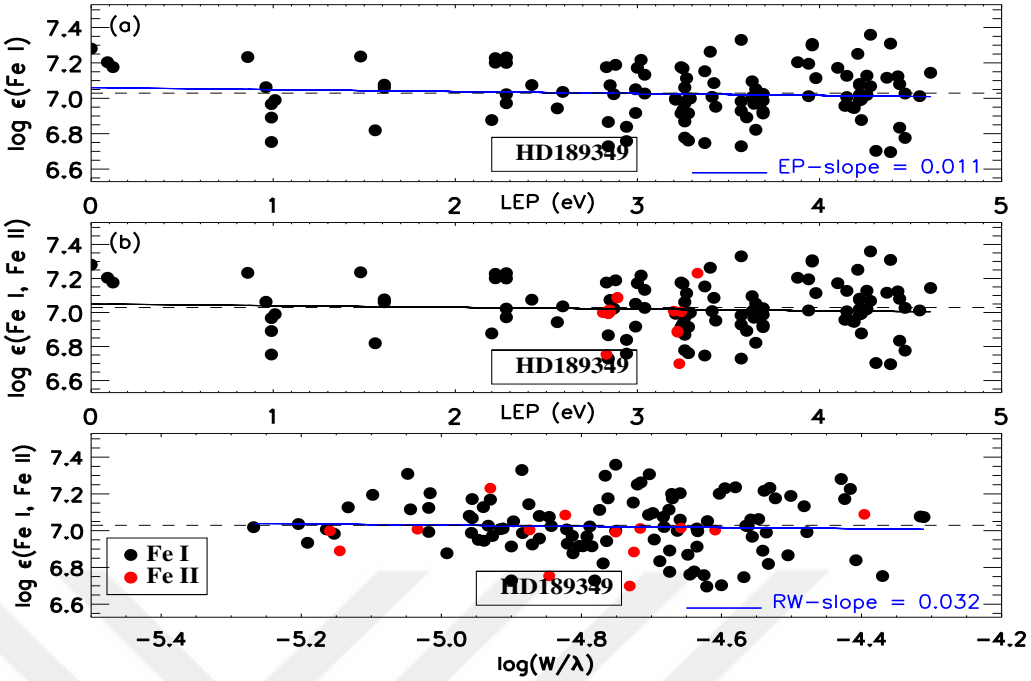
İyon	Ref1 [X/Fe] (dex)	Ref2 [X/Fe] (dex)	İyon	Ref1 [X/Fe] (dex)	Ref2 [X/Fe] (dex)
*Fe	-0.66	-0.68	V	0.07	-
*Fe II	-0.67	-0.69	Cr	-0.02	-0.04
Na	0.00	-	Ni	0.02	0.00
Al	0.31	-	Y II	-0.16	-
Mg	0.37	-	Ba II	-0.09	-
Si	0.30	0.31	La II	-0.13	-
Ca	0.19	0.20	Ce II	-0.07	-
Ti	0.20	0.21	Eu II	0.35	-

4.1. HD 189349

1850 den bu yana 36 adet yayın kaydı olan bu yıldızın Kepler veri analizinde radyal ve dipol mod ilişkisine göre ışıtma sınıfı Red Clumb olarak tanımlanmıştır (Mosser vd. 2014). Daha sonra Afşar vd. (2018) ve Skiff (2014) yıldızı HB kırmızı dev olarak rapor eder. Stock vd. (2018) yıldızın fotometrik, spektroskopik ve astrometrik verileriyle Bayesian istatistiğinin sonucuna göre yıldızın ışıtma sınıfı %68 olasılıkla RGB özelliğinde iken, sismik olarak HB yıldız özelliği sergilediği belirtilir. Liu vd. (2019) yıldızı Bensby vd. (2003)'ün metodolojisine göre Gaia DR2 dinamik verileriyle kalın disk popülasyonunda tanımlar.

Yıldızın bu tezde 2 farklı amaç için 2 farklı analizi gerçekleştirilmiştir. Birinci analizde Par1 listesi ile model parametrelerin ve alfa bolluklarının tespitini gerçekleştirerek manyetik alan şiddetinin tespiti belirlenmiştir. İkincisinde ise Par2 listesiyle analiz genişletilerek tüm elementlerin bollukları hesaplanmış ve kinematik özellikleriyle yıldızın köken araştırılması yapılmıştır. Yıldızın köken araştırması galakside dinamik özellikleri iyi tanımlanmış 173 küresel küme üzerinden tahmin edilir. Tahmin metodolojinde hız ve konumsal uzay baza alınarak yıldız ve kümeler için monte carlo algoritması uygulanır. Kümülatif olasılığının en fazla olduğu ilk 5 kümenin tespit edilmesiyle bu kümelerin alfa bollukları, metalisteleri ve yaşları literatürden derlenerek yıldıza en uygun olan küme tespiti yapılmıştır. Bir çok parametre bazında NGC 5927 kümesiyle uyum sergilese de yaş kriteri yıldızın alan yıldızı olarak sınıflandırılmasına neden olmuştur (detaylar için bknz. Yolalan vd. 2025). Yıldızın liretatürde elde edilen model parametrelerinin bu çalışmadaki sonuçlara göre değerlendirmesi Şekil 4.1 da verilmiştir. Gaia DR3 sonuçlarına göre Teff ve metalistede farkın büyük olduğu dikkat çekmektedir. Ancak Gaia parametreleri, yalnızca bu çalışmadan değil ortalama değerlerden de uzaktır. Spektroskopik olarak yıldız için bolluk rapor eden iki çalışma vardır; Afşar vd.(2018) ve Liu vd (2019). Liu vd. (2019) yıldız için Takeda & Tajitsu (2015)'nın atmosfer parametrelerini kullanır. Afşar vd. (2018) ise McDonald gözlemevi, HJS teleskopu, 2.7m/Tull spektrografından alınan yüksek çözünürlüklü tayf analiziyle bolluk belirlemiştir. İki çalışmanında sonuçları Çizelge 4.6 de verilmiştir. Alfa element bollukların karşılaştırması ise Şekil 4.2 de verilmiştir.

Bu tez içerisinde bölüm 3.7. de detayları aktarılan model parametre ve bolluk

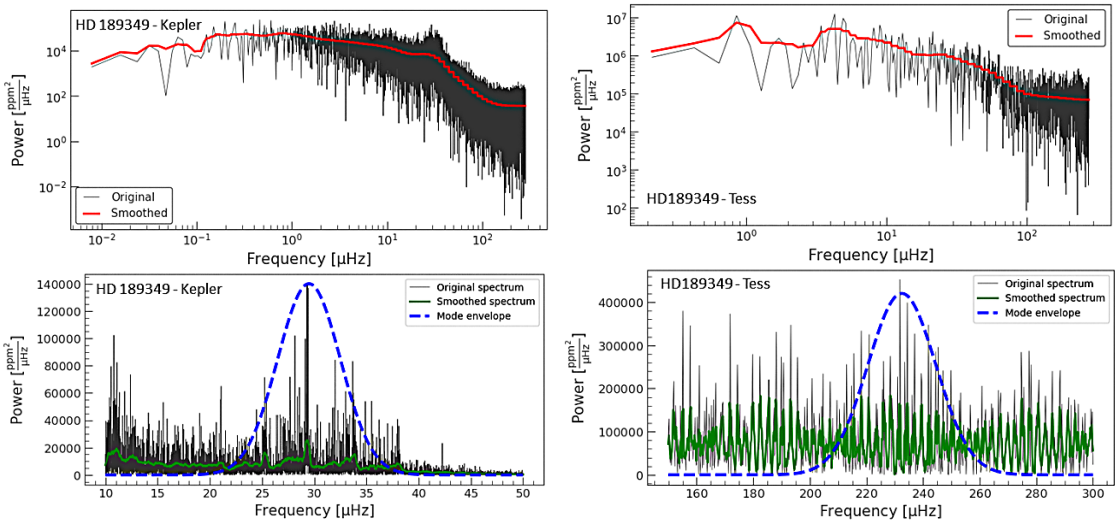


Şekil 4.3. HD 189349 yıldızının MOOG analiz sonucu. Üst panel LEP'e karşı Fe I davranışı, orta panel bunun Fe II geçişlerin eklenmiş hali ve alt panel indirgenmiş ew'ye karşı bolluk dağılımını gösterir.

analizi için uyarılma ve iyonizasyon dengesinin kurulmasının sağlandığı modelin bolluk davranışı Şekil 4.3'deki gibidir. Burada analizde kullanılan nötral Fe bolluklarının uyarılma potansiyeline karşı korelasyonu 0.011 dir (Şekil 4.3 (a)ve (b)). Bu sonuca göre farklı sıcaklık katmanlarını temsil eden her geçiş için etkin sıcaklık (Teff) değeri tespit edilmiştir. Yine analizde elde edilen Fe bolluklarının indirgenmiş eşdeğer genişliklerine göre korelasyonu 0.032 dür. Böylece farklı dalgaboylarındaki küçük ölçekli türbülans kaynaklı değişimleri en iyi temsil eden türbülans hız parametresi elde edilmiştir. Türbülans hız parametresi için yapılan bir diğer test, dispersiyon analizidir (Şekil 3.14). Burada Fe1, Fe2, Cr1 ve Ti1 yi temsil eden eğrilerin minimumu 1.5-1.8 aralığında olması Şekil4.3' i doğrular. Ancak Cr2 ve Ti2 yani iyonize geçilerde nispeten daha büyüktür. Bu durum iyonize geçişlerin mikrotürbülansa karşı hassasiyetini vurgular. Benzer bir şekilde dispersiyon eğriliğinin derinliği de aslında tüm elementler için dar bir türbülans aralığı tanımlanmasına neden olur. Bu da yıldız için türbülansa karşı hassasiyetinin bir göstergesidir.

Huber vd. (2012) Q1-Q10 kadansların analizinden ν_{max}= 29.9 μHz, $\Delta\nu$=4.22 μHz değerlerini hesaplamıştır. Ancak verideki osilasyon modların çıkarımındaki zorluktan dolayı hatasını %4 olarak rapor eder. Veri üzerindeki bu hatanın sebebini yıldızın metalistesine atfeder.

Bu tezde yıldızın KEPLER kısa dönemli verisi olmadığı için uzun dönemli kadansları kullanılarak güç spektrumu oluşturulmuş ve maksimum genliği belirlenmiştir. Şekil 4.4'de hem KEPLER hem de TESS verilerinden analiz edilen LSP profilleri verilmektedir. Üst paneller tüm güç spektrumunu gösterirken, alt paneller olası en büyük genliğin tespiti için alana yakınlaştırma uygulanmış görüntüyü temsil eder. LSP profillerine göre



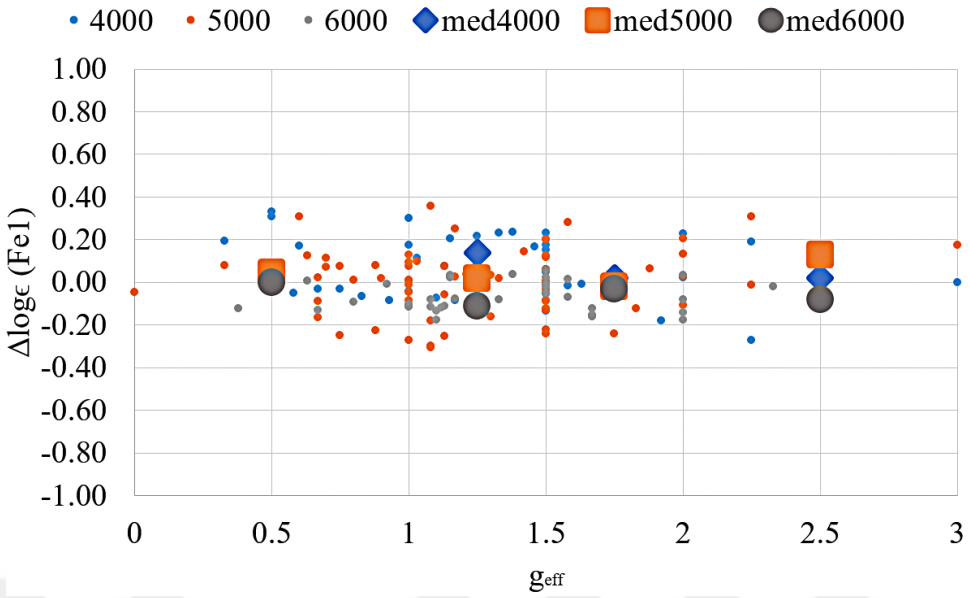
Şekil 4.4. HD 189349 yıldızının KEPLER (sol paneller) ve TESS (sağ paneller) verilerinden elde edilen güç spektrumları. kırmızı ve yeşil çizgiler ayırt edilebilirliği kolaylaştırmak için kullanılan spektruma fit edilmiş fonksiyonlardır. Mavi kesikli çizgi ise mod geçişlerinin olduğu alanı temsil eden Gauss fonksiyonudur.

KEPLER verisi üzerindeki hörgüç yapı sayesinde en büyük genlik frekansının tespiti oldukça aşikardır. Ancak TESS verisi bu analiz için uygun bir profil sergilememektedir. Yıldız için bu tezde tespit ettiğimiz ν_{max}= 29.5 değeri ölçeklendirme ilişkisi metoduyla hesapladığımız 63.7 değerinden 35.2 μHz düşüktür. Ancak bu değer yıldızın ışıtma sınıfını etkileyecek nitelikte bir fark değildir. Bu tezde elde edilen logg değeri ile karşılaştırıldığında 0.34 dex düşük logg değeri ile model kompanzasyonunu sağlamaktadır. Ancak bu değer, bu çalışmada belirlenen modelin hatası dışındaki bir logg değerine işaret etmektedir. Çizelge 4.5 de literatürden derlenen atmosfer parametrelerinin değerleri yıldız için 28 ila 89 μHz arasında değer belirtir.

Lande-g faktörlerine karşı Fe 1 geçişlerinin bolluk davranışı, Güneş için, Şekil 3.13 de verilmişti. Bu yıldız için ise Fe 1 bolluklarının davranışı Şekil 4.5'deki gibidir.

Burada 4000Å da, 1-1.5 lande-g faktörüne sahip bollukların medyan değeri ile 5000Å bölgesindeki lande-g > 2 olan geçişlerin medyan değeri neredeyse ortalamadan aynı miktarda farklılık serilediği görülmektedir. Diğer yandan ise 6000Å bölgesinde tüm lande-g faktörlerindeki bollukların davranışı ortalama bolluğun altında kalmaktadır. Bunun temel nedeni ise yıldızın manyetik alan yönelimi olabilir. Ancak yönelimini tespit etmek için ilgili tarihte gözlenen eş zamanlı bir polarizasyon gözlemi bulunmamaktadır. Bu tezde Güneş analiz sonuçları referans alınarak yalnızca 5000Å bölgesindeki geçişler için farkın kompanzasyonu irdelenmiştir.

Yıldızın bu tezde oluşturulan çizgi listesiyle belirlenen model parametreleri; 5150 K, 2.73 cgs, -0.50 dex ve 1.64 km/s, par2 ile belirlenen parametreleri ise 5000 K, 2.60 cgs, -0.65 dex ve 1.41 km/s dir. Yıldızın literatürde rapor edilen bollukları Çizelge 4.6'da, alfa bolluklarının mukayesesi ise Şekil 4.2'de içerilmiştir. Bu tezdeki ortalama Fe I bolluğu 6.99±0.14 tür. 5000Å bölgesinde, Lande-g faktörü >1.9 olan Fe I geçişlerinin ortalaması ise 7.14 dex olarak hesaplanmıştır. Manyetik alana duyarlı bu geçişlerin ortalama rapor edilen bolluk değerine ulaşması için 100K daha soğuk atmosfer modeli gerekli olduğu



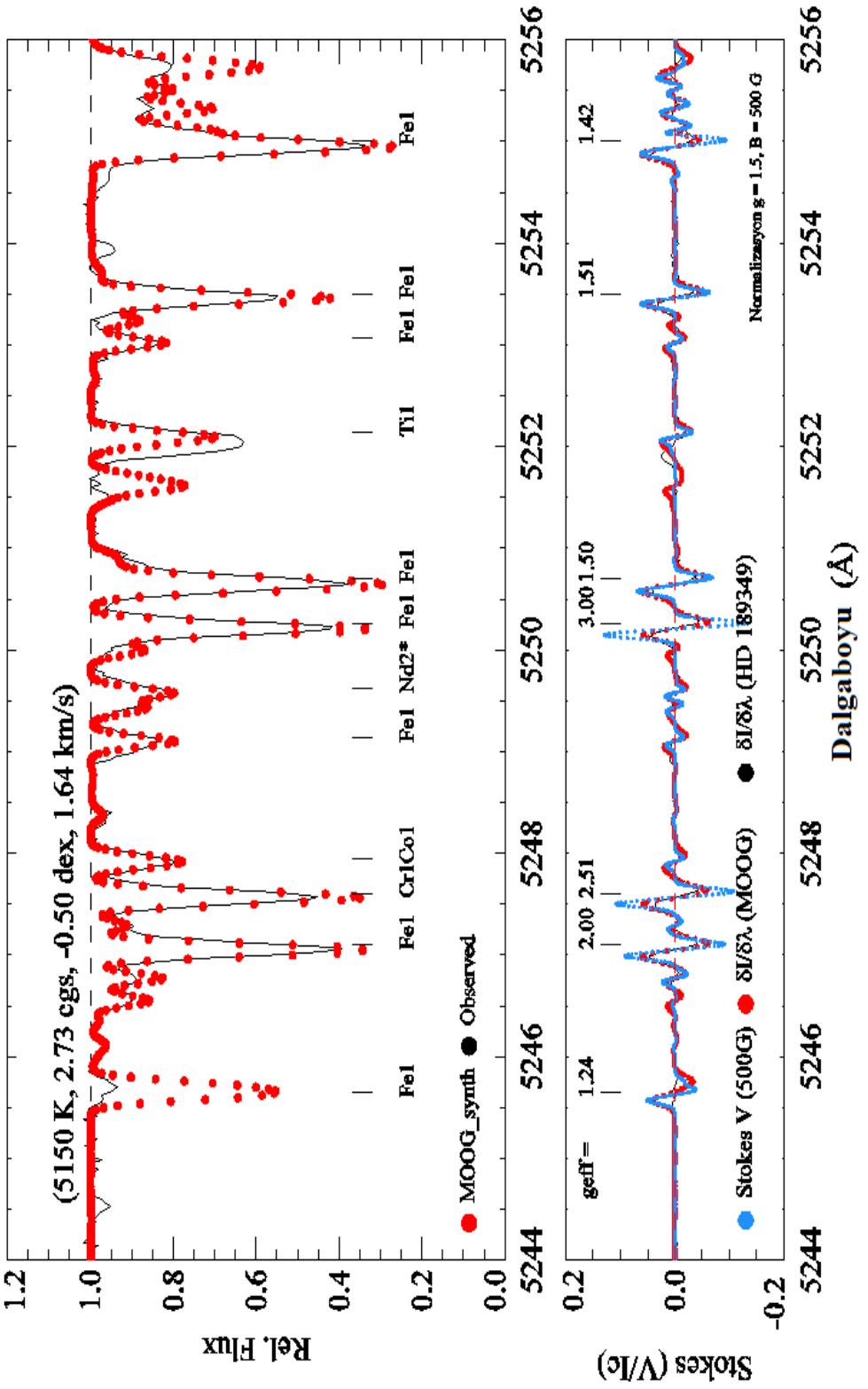
Şekil 4.5. HD 189349 yıldızı için geff e karşı bolluk dağılımı. Şekil 3.13'deki ile aynı yapıdadır.

tespit edilmiştir. Bu değer yıldızın sıcaklık için verilen hata değeri içerisindedir. Ancak bu durum, manyetik alan etkisi altında bu farkı kompanse edecek şiddet değerinin tespiti için engel değildir.

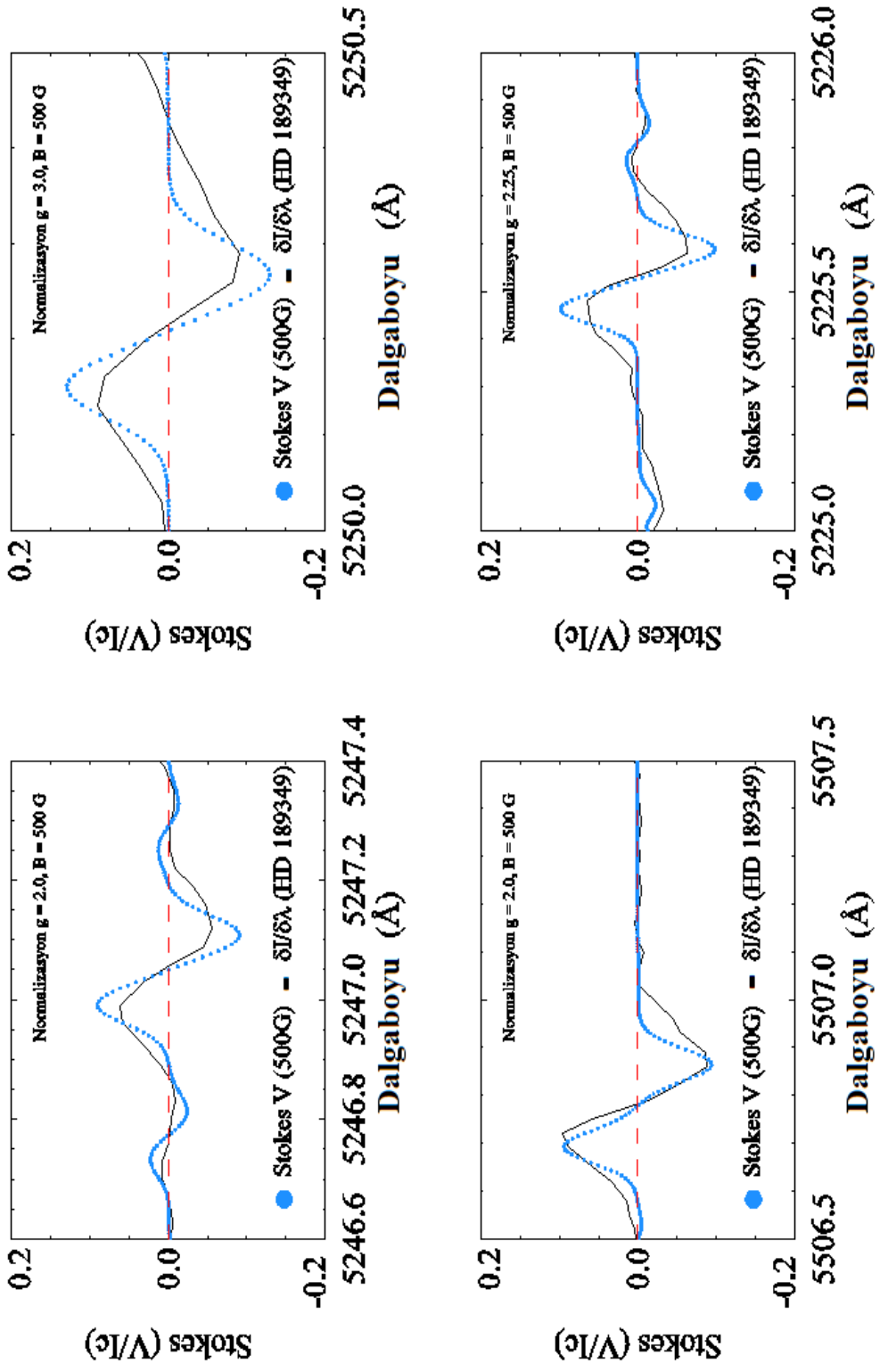
Manyetik alan altında profillerdeki değişimi görmek için yıldız modeline en yakın seçilen MARCS model parametreleri; 5250 K, 3.0 cgs, -0.50 dex ve 2.0 km/s dir. Bu modelin bolluk sonuçlarına göre elde edilen ortalama Fe I bolluğu 7.00 dir ve gerçek modelden elde edilen fark 0.01 dextir. g > 1.9 geçişler için ortalama yine 7.14 dür. Polarizasyon etkisi olmadan ve bolluğun manyetik alana duyarlı geçilerin ortalama bolluğuna ayarlanarak sentetik profillerden (5225.53, 5247.06, 5250.22 ve 5506.79 Å için) hesaplanan ew değerleri sırasıyla (7.14 dex de); 101, 91.1, 90.4, 138.0 mÅ olarak belirlenmiştir. Buna göre ilgili geçişlerin 7.00 dex e modellenmiş profilleri, 500 G manyetik alan şiddeti altında sırasıyla 99, 90.0, 88.4, 135.2 mÅ olarak ölçülmüştür. Sentetik olarak oluşturulan profillerin gözlenen veriden ortalama 20 mÅ farklı olan 500G alan şiddetli modelin, gözlenmesi beklenen Stokes V profili Şekil 4.6'de, seçilmiş çizgiler üzerinden stokes profilleri ise Şekil 4.7'de verilmektedir.

Şekil 4.6'de, üst panel HD189349 yıldızının gözlenen şiddet tayfı üzerine, model parametrelerinden MOOG-synth yardımıyla üretilmiş sentetik tayfını göstermektedir. Alt panelde ise gözlenen şiddet tayfının dalgaboyuna göre türevi, kendi model parametre setiyle üretilen sentetik tayfın türevi ve SYNMAST kodu ile üretilen sentetik Stokes V tayfı vardır. Türev tayflarında normalizasyon, 500G ve 1.5 g faktörü üzerinden yapılmıştır.

Şekil 4.7' da ise manyetik alan şiddetinin tespitinde kullanılan geçişlerin gözlenen tayfın türeviyle sentetik Stokes V profilleri bireysel geçişler için gösterilmiştir. Sentetik profillerin oluşturulmasında çözünürlük ESPaDOnS için nominal değer olan 80000 olarak ayarlanmıştır. Bu durum çizgi genişliklerinin ve derinliklerinin üzerinde etmen bir faktördür. Sentetik ve gözlenen veri arasındaki farklara bakıldığında en iyi uyumu sergileyen 5506 geçişidir. Aynı lande-g faktörüne sahip olan 5247 geçişinde ise genlik farkı ∼0.05 mertebesindedir. Diğer geçişler içinde fark lande-g faktörleri farklı olmasına rağmen



Şekil 4.6. Üst panelde HD 189349 yıldızının ESPaDOnS tayfı ve sentetik spektrum (moog-synth) gösterilmiştir. Alt panelde ise gözlenen ve sentetik şiddet tayfının türevi ve SYNMAST kodunda 500G manyetik alan şiddeti altında üretilen STOKES V tayfı yer almaktadır.



Şekil 4.7. Seçilmiş çizgilerin Stokes V profilleri.

aynı seviyelerdedir. Bu farka sebep olabilecek bir kaç durum olabilir; (i) Termal etkiler, (ii) Yakınındaki farklı geçişlerin yarattığı polarizasyon etkisi, (iii) manyetik alan yönelimi. Profillerdeki genişliğin temel sebepleri ise; (i) çözümlenemeyen farklı geçişlerin katkısı, (ii) Stenflo (1984)' de belirttiği gibi Dünya atmosferindeki su buharının etkisi olabilir. Ancak bu, çizgi değil, süreklilik polarizasyonu ile ilişkilidir. Bu yüzdende Stokes profillerinin genişlemesine katkı sağlar.

Manyetik alan şiddetinin tahmini için geliştirilen yeni metodun hata miktarını belirlemek üzere süreklilikten kaynaklı oluşabilecek fark değerlendirilmiştir. Bunun için seçilmiş çizgilerin sentetik profillerin sürekliliklerinde %1 lik bir öteleme (yani süreklilik 1.0 iken 1.01'e ötelenirse) ile eşdeğer genişlikler yeniden ölçülmüştür. 500G altında yukarıdaki paragrafta belirtilen eşdeğer genişlikler, 5225.5, 5247.0, 5250.2 geçişleri için sırasıyla 1.8, 1.2 ve 3.4 mÅ değişim sergiler. Sürekliliğin değişimi ile belirlenen farkın kompanzasyonu manyetik alan şiddetinde +100 G luk farka sebep olmaktadır. Tespit edilen bu değer, yeni yöntemle belirlenen manyetik alan şiddetinin hatası olarak değerlendirilebilir.

4.2. BD + 443197

Yıldızın nispeten yüksek teğetsel hıza sahip olması ($\sim$ -116 km/s), literatürde ilk olarak yıldızın hız tabanında gözlem ve analizlerinin yapılmasına neden olmuştur. Carney vd. (1994) de yıldızın 3312 gün radyal hız değişimini analiz ederek yıldızın yörünge parametrelerini rapor eder. Yörünge çözümlemesine göre yıldızın galaktik düzlemden uzaklığı 0.2 kpc dir. Radyal hız değişimiyle aynı zamanda bileşen tespiti analizi yapmayı amaçlayan çalışmada yıldızın çoklu bir sistemi temsil ettiğini belirtsede bir çift yıldız olduğuna dair kanıt bulunamamıştır. Sozetti vd. (2009)'da 758 günlük HIRES verisiyle elde ettiği RV gözlemlerinden yıldızda bileşen olmadığını belirterek Güneş'ten olan fotometrik uzaklığını 105 pc rapor eder.

Yıldız üzerine ilk spektroskopik çalışma Brunt vd. (2012) tarafından gerçekleştirilmiştir. Yarı otomatize kod ile yüksek çözünürlüklü tayf analizinden model parametre ve element bollukları rapor etmektedir. Kullandığı çizgi listesini VALD3 veritabanından yıldız çıkarım opsiyonunu kullanarak derleyip, Güneş üzerinde atomik verilerini yeniden düzenler. Rapor edilen bolluklar Çizelge 4.7'da verilmiştir. Bolluk rapor eden diğer bir çalışma ise Ting vd. (2019) dur. APOGEE DR14 verisini analiz eden çalışmada Payne kodu kullanarak spektrum fit tekniğinden yararlanılmıştır. Elde edilen bolluklar Çizelge 4.7'da yer almaktadır. Öte yandan, APOGEE DR 16 ile çalışma yapan Jhonsson vd. (2020) yıldızın gözlem tayf kalitesinin yetersizliğini belirterek ne model parametresi ne de element bolluğu yıldız için rapor etmemektedir[39]. Literatürde son olarak spektroskopik çalışma ile bolluk analiz eden Morel vd. (2021) çalışmasıdır. Orta-üstü çözünürlüğe sahip Sophie gözlem verisi üzerinden, Reddy vd. (2003) çizgi listesini kullanarak 21 element için bolluk belirleyen çalışmada logg asterosismik çalışmadan alınarak sabit bir değer kabul edilip diğer parametrelerin serbestliği ile model parametreler belirlenmiştir. 1D LTE koşul altında MARCS modelleri kullanarak elde edilen bolluklar Çizelge 4.7'da içerilmiştir. Ayrıca çalışmada Benby vd. (2014) metodolojisi kullanılarak Gaia DR2 verileri ile yıldızın ince disk popülasyonuna ait olduğu belirtilir.

Bu tez içerisinde gözlemsel metodoloji ve analiz kısmında detayları aktarılan model

[39]DR17 içinde yayınlanan bir bolluk değeri yoktur. Abdurrouf vd (2022)

Çizelge 4.7. BD+443197 yıldızının literatür bollukları; Ref1: Bruntt vd. (2012), Ref2:Ting vd. (2019), Ref3: Morel vd. (2021)

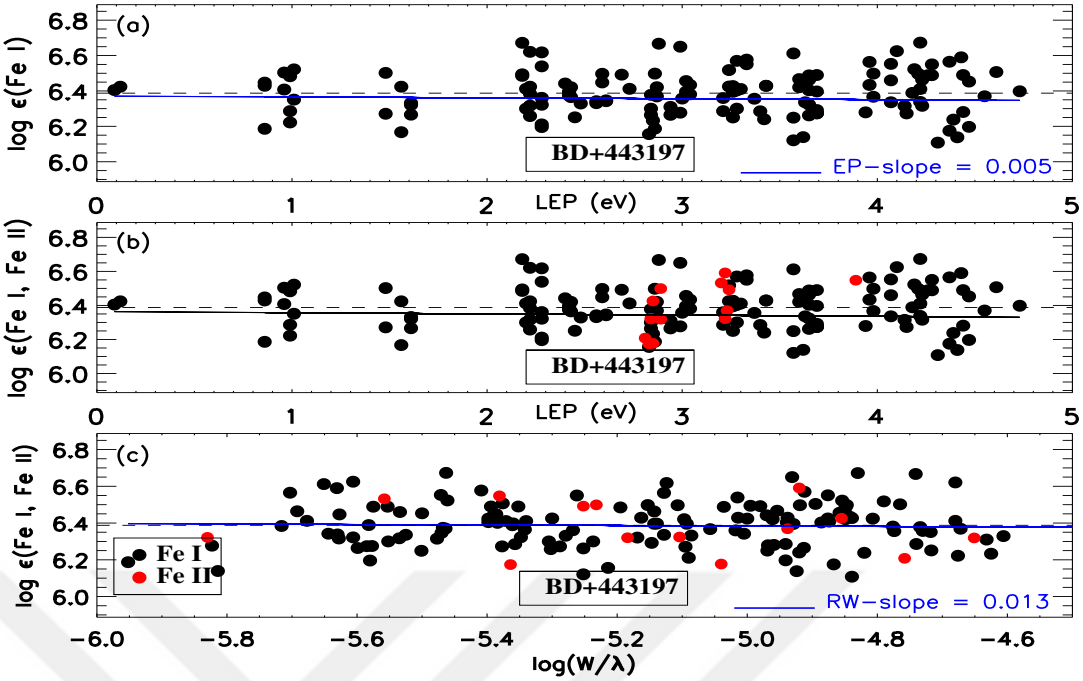
İyon	Ref1 [X/H] (dex)	Ref2 [X/H] (dex)	Ref3 [X/Fe] (dex)	İyon	Ref1 [X/H] (dex)	Ref2 [X/H] (dex)	Ref3 [X/Fe] (dex)
C	-0.68	-0.61	0.08	Ti II	-0.78	-	-
N	-	-0.46	-	Cr	-1.27	0.11	–0.04
O	-0.36	0.20	-	Cr II	-1.09	-	-
Na	-1.01	-	–0.07	Mn	-	-0.55	–0.32
Mg	-0.76	-0.37	0.30	Fe	-1.17	-1.00	-
Al	-	-1.68	-	Fe II	-1.05	-	-
Si	-0.89	-1.70	0.16	Ni	-1.15	-1.05	–0.04
Si II	-0.63	-	-	Cu	-	-0.50	–0.17
S	-	-2.13	-	Zn	-	-	0.01
K	-	-0.42	-	Sr	-	-	0.05
Ca	-0.88	-0.10	0.21	Y II	-	-	0.00
Sc II			0.19	Ba II	-	-	-0.04
Ti	-0.95	0.44	0.18	-	-	-	-

parametre ve bolluk analizi için uyarılma ve iyonizasyon dengesinin kurulmasını sağlayan bolluk davranışı Şekil 4.8 deki gibidir.

Burada analizde kullanılan nötral Fe bolluklarının uyarılma potansiyeline karşı korelasyonu 0.005 dir (Şekil 4.8 (a)ve (b)). Bu sonuca göre farklı sıcaklık katmanlarını temsil eden her geçiş için etkin sıcaklık (T_{eff} değeri tespit edilmiştir. Yine analizde elde edilen Fe bolluklarının indirgenmiş eşdeğer genişliklerine göre korelasyonu 0.013 dür. Böylece farklı dalgaboylarındaki küçük ölçekli türbülans kaynaklı değişimleri en iyi temsil eden türbülans hız parametresi elde edilmiştir. Şekil 3.14 de yıldızın dispersiyon analizine göre Fe1, Fe2, Ti1 elementlerin eğrileri yıldızın olası mikrotürbülans değerinin 1-1.3 aralığında olduğunu, Ti2 ye göre ise 1.5 da olduğunu gösterir. Bu değerler Şekil 4.8'den elde edilenle uyumludur. Öte yandan Cr1, Cr2 için net bir sonuç çıkarılması güçtür. Eğrilerin derinliği incelendiğinde ise bu yıldızın türbülans hassasiyetinin HD189349'a göre nispeten daha düşük olduğu görülmektedir.

Model parametrelerin literatürle uyumu Şekil 4.1 da verilmiştir. Literatür ortalamasıyla uyumlu model parametrelerine sahip yıldızın Gaia parametreleri, T_{eff} de HD189349'un aksine ortalamayla uyum içerisindedir.

Asterosismik analizinde ilk yapılan çalışmalardan biri Mathur vd. (2012) dir. Çalışmada 1 aylık ilk KEPLER verilerinin analizi içerilmiştir ve yıldızın kütlesi 0.81 $M_{\odot}$, yarıçapı 1.02$R_{\odot}$ ve yaşı 13.35 Gyr olarak belirlenmiştir. Model grid tabanında elde ettiği ν_{max} 2510, $\Delta\nu$ 116.24 μHz dür. Mazumdar vd. (2014) konvektif zarfın ve He iyonize zarfın derinliğini farklı metodolojilerle tespit etmeye çalışmıştır. Metotlara A, B, C ve D ile isimlendirme vererek A, B ve D den konvektif zarf sırasıyla; 2750, 2481, 2430 sn de, He zarfı ise yalnızca B metodu ile 973 sn de belirlenmiştir. Model karşılaştırmasına göre konvektif zarf 4273 sn de, He ise 3229 sn de bulunmaktadır. Verma vd. (2017) He zarfının genliğini çok düşük olduğun için konumunun zor tespit edildiğini belirterek konumunu gözlemden 968, modelden 929 sn olarak belirlemiştir. Ancak konvektif zarf gözlenen veriye göre 2455, modele göre ise 2528 sn de yer almaktadır. yıldızın yaşı bu çalışmada



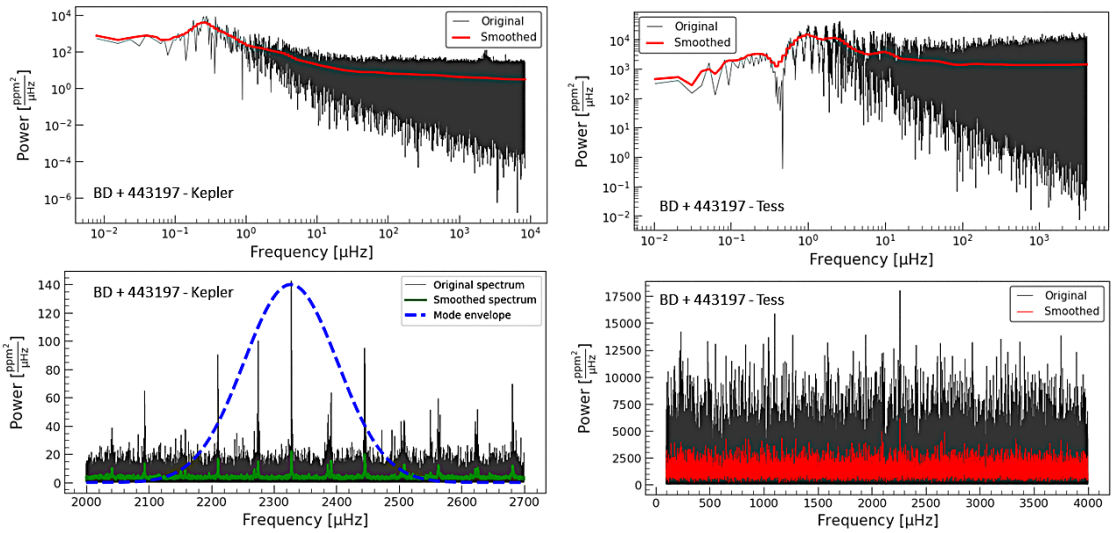
Şekil 4.8. BD + 443197 yıldızı için MOOG analiz adımlarını gsterir temsili görsel. Üst panel LEP'e karşı Fe I davranışı, orta panel bunun Fe II geçişlerin eklenmiş hali ve alt panel indirgenmiş ew'ye karşı bolluk dağılımını gösterir.

12.4 Gyr olarak rapor edilmiştir. Lund vd. (2017), maksimum genlik frekansını 2455, büyük ayrışım parametresini 117.2 μ Hz olarak belirlediği revize çalışmasında Q5 ile Q17 arası segmentleri analiz edilmiştir. Keifer vd. (2017) yıldızlardaki manyetik aktiviteyi osilasyonlarda arar. Kısa dönemli KEPLER analizleriyle frekans kaymalarını tespit ederek, p-mode zarfının yüksekliğindeki değişim evrimine bakar. Yıldızın 1147 günlük verisinde frekans kaymasının bir döngü içerisinde olduğunu tespit ederek kayma ve p-mod osilasyon yüksekliği arasında korelasyon tespit eder. osilasyon genliklerinin zayıf olmasıyla birlikte bu davranışın manyetik aktiviteden olduğunu belirtmiştir.

Bu tez kapsamında yıldızın KEPLER ve TESS ışık eğrilerinden çıkarılan LSP grafiği Şekil 4.9 de verilmiştir. Üst panelde, kısa dönemli KEPLER verileri kullanılarak oluşturulan periyodogram, maksimum genliğin tespit etmek için uygun yapıdadır. Öte yandan TESS verisinden oluşturulan periyodogram incelendiğinde böylesi bir tespitin yapılması zordur. Gözlemsel olarak 2327 μHz de en büyük genliği tespit edilen yıldızın, spektroskopik olarak belirlenen model parametre seti kullanılarak ölçeklendirme ilişkisinden hesaplanan genlik frekansı 1408.69 μHz dir. Bu sonuç asterosismik logg den 0.22 dex daha küçük logg değerine tekabül eder. Spektroskopik hata sınırı içerisinde kalan bu değer bu yıldız için kabul edilebilir bir sonuçtur.

Manyetik aktiviteye ilişkin yıldızın Ca II H ve K çizgi analizini yapan Booth vd (2020) ESPaDOnS tayfının S indeksini 0.15, log R_{hk} değerini ise -5.01 olarak belirlemiştir. Bu sonuca göre yıldız aktif değildir. Ancak bu tezde aynı veri üzerinden aktif bir yıldız olduğu sonucu çıkarılmıştır (bknz. Çizelge 3.3). Dolasıyla spektrum üzerinden gerçekleşen her analizde süreklilik düzeltmesinin önemli bir rolü olduğu unutulmamalıdır.

Lande-g faktörlerine karşı Fe 1 geçişlerinin bolluk davranışı, Şekil 4.10'deki gibidir.



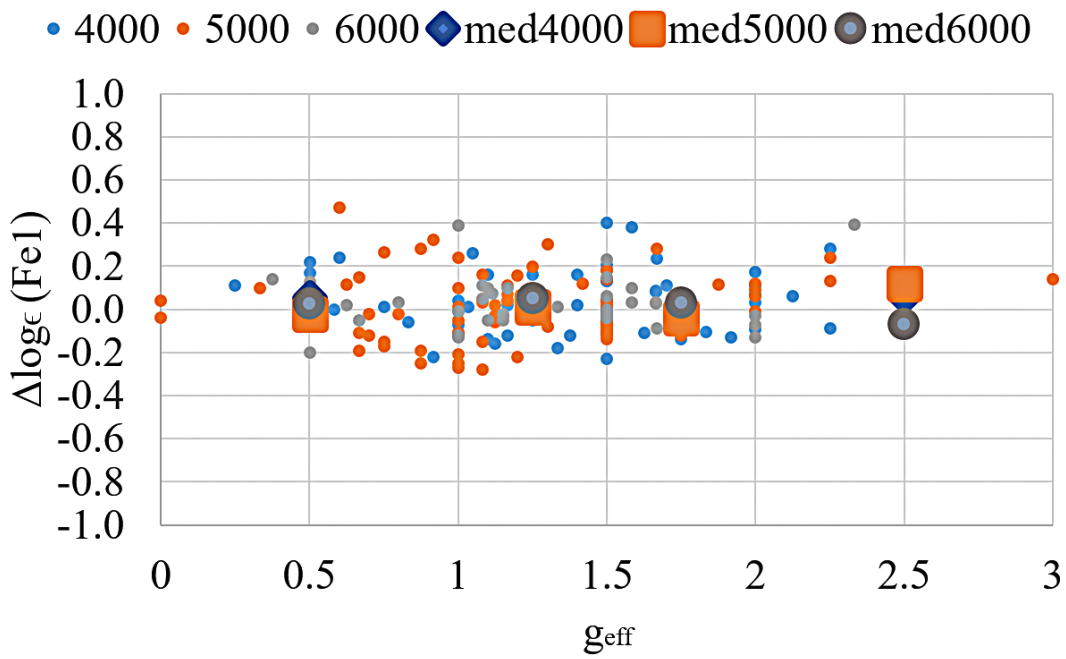
Şekil 4.9. BD+443197 yıldızının KEPLER (sol paneller) ve TESS (sağ paneller) verilerinden elde edilen güç spektrumları. Şekil 4.4 ile aynı.

Burada bollukların medyan dağılımı, 4000, 5000 ve 6000Å aralığında lande-g faktörü < 2 olan geçişler için yakın değerler arasında değişim sergilerken, lande-g >2 olan geçişlerin 4000 ve 5000Å aralığındaki bollukları ortalamanın yukarısında, 6000Å aralığındaki bolluklar ise ortalamanın altında davranış sergiler. Bu durum HD189349 yıldızı ile ortak bir davranıştır. Bu yıldız içinde yine Güneş referansı göz önünde bulundurularak 5000Å bölgesindeki geçişler için farkın kompanzasyonu irdelenmiştir.

Bu tezde yıldızın model parametreleri; 5800 K, 4.1 cgs, -1.10 dex ve 1.15 km/s dir. Literatürde rapor edilen bollukları Çizelge 4.7'da içerilmiştir. Ortalama Fe I bolluğu 6.39±0.14, Fe II bolluğu 6.41±0.13 dür. 5000Å bölgesinde, Lande-g faktörü >1.9 olan Fe I geçişlerin ortalaması 6.54 olarak tespit edilmiştir. Manyetik alana duyarlı bu geçişlerin ortalama rapor edilen bolluk değerine ulaşması için 120K daha soğuk atmosfer modeli gereklidir.

Manyetik alan altında profillerdeki değişimi görmek için yıldız modeline en yakın seçilen MARCS model parametreleri; 5750 K, 4.0 cgs, -1.0 dex ve 1.0 km/s dir. Bu modelin bolluk sonuçlarına göre elde edilen ortalama Fe I bolluğu 6.41, g > 1.9 için ortalama 6.51 dir ve gerçek modelden elde edilen fark 0.02 dextir. Buna göre SYNMAST arayüzünde Fe bolluğu 6.41 dex e ayarlanmıştır. Polarizasyon etkisi olmadan sentetik profillerden (5225.5, 5247.06, 5250.22, 5506.79Å için) hesaplanan ew değerleri (6.51 dex için) sırasıyla 33.0, 26.0, 25.0, 77.3 mÅ olarak belirlenmiştir. Buna göre ilgili geçişlerin 6.41 dex e ayarlanmış profilleri, 600 G manyetik alan şiddeti altında sırasıyla 30.0, 21.7, 20.0, 77.5 mÅ olarak ölçülmüştür. 600G altındaki sentetik profillerin ew değerleri, gözlenen ew değerleri ile uyumlu olan yıldız için gözlenen bir spektropolarimetrik verisi olmadığından sonuçlar değerlendirilememektedir. Ancak yıldız için SYNMAST ile hesaplanmış Stokes V profili Şekil 4.11' daki gibidir.

Burada, üst panel BD+443197 yıldızının gözlenen şiddet tayfı üzerine, model parametrelerinden MOOG-synth yardımıyla üretilmiş sentetik tayfını göstermektedir. Alt panelde ise gözlenen şiddet tayfının dalgaboyuna göre türevi, kendi model parametre setiyle üretilen sentetik tayfın türevi ve SYNMAST kodu ile üretilen sentetik Stokes V



Şekil 4.10. BD+443197 yıldızının Lande-g faktörlerine göre Fe 1 bolluklarının dağılımı. Şekil 3.13 ile aynıdır.

tayfı vardır. Türev tayflarında normalizasyon, 600G ve 1.5 g faktörü üzerinden yapılmıştır. Lande-g faktörü 1.5 olan geçişler için sentetik Stokes V profillerinin türev tayfıyla uyumu görülmektedir.

Seçilmiş geçişler için hesaplanan Stokes V profilleri ve gözlem tayfının türev çakıştırması Şekil 4.12'de verilmiştir.

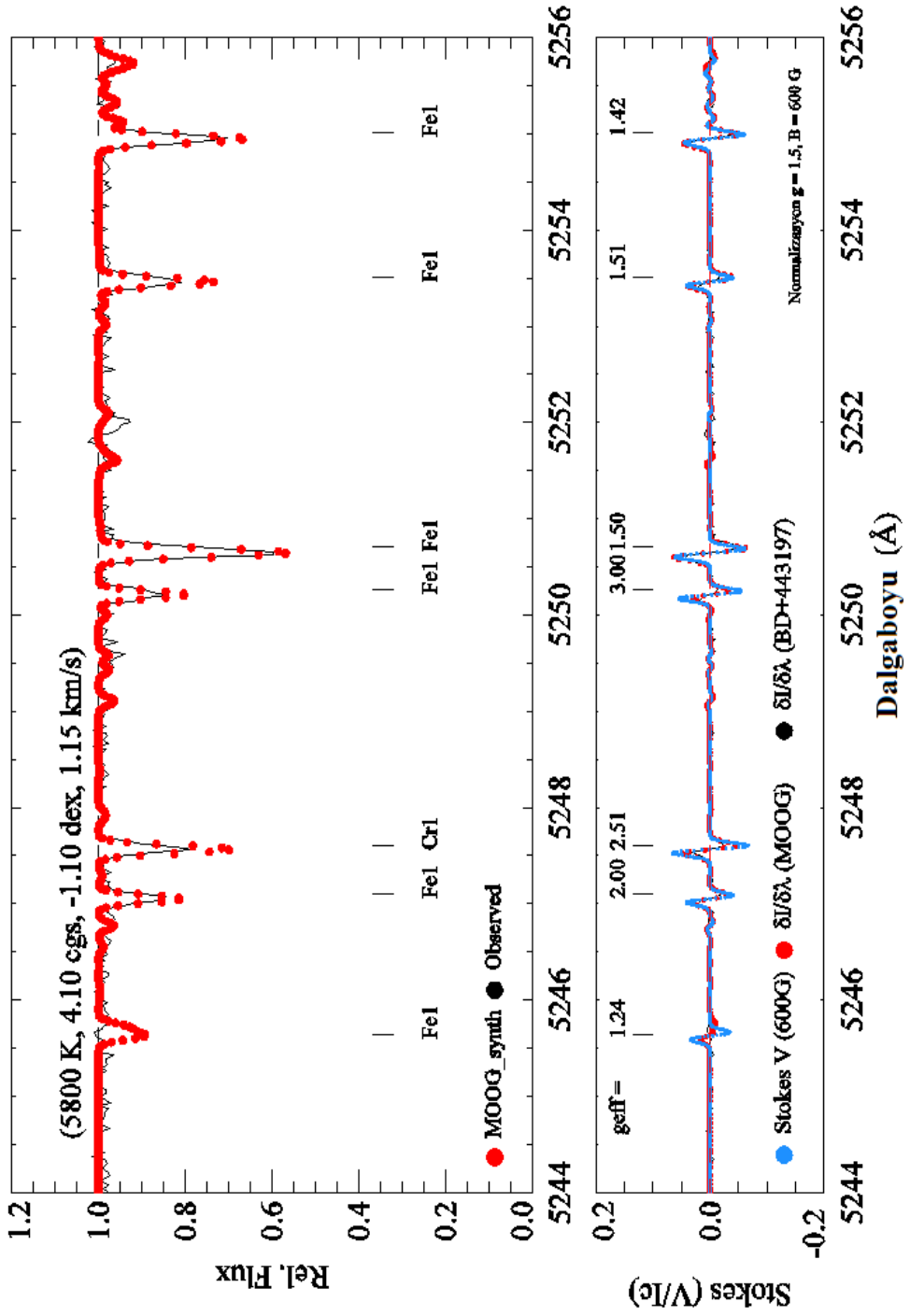
Burada 5506Å geçişinin türev tayfının genliği sentetik stokes profiline göre büyük, diğer çizgilerin sentetik tayflarının genliği ise HD189349 daki gibi türev tayfından fazladır. Ek olarak, 5250 geçişinde genliklerin maksimuma ulaştığı dalgaboyu değerleri, sentetik tayftan uzaklaşmıştır.

4.3. HD 186306

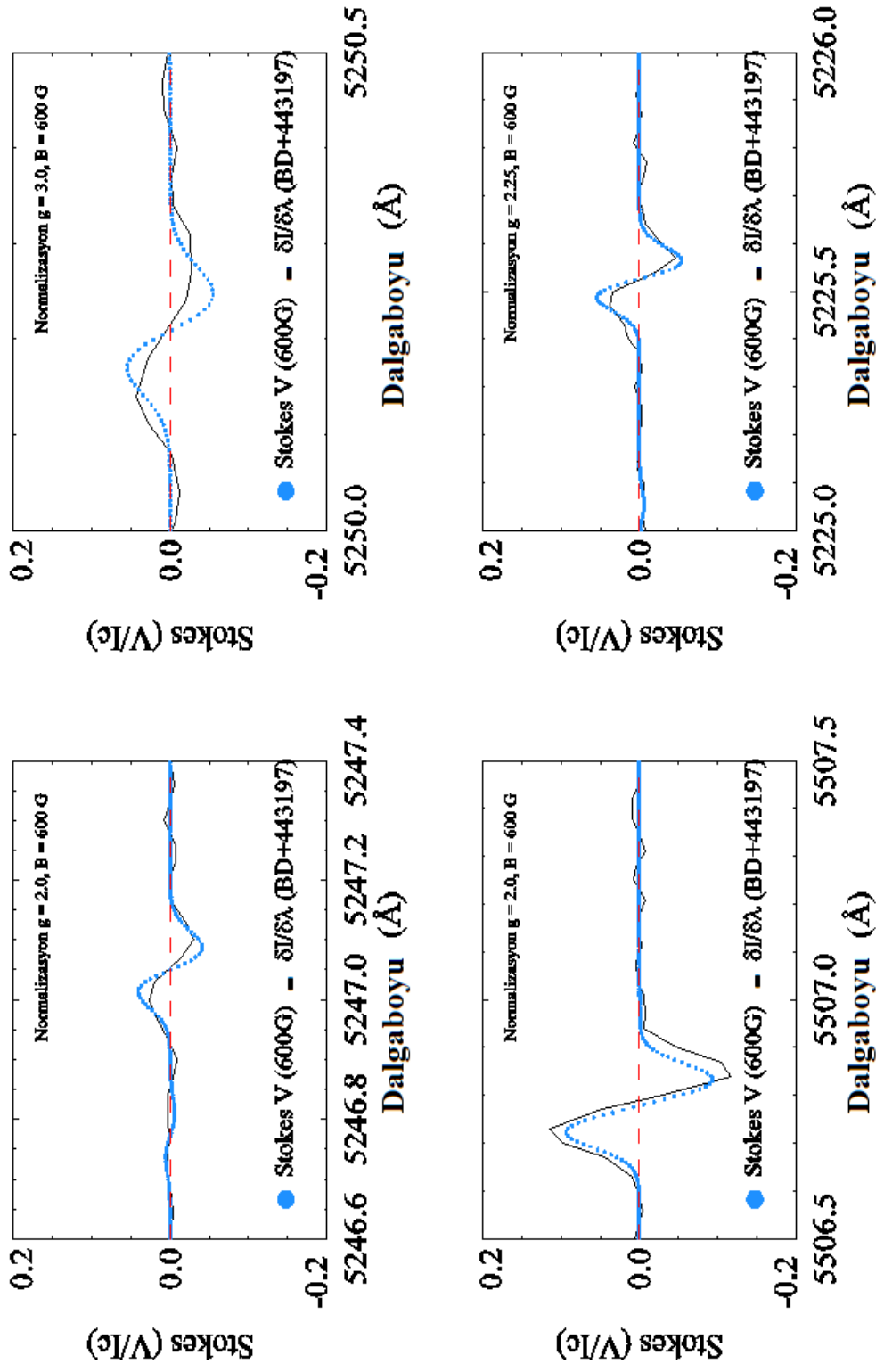
Yıldızın SİMBAD veri tabanında sorgulanan 1850 den bu yana yalnızca 71 çalışmada atfı bulunmaktadır. Bu çalışmaların çoğunluğu TESS verisi de bulunmasına rağmen KEPLER verisi üzerinden gerçekleşen asterosismik çalışmalardır. G9 tayf türünden cüce ışıtma sınıfındaki yıldızın yaşı 10 Gyr, kütlesi 0.72 dir (Lund 2017). Güneş komşuluğunda sınıflanan yıldızın uzaklığı Güneş'ten 27 pc, galaktik düzlemden 0.064 kpc, galaksi merkezinden ise 8.19 kpc mesafede ince disk yıldızı olarak kinematik olarak sınıflanmaktadır (Grieves vd 2018).

Yıldızın düşük kütleli olması sebebiyle Bellinger ve Delsgaard (2019), bu yıldız özelinde Gravitasyonel çekim sabitinin sabitliğini test etmiştir. Düşük kütle seçimi özelliği, kütleden kaynaklı belirsizliğin azlığındandır. Asterosismolojide kozmik zaman değişiminin kısıtlanmasına neden olan bu sabitin geçmiş zamandan bu yada önemli bir değişim sergilemediği bu çalışmada güncel analiz metotlarıyla gösterilmiştir.

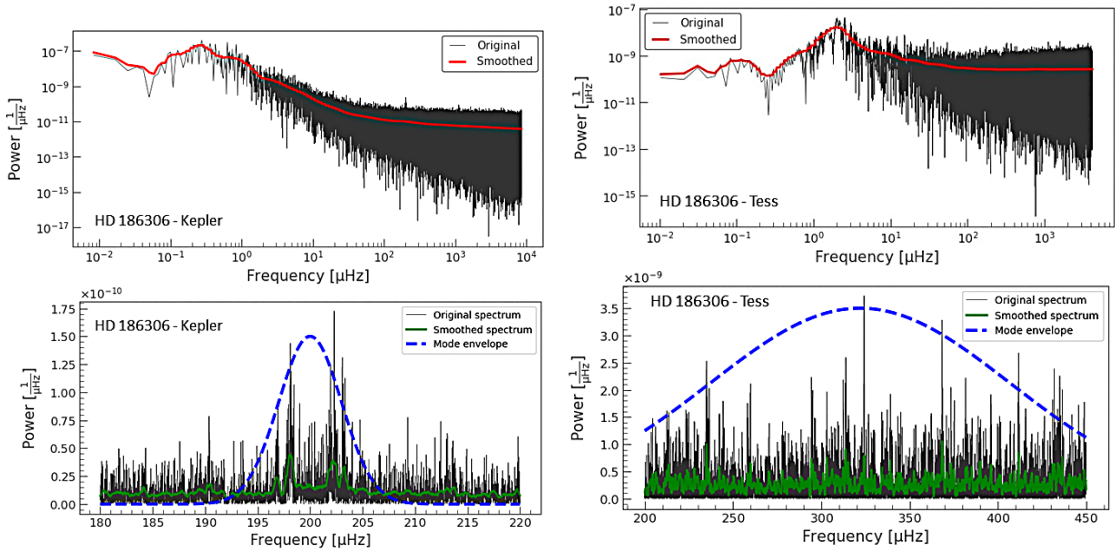
Sismik çalışmalarda en kapsamlı frekans analizini gerçekleştiren çalışma ise Lund



Şekil 4.11. Üst panelde BD+443197 yıldızının ESPaDOnS tayfı ve sentetik spektrum (moog-synth) gösterilmiştir. Alt panelde ise gözlenen ve sentetik şiddet tayfının türevi ve SYNMAST kodunda 600G manyetik alan şiddeti altında üretilen STOKES V tayfı yer almaktadır.



Şekil 4.12. BD+443197 yıldızının seçilmiş çizgiler için Stokes V profilleri.



Şekil 4.13. HD 186306 yıldızının KEPLER (sol paneller) ve TESS (sağ paneller) verilerinden elde edilen güç spektrumları. Şekil 4.4 ile aynı.

vd. (2017) çalışmasıdır. Çalışmada yıldız için en dikkat çeken özelliği radyal mod çizgi genişliklerinin bazı radyal derecelerde oldukça küçülmesidir. Olgunun fiziksel tartışması makale içerinde detaylandırılmamıştır, ancak anakol davranışından farklılığı belirtilmiştir. Güneş benzeri osilasyon sergilediği belirtilen yıldızın literatürde gerçekleşen sismik çalışmalarına göre yıldızın en büyük genlik frekansı 4189-4197 μ Hz, büyük ayrışım frekansı ise 173-177 μ Hz aralığındadır.(Lund vd. (2017); Silva vd. (2017); Huber vd. 2017; Viani vd (2018)) Bu çalışmalara ek olarak KEPLER verilerinden (Q6-Q17 segmentlerin analizleri) Verma vd (2017), akustik bozulmaları inceleyerek yıldızın konvektif zarfının ve iyonize He zarfının konumunu tespit etmiştir. Lund vd. (2017) verilerini kullanarak gerçekleştirdiği analize göre yıldızın konvektif zarf derinliğini 1955 sn, iyonize He zarfının derinliğini ise 551 sn olarak belirlemiştir. Modele göre ise bu değerler sırasıyla 1824 ve 580 sn dir. Sismolojik çalışmalar içerisinde yıldız için diğer dikkat çeken çalışma yıldızın aktivite tespitine yönelik olan Santos vd. (2019)'un çalışmasıdır. Güneş'te akustik modların frekansları manyetik aktivite seviyesiyle fazda değişme sergiler. Bu frekans değişimlerinin Güneş tipi yıldızlarda benzer olması beklenir. 90 günlük KEPLER veri analiziyle hesaplanan modların S_{ph} olarak literatürde bilinen fotometrik aktivite indeksinin korelasyon sergilediği yıldız için tespit edilmiştir. Santos vd. (2023) S_{ph} değerlerine göre, bu yıldızı Güneş'den sonra aktivite döngüsünün belirlenebileceği potansiyel yıldızlar arasında değerlendirmektedir.

Bu tez kapsamında KEPLER ve TESS verilerinden elde edilen güç spektrumu Şekil 4.13'de verilmiştir.

KEPLER kısa kadans verilerinden elde edilen güç spektrumu, maksimum genlikli osilasyonunun belirlenebilmesi için yeterli şiddetle genliğe sahip olmadığı görülmektedir. Nispeten görülen tepeler arasından seçilen osilasyon genliği bu tezde 200 μHz dir. Benzer şekilde TESS verileride aynı bölgede zayıf genlikte bir osilasyon tepeleri gösterir. Lund vd (2017), de mod frekanslarını, Monte Carlo simülasyonları kullanılarak, verilen model parametrelerine en yakın elde edilecek değer olarak raporlanmıştır. Çalışmadaki Şekil 4 de paylaşılan grafik, belirlenen mod frekansının temsiliyetini çok zayıf olduğunu göstermiştir.

Yıldızın aktivitesi aynı zamanda S indeksiyle ilişkili olan log R_{hk} indeksiyle de literatürde araştırıldığı görülmektedir. Isaacson ve Fischer (2010) yıldızın S indeksini Keck (HIRES) gözleminden 0.177 olarak rapor eder. Bu veriyle Brewer vd. (2016)'da log R_{hk} değerini -4.91 olarak hesaplayarak yıldızın aktivitesiz bir yıldız olduğunu belirtir. Son çalışmalardan Su vd. (2024), LAMOST DR10 verilerinde H_α çizgi eşdeğer genişliğini ölçerek oda yıldızı aktif olmayan kategorisinde değerlendirmiştir. ESPaDOnS verisi üzerinden indeks hesabı yapan Booth vd. (2020), spektrumdaki saçılmanın fazlalığına dikkat çekerek ESPaDOnS için S indeksini yalnızca H/R bantları oranından belirler. Yıldız için S indeksini minimum 0.15, maksimum ise 0.22 olarak belirlemiştir. Buradan ortalama log R_{hk} nın değerini -4.77 olarak hesaplamıştır. Çalışma aynı zamanda program yıldızlarında boylamsal manyetik alan hesabınında yapıldığını belirtir, ancak LSD profilinden boylamsal manyetik alan şiddeti, bu yıldız için rapor edilmemiştir.

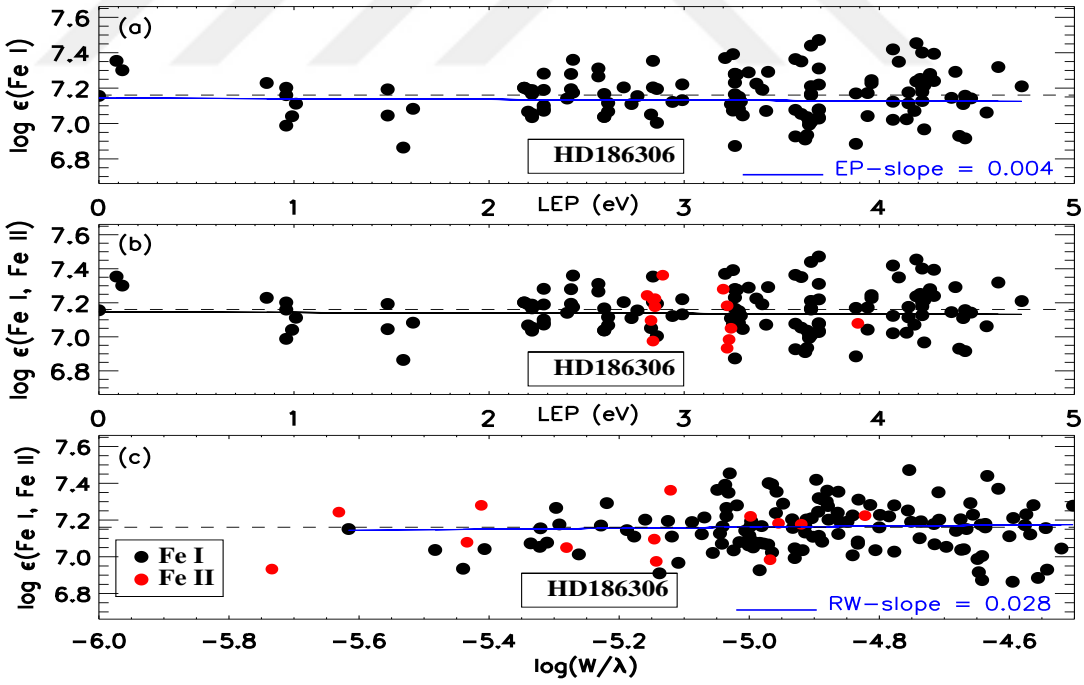
Yıldızın spektroskopik olarak literatürü detaylı incelendiğinde yüksek çözünürlüklü tayf analizini yarı-klasik metotla analiz yapan yalnızca Brunt vd (2012) çalışması vardır. 93 Güneş KEPLER yıldızın detaylı spektroskopik çalışmasını yapan çalışmada C, N, O, Na, Mg, Si, Ca, Ti, V, Cr ve Ni bollukları rapor edilir. Atomik verilerinde osilatör şiddetlerini VALD3 veri tabanından derlemiştir. Atomik veri, 4411-8711 Åaralığına Güneş analizi üzerinden doğrulanmıştır. Son güncel çalışmalar (Xiang vd. 2019; Zhang vd. 2023, Su vd. 2024) düşük çözünürlüğe sahip LAMOST tayfları üzerinden spektrum fit yöntemiyle model parametrelerini rapor etmektedir. Bu tayf üzerinden Xiang vd. (2019) çalışmasında C, N, O, Na, Mg, Al, Si, Ca, Ti, Cr, Mn, Fe, Co, Ni, Cu, ve Ba için Fe e normalize element bolluklarını rapor eder. DD-Payne[40] kodu ve KURUCZ modelleriyle 6 milyon yıldız için analiz yapılan çalışmada yıldızın bollukları Çizelge 4.8'da verilmiştir. Bolluk rapor eden diğer bir çalışma ise HIRES verisinin 5164-7800 Åaralığını kullanan Brewer vd. (2016) dır. VALD'ın stellar extract modu ile çıkarım sağladığı çizgi listesini Wallace (2011) Güneş spektrumuna fit eden loggf düzeltmelerini gerçekleştirerek spektrum fit tekniği ile C, N, O, Na, Mg, Al, Si, Ca, Ti, V, Cr, Mn, Fe, Ni ve Y için H' e göre bolluk rapor etmektedir. Yıldız için elde edilen bolluklar tabloda içerilmiştir. Moya vd. (2022), yüksek çözünürlüklü tayflardan bayesiyen ağı kurarak model parametre ve element bolluk analizi gerçekleştirir. kimyasal saat metodolojisi için geliştirilen bayes ağı ile ,Mg, Si, Al, Ti, Zn, Sr ve Y elementleri için bolluklar Fe'e göre rapor edilmiştir. Ancak çalışmada analizde kullanılan veri, detaylı aktarılmamaktadır. Bu tez içerisinde gözlemsel metodoloji ve analiz kısmında detayları aktarılan model parametre ve bolluk analizi için uyarılma ve iyonizasyon dengesinin kurulmasını sağlayan dağılım Şekil 4.14'deki gibidir. Burada analizde kullanılan nötral Fe bolluklarının uyarılma potansiyeline karşı korelasyonu 0.004 dir (Şekil 4.8 (a)ve (b)). Bu sonuca göre farklı sıcaklık katmanlarını temsil eden her geçiş için etkin sıcaklık (T_{eff}) değeri tespit edilmiştir. Yine analizde elde edilen Fe bolluklarının indirgenmiş eşdeğer genişliklerine göre korelasyonu 0.028 dür. Böylece farklı dalgaboylarındaki küçük ölçekli türbülans kaynaklı değişimleri en iyi temsil eden türbülans hız parametresi elde edilmiştir. Oldukça düşük bir mikrotürbülansa sahip olduğu görülen yıldızın Şekil 3.14'deki dispersiyon analizindeki davranışının çözümlenmesi de oldukça güçtür. Ancak Fe1, Fe2, Cr1, Ti1 e göre 0-0.7 km/s değerleri arasında geniş bir hız parametre aralığında değer alabileceğine işaret eder.

Yıldızın model parametrelerinin literatürle karşılaştırılması Şekil 4.1 da verilmiştir. Gaia nın bu yıldız için ölçümünün olmamasıyla beraber parametreler, literatür ortalamasıyla

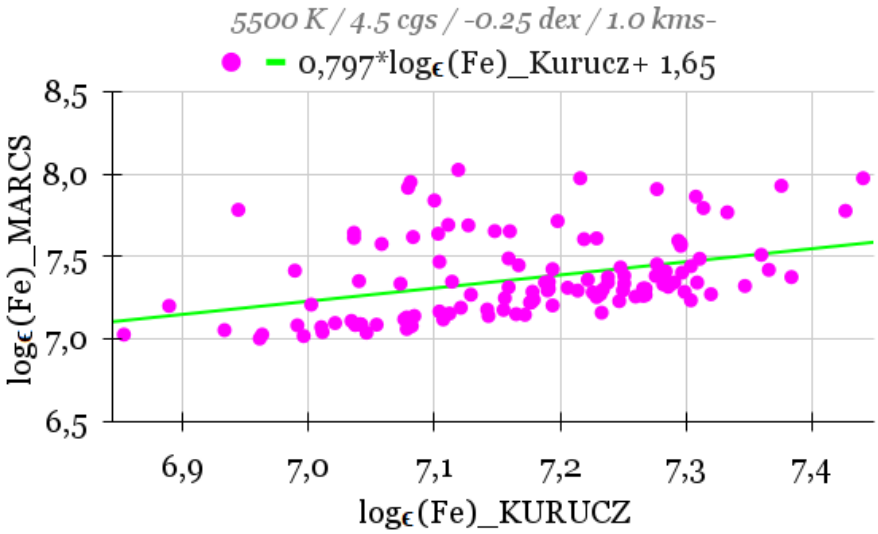
[40]Ki kare algoritmasından yararlanır.

Çizelge 4.8. HD 186306 yıldızının literatür bollukları. Ref1: Brewer vd. (2016), Ref2: Brewer vd. (2016), Ref3: Moya vd. (2022), Ref4: Brunt vd (2012)

İyon	Ref1 [X/H] (dex)	Ref2 [X/H] (dex)	Ref3 [X/Fe] (dex)	Ref4 [X/H] (dex)	İyon	Ref1 [X/H] (dex)	Ref2 [X/H] (dex)	Ref3 [X/Fe] (dex)	Ref 4 [X/H] (dex)
C	-0,29	-0,30	-	-0,41	V	-0,40	-0,40	-	-0,34
N	-0,48	-0,54	-	-	Cr	-0,52	-0,57	-	-0,56
O	0,03	-0,03	-	-0,22	Cr II	-	-	-	-0,53
Na	-0,59	-0,52	-	-0,47	Mn	-0,80	-0,77	-	-
Mg	-0,37	-0,36	0,20	-0,37	Fe	-0,55	-0,54	-0,47	-0,52
Al	-0,33	-0,34	0,23	-	Fe II	-	-	-	-0,51
Si	-0,38	-0,36	0,09	-0,31	Ni	-0,51	-0,51	-	-0,49
Ca	-0,44	-0,42	-	-0,38	Zn	-	-	0,14	-
Ti	-0,36	-0,33	0,28	-0,33	Sr	-	-	-0,05	-
Ti II	-	-	0,28	-0,27	Y II	-0,52	-0,51	0,01	-



Şekil 4.14. HD 186306 yıldızının MOOG analiz sonucu. Üst panel LEP'e karşı Fe I davranışı, orta panel bunun Fe II geçişlerin eklenmiş hali ve alt panel indirgenmiş ew'ye karşı bolluk dağılımını gösterir.



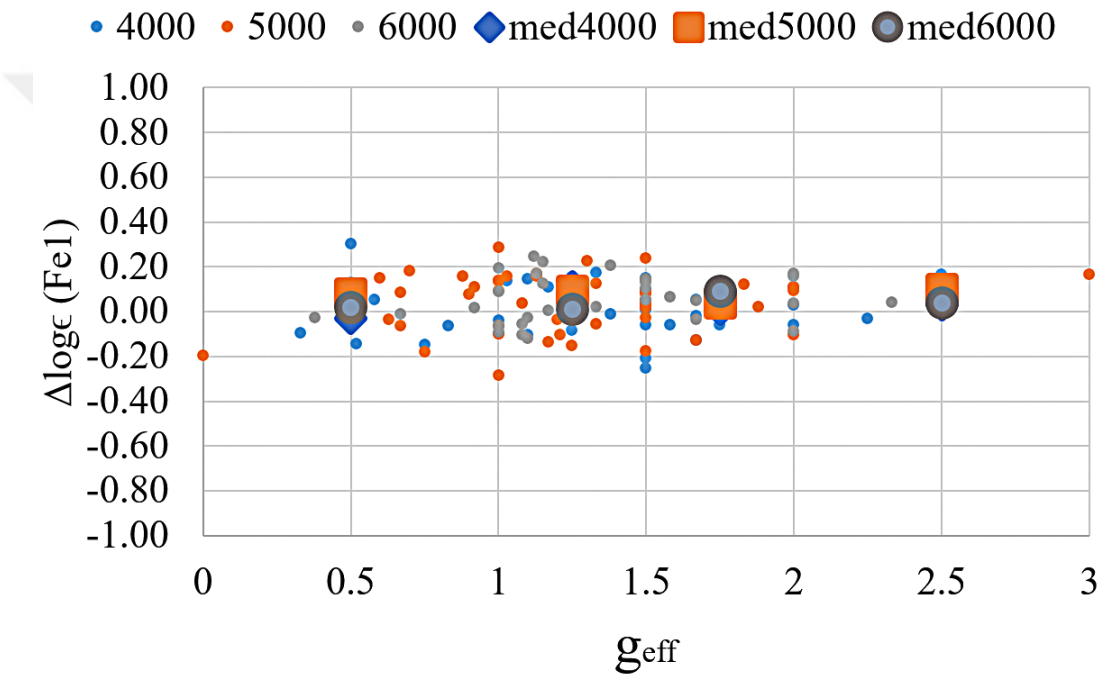
Şekil 4.15. HD 186306 yıldızının MARCS ve KURUCZ modeli ile Fe bolluk farkı. Pembe puntolar her bir Fe geçişinin bolluk değerini belirtir. yeşil doğrusal trend ise iki modelden belirlenen bolluk korelasyonunu temsil eder.

uyumludur.

Yıldızın bu tezdeki model parametreleri; 5400 K, 4.65 cgs, -0.35 dex ve 0.30 km/s dir. Buna göre ortalama Fe I bolluğu 7.18±0.12, Fe II bolluğu 7.14±0.13 dür. 5000Å, bölgesinde, Lande-g faktörü >1.9 olan Fe I geçişlerin ortalaması 7.22 dex olarak tespit edilmiştir. Manyetik alana duyarlı bu geçişlerin ortalama rapor edilen bolluk değerine ulaşması için 30K daha soğuk atmosfer modeli gereklidir. Manyetik alana duyarlı geçişlerin ortalama bolluktan farkı 0.04 dexdir. Bu durum, yıldızda manyetik alan şiddeti belirlemek için bu tezde ortaya konan reçetenin belirlediği limitin altındadır. Ancak yinede test edilmek üzere gerekli işlemler alt paragrafta aktarılmıştır.

Manyetik alan altında profillerdeki değişimi görmek için yıldız modeline en yakın seçilen MARCS model parametreleri; 5500 K, 4.50 cgs, -0.25 dex ve 1.0 km/s dir. Bu modelin bolluk sonuçlarına göre elde edilen ortalama Fe I bolluğu 7.36, g > 1.9 için ortalama 7.34 dür. Bu bolluk sonuçları yıldız için belirlenen model parametrelerine çok yakın olmasına rağmen 0.18 dex farklıdır. Sebebinin model kaynaklı olduğu düşünülmektedir; KURUCZ modeliyle bu model parametre seti derlenip bolluklar yeniden hesaplandığında elde edilen Fe I bolluğu 7.14 sonucunu vermektedir. Şekil 4.15'de aynı model parametre setiyle elde edilmiş MARCS modelinin ve KURUCZ modelinden elde edilen bollukların davranışı gösterilmiştir. Verinin güvenilir olmadığı düşüncesiyle bu yıldız için manyetik alan şiddeti tespit edilmemiş ve Stokes profili oluşturulmamıştır. Bu durum Şekil 3.22'de belirtilen model farkı kriterinin belirlenmesini sağlamıştır.

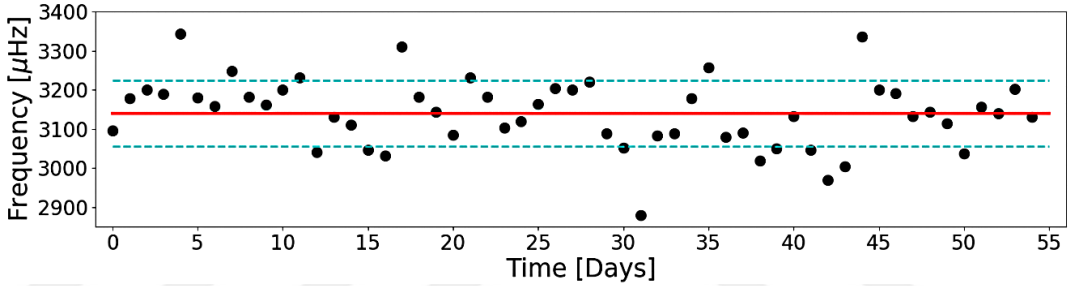
Şekil 4.16'de Fe 1 geçişlerinin Lande-g faktörlerine göre dağılımı verilmiştir. Dağılımı anlamlandırabilmek için temsil medyan ortalamaları Güneş örneğindeki gibi derlenmiştir. Burada tüm lande-g faktörü penceresi içerisinde medyan değerlerin sergilediği davranış yıldız ortalama bolluğu etrafındadır. Bu durumun 2 nedeni olabilir; (i) manyetik alanı çok zayıf, (ii) tüm doğrultulardaki manyetik alan şiddetleri birbirini sönümlemiştir.



Şekil 4.16. HD186306 yıldızının Lande-g faktörüne göre bolluk dağılımı. Şekil 3.13 ile aynı.

5. SONUÇLAR

Bu tezin amaçlardan biri asterosismik verileri kullanarak yıldızların model parametrelerinde iyileştirme yapmaktı. Bu kapsamda, ölçeklendirme ilişkisi denklemlerinde önemli parametrelerden biri Güneş'in maksimum genlik frekansı ve büyük/küçük ayrışım parametreleridir. Andersen vd. (2019), SONG (The Stellar Observations Network Group) spektrografı[41] verilerini kullanarak Güneş'in 55 günlük verisi boyunca en büyük genlik frekansındaki değişime dikkat çeker. Makaledeki değişimi gösteren ölçüm sonuçları Şekil 5.1'de gösterilmiştir. Bu durum aynı zamanda her çalışmanın kendi içerisinde farklı Güneş standartı kullanmasının nedenini açıklayabilir. Yine benzer bir şekilde kütle ve yarıçapın belirlenmesi için kullanılan büyük/küçük ayrışım parametreleri de bu döngü içerisinde değişim sergilemesi kaçınılmaz olacaktır. Bu nedenler doğrultusunda, yıldız atmosfer parametrelerinin asterosismik parametreleri kullanılarak iyileştirme stratejisinin güvenilir olmadığı sonucuna varılmıştır. Spektroskopik yöntem bu noktada referans olarak kullandığımız Güneş için asterosismolojik sonuçlara nazaran daha güvenilir görülmektedir.



Şekil 5.1. Güneş'in 55 gün boyunca gözlemlerinden üretilmiş güç spektrumundan elde edilen ν_{max} değerleri (Andersen vd. 2019).

Diğer yandan yıldızların yüksek çözünürlüklü ESPaDOnS tayfları kullanılarak yıldızların atmosfer parametreleri belirlenmiş ve alfa bollukları rapor edilip literatürle karşılaştırması yapılmıştır. Bu elementlerin, yıldızların köken araştırmaları için gelecek çalışmalara kaynak olması beklenmektedir.

Tez konusunun ana teması, manyetik alanın atmosfere etkisinin irdelenmesi için HRSS grubu içerisinde gerçekleştirilen Güneş analizinden yararlanılmıştır. Analiz, seçilmiş Fe I geçişleri üzerinden (Lande-g faktörleri özelinde) rapor edilen bollukların ortalama bolluktan 0.1 dex üzerinde fark göstermiştir. Bu geçişler örneğin; 5225, 5247, 5250 ve 5506 Å dur. Bunun üzerine yıldızlarda bu geçişlerin ortalamadan ne kadar saptıkları belirlenerek, bu sapma miktarının kompanzasyonu için atmosfer parametrelerindeki değişiklik miktarı tespit edilmiştir. H189349 ve BD+443197 yıldızları için bu miktar 100 K mertebesindedir. Bu kompanzasyon miktarı, aynı zamanda manyetik alan şiddetinin tespitinde kullanılmak üzere bir metodoloji geliştirilmesini sağlamıştır. Bu metodoloji basitçe, sıcaklığın kompanse ettiği değeri neden manyetik alan şiddeti karşılamasın sorusuna istinaden ortaya çıkmıştır. Çünkü manyetik alan, Güneş lekelerinde bariz bir şekilde görüldüğü gibi şiddetiyle orantılı olarak yerel bir soğuma gerçekleştirmektedir. Bu da aslında geliştirilen metodolojinin ard alanındaki fiziği destekler bir olgudur.

[41] Teide gözlemevi, Hertzsprung SONG teleskopuna montedir.

Bu motivasyon ile geliştirilen metot, spektropolarimetrik veri olmadan da sentetik analizlerin yardımıyla bu sonucu elde edebileceğimiz bir yaklaşım sunabilmemize olanak sağlamıştır. Sıcaklıkla kompanse edilen nötral Fe bollukları, manyetik alan şiddeti altında yorumlandığında 100K lik soğumanın HD189349 yıldızı için 500G, 120 K lik soğumanın BD+443197 yıldızı için 600G a karşılık gelen sonuçlara takabül ettiği görülmüştür.

Bu tez kapsamında edinilen tecrübeyle çıkarılan bazı sonuçlar ve gelecek çalışmalar için öneriler şunlardır;

- *Spektropolarimetrik veri olmadan bolluklar üzerinden yıldızlar için manyetik alan şiddeti tahmin edilebilir.* Yıldızlarda manyetik alan şiddeti tespiti, spektro-polarimetrik gözlemlerden elde edilen dairesel polarize tayfın analiziyle tüm spektum üzerinden LSD metodu kullanarak yada Zeeman yarılma profilleri iyi tanınmış geçişlerin dönemsel gözlemlerine dayanarak belirlenmektedir. Bu tür sınırlamalardan kurtulmak için bu tezde yeni bir metot geliştirilmiştir. Borrero (2008) çalışmasında teorik olarak manyetik alan etkisiyle Fe elementinin spesifik geçişleri için 0.1 dex lik fark yarattığını öngörmüştür. Buradan yola çıkarak Fe elementi üzerinden materyal metot kısmında detayları aktarılan prosedür uygulanarak yıldızlar için spektro-polarimetrik analize ihtiyaç olmadan 100G luk hata mertebesinde sentetik modeller yardımıyla yıldızların manyetik alan şiddetleri tahmin edilmiştir.

- *Manyetik alan şiddetinin tespitinde disk entegrasyonlu veriler avantajlı olabilir.* Bir yıldız atmosferinden, sentetik yıldız tayfı üretmek için tercih yapılması gereken bazı koşullar sunulur. Bunlardan biri kenar kararma etkisinin çizgi profillerinde modellenmesidir. Bu durum karşımıza disk-entegre tayf yada disk-merkezli tayf üretimi ve/veya gözlemi seçenekleriyle adlandırılır. Güneş protatipi, yakınımızda bulunduğu için bu etkinin gözlemsel olarak en detaylı irdelemesi gerçekleşen örneğidir. Bu sebeple disk-merkezli bir varsayım altında kenar kararma etkisi hesaba katılmaksızın oluşturulan sentetik tayfta, spektral çizgiler simetrik ve daha derin bir yapıda iken, disk-entegre sentetik tayfta spektral çizgiler asimetrik ve daha sığdır. Ancak yıldızlar noktasal kaynaklardır ve her koşulda disk-merkezinin gözlenmesi alanaksızdır. Bunun en basit örneği sönük yıldızlar için verilebilir; şöyle ki sönük ve uzak yıldızların teleskop pinholünden küçük olması durumunda yıldızdan gelen ışık tüm yüzeyinden alınır ve disk-entegrasyonlu yaklaşım bu türler için uygundur. Buna ek olarak parlak yıldızlar ve pinholü aşan çaptaki yıldızlar için ise teleskop takibi önem arz eder bu noktada da veri alınırken bunu bilmek zordur. Dolayısıyla disk-merkezli yaklaşımı Güneş dışındaki başka bir yıldıza uygulamak mantıklı değildir.

- *Nötral çizgiler üzerinden irdelenen manyetik alan etkisi, atmosferde soğuma etkisi yapar, ancak çekim ivmesi ve metaliste bağlılığının da irdelenmesi gereklidir.* Manyetik alan yıldızın alt atmosferinde aktive olarak yüzeyde kendini lekeleri oluşturarak şiddetini belli eder. Bu süreçte enerji taşınımı fazla olduğu için ortamdaki madde mikrarı azalarak ortamda soğuma yaratmaktadır. Güneş leke oluşum senaryoları bu taban üzerinden açıklanır. Lekeler, aktivitenin en fazla olduğu bölgeler olmasının yanında yıldızın kendi manyetik aktivitesinin varlığıda bu noktada yüzey genelinde bir soğuma olarak karşımıza çıkabilir. Atmosfer parametreleri çizgi oluşum sürecinde doğrudan rol aldıkları için hiç biri birbirinden lineer olarak

bağımsız değildir. Örneğin, iyonizasyon dengesinin kurulması nötral ve iyonize geçişlerin bolluk uyumu ile belirlenmektedir. Burada nötral geçişlerde sıcaklığa bağımlılık baskınken, iyonize geçişlerde çekim ivmesinin rölü büyüktür. Metaliste ise ortamdaki madde yoğunluğu ile ilişkili olduğundan opasiteyle ilişkilidir. Bu yüzden manyetik alan altında bu parametrelerin davranışının analizi de bütünsel atmosferi değerlendirme açısından önemlidir.

- *Disk entegre tayfların polarizasyon olarak çok yönlülüğü şiddet değerini baskılayabilir. Ancak yerel şiddetin belirlenmesi için dalgaboyu ve lande-g faktörü bazında bir sınıflama yaparak irdelemek bazı koşullarda çözüm sağlayabilir.* Polarizasyonun çok yönlü olması, manyetik alan vektörlerinin tüm doğrultulardaki yayılımından gelmektedir. Eş doğrultudaki alanlar birbirini desteklerken, zıt yönlü manyetik alan doğrultuları birbirini sönümleyebilir. Bu noktada Disk-entegre yaklaşımla üretilen tayflarda bu çok yönlülüğün katkısı en fazla olacaktır. Her elementin sahip olduğu lande-g faktörü ve geçiş yaptığı spesifik dalgaboyları vardır. Her elementin bu kaotik ortamdaki davranışı aynı olmayabilir, bu sebeple blend[42] olmaya aday geçişler için atomik veri bazında sınıflamayla karşılaştırmalı irdelemek, doğru bir yaklaşım olabileceği düşünülmektedir.

- Spektropolarimetrik bir gözlem, polarizasyon gözlemiyle eş zamanlı yapılmalı. Böylece polarizasyonun yönü hakkında bilgi edinerek spektroskopik bir çalışma yürütülmeli. Bu stratejiyle, manyetik alana duyarlı geçişlerin dalgaboyu bağımlılığı ilişkisinin daha net ortaya koyacağı ve atmosfer parametrelerine etkisinin daha kolay anlaşılacağı öngörülmektedir.

- *Asterosismik verilerde optik bölge için yapılan analizlerde KEPLER sonuçları, TESS'den daha güvenilirdir.* Kepler gözlemleri dört yıl boyunca tek bir alana hedeflenerek görsel bölgede fotometrik gözlem verileri depolamıştır. Bu süreç boyunca kullanılan kameranın çözünürlüğü ise 96 megapixeldir. yaklaşık 150.000 yıldız gözlemini kapsayan projede fotometrik hassasiyetin TESS'in 16 megapiksellik 4 kamerasındaki IR gözlemlerine göre daha hassastır. Ancak bu durum ortak hedefler doğrultusunda bu avantaja sahip. Diğer yandan Kepler'in yetersiz kalacağı IR yayınım yapan hedefler için fotometrik hassasiyet TESS verilerinde avantajlı olacaktır. Tez kapsamında incelenen yıldızlar için belirtilen bu sonuç, yıldızların Güneş komşulundaki G tayf türü yıldızlar içindir. Çünkü bu hedeflerin görünür bölgedeki fotometrik verileri IR 'e duyarlı olan TESS'e göre daha baskın davranış sergilediği güç spektrumlarından yorumlanmıştır.

- *TESS verilerinin değerlendirilmesi için IR bölge analizlerinden elde edilecek model parametre setlerine ihtiyaç vardır.* Tez yıldızları için TESS verilerinden çekim ivmesinin tespiti için en buyük genlik frekansının tespit edilememesinin temel nedeni, yıldızların IR yayınımının yetersiz kalması olabilir. Ancak bu parametre için yetersiz olan veri gezegen araştırmacıları için yeterliliği tartışmaya açıktır. Güneş karakterine yakın 2 yıldız için hem optik hem de IR bölgede detaylı spektroskopik analiz yapan Şentürk vd (2024) yıldızların metalisitesinin optik bölge analizine nazaran kombine (Op+IR) veride ≈ 0.1 dex fazla tespit ettiğini rapor eder. Bu

[42]Birden fazla geçişin çözünürlüğün yetersiz kaldığı durumlarda tek bir geçişmiş gibi davranan tayf çizgisi

durum için ise gezegen oluşum senaryosundan şüphe duyulduğu ancak daha fazla analizle doğrulamanın yapılması gerektiğini belirtir. Bu sonuç TESS verileri ile spektroskopik analizdeki bulguların ortak değerlendirmesinin gerekliliğini destekler.

- *Spektroskopik ve sismolojik logg farkı manyetik alanın atmosfer parametresine etkisiyle kompanse edilemez.* Tez çalışması boyunca edinilen bilgi ışığında literatürde yıldızlar için rapor edilen atmosfer parametreleri kullanılarak ölçeklendirme ilişkisi altında hesaplanan en büyük genlik frekans değerleri, sabit kabul edilen Güneş parametrelerine göre geniş bir yelpazede salınmaktadır. Örneğin, BD+443197 yıldızının literatürdeki atmosfer parametreleri kullanılarak elde edilen ν_{max} değer aralığı 970 ile 3751 μHz dir. Bu değer aralığı yıldızın ışıtma sınıfı sismolojik olarak değişim sergiyecektir. Ancak Kepler güç spektrumu bize tek değer verir; 2327 μHz. Sismolojik çalışmaları içeren literatür, bu veriden analizle yıldızların çekim ivmelerini sabitleyerek diğer atmosfer parametrelerin daha güvenilir temin edilebileceğini öngörerek atmosfer parametrelerini belirler.(Bruntt vd (2012). Ancak bu durumun ard alanı biraz daha detaylı irdelendiğinde, Güneş'in sismolojik sabitlerinin değişkenliğini gösteren Andersen vd. (2019) çalışması bu sonucun sorgulanması gerektiğini göstermiştir. Çünkü ölçeklendirme ilişkisi bağıntısında kullanılan referans Güneş sismolojik parametrelerinin değişkenliği de bir çekim ivmesi değer aralığı sunmaktadır.

6. KAYNAKLAR

Adamów, M. ve diğerleri 2018. Tracking Advanced Planetary Systems (TAPAS) with HARPS-N. VI. HD 238914 and TYC 3318-01333-1: two more Li-rich giants with planets. *Astronomy and Astrophysics* 613. doi:10.1051/0004-6361/201732161

Afşar, M., Bozkurt, Z., Böcek Topcu, G., Casetti-Dinescu, D. I., Sneden, C., Şehitoglu, G. 2018. A Spectroscopic Survey of Field Red Horizontal-branch Stars. *The Astronomical Journal* 155. doi:10.3847/1538-3881/aabe86

Alvarez-Herrero, A. ve diğerleri 2011. Imaging polarimeters based on liquid crystal variable retarders: an emergent technology for space instrumentation. *Polarization Science and Remote Sensing* V 8160. doi:10.1117/12.892732

Andersen, M. F. ve diğerleri, 2019. Oscillations in the Sun with SONG: Setting the scale for asteroseismic investigations. Astronomy and Astrophysics 623. doi:10.1051/0004-6361/201935175

Andreou, A. G., Kalayjian, Z. K. 2002. Polarization imaging: principles and integrated polarimeters. *IEEE Sensors Journal* 2, 566–576. doi:10.1109/JSEN.2003.807946

Azzam, R. M. A. 2016. Stokes-vector and Mueller-matrix polarimetry [Invited]. *Journal of the Optical Society of America* A 33, 1396. doi:10.1364/JOSAA.33.001396

Bailer-Jones, C. A. L., Rybizki, J., Fouesneau, M., Mantelet, G., Andrae, R. 2018. Estimating Distance from Parallaxes. IV. Distances to 1.33 Billion Stars in Gaia Data Release 2. *The Astronomical Journal* 156. doi:10.3847/1538-3881/aacb21

Basu, S., Kinnane, A. 2018. The Robustness of Asteroseismic Estimates of Global Stellar Parameters to Surface Term Corrections. *The Astrophysical Journal* 869. doi:10.3847/1538-4357/aae922

Baur, T. G., House, L. L., Hull, H. K. 1980. A spectrum scanning Stokes polarimeter.. *Solar Physics* 65, 111–146. doi:10.1007/BF00151388

Bellinger, E. P., Christensen-Dalsgaard, J. 2019. Asteroseismic Constraints on the Cosmic-time Variation of the Gravitational Constant from an Ancient Main-sequence Star. *The Astrophysical Journal* 887. doi:10.3847/2041-8213/ab43e7

Bellinger, E. P., Hekker, S., Angelou, G. C., Stokholm, A., Basu, S. 2019. Stellar ages, masses, and radii from asteroseismic modeling are robust to systematic errors in spectroscopy. *Astronomy and Astrophysics* 622. doi:10.1051/0004-6361/201834461

Bergemann, M., Lind, K., Collet, R., Magic, Z., Asplund, M. 2012. Non-LTE line formation of Fe in late-type stars - I. Standard stars with 1D and <3D> model atmospheres. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 427, 27–49. doi:10.1111/j.1365-2966.2012.21687.x

Binney, J., Merrifield, M. 1998. Galactic Astronomy. Galactic astronomy / James Binney and Michael Merrifield. Princeton, NJ : *Princeton University Press*, 1998. (Princeton series in astrophysics) QB857 .B522 1998 ($35.00).

Bensby, T., Feltzing, S., Oey, M. S. 2014. Exploring the Milky Way stellar disk. A detailed elemental abundance study of 714 F and G dwarf stars in the solar neighbourhood. *Astronomy and Astrophysics* 562. doi:10.1051/0004-6361/201322631

Bensby, T., Feltzing, S., Lundström, I. 2003. Elemental abundance trends in the Galactic thin and thick disks as traced by nearby F and G dwarf stars. *Astronomy and Astrophysics* 410, 527–551. doi:10.1051/0004-6361:20031213

Berdyugina, S. V., Braun, P. A., Fluri, D. M., Solanki, S. K. 2005. The molecular Zeeman effect and diagnostics of solar and stellar magnetic fields. III. Theoretical spectral patterns in the Paschen-Back regime. *Astronomy and Astrophysics* 444, 947–960. doi:10.1051/0004-6361:20053806

Bidelman, W. P. 1985. G.P. Kuiper's spectral classifications of proper-motion stars.. *The Astrophysical Journal Supplement Series* 59, 197–227. doi:10.1086/191069

Bonifacio, P., Caffau, E., Ludwig, H.-G., Steffen, M. 2011. LTE model atmopsheres MARCS, ATLAS and CO5BOLD. *arXiv e-prints*. doi:10.48550/arXiv.1109.0717

Booth, R. S., Poppenhaeger, K., Watson, C. A., Silva Aguirre, V., Stello, D., Bruntt, H. 2020. Chromospheric emission of solar-type stars with asteroseismic ages. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 491, 455–467. doi:10.1093/mnras/stz3039

Borrero, J. M. 2008. On the Role of Magnetic Fields in Abundance Determinations. *The Astrophysical Journal* 673, 470–476. doi:10.1086/524099

Brewer, J. M., Fischer, D. A., Valenti, J. A., Piskunov, N. 2016. Spectral Properties of Cool Stars: Extended Abundance Analysis of 1,617 Planet-search Stars. *The Astrophysical Journal Supplement Series* 225. doi:10.3847/0067-0049/225/2/32

Bruntt, H. ve diğerleri 2010. Accurate fundamental parameters for 23 bright solar-type stars. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 405, 1907–1923. doi:10.1111/j.1365-2966.2010.16575.x

Bruntt, H. ve diğerleri 2012. Accurate fundamental parameters and detailed abundance patterns from spectroscopy of 93 solar-type KEPLER targets. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 423, 122–131. doi:10.1111/j.1365-2966.2012.20686.x

Carney, B. W., Latham, D. W. 1987. A Survey of Proper-Motion Stars. I. UBV Photometry and Radial Velocities. *The Astronomical Journal* 93, 116. doi:10.1086/114292

Casagrande, L. ve diğerleri 2011. New constraints on the chemical evolution of the solar neighbourhood and Galactic disc(s). Improved astrophysical parameters for the Geneva-Copenhagen Survey. *Astronomy and Astrophysics* 530.

Castelli, F., KURUCZ, R. L. 2006. Computed H_β indices from ATLAS9 model atmospheres. *Astronomy and Astrophysics* 454, 333–340. doi:10.1051/0004-6361:20064999

. Chen, F. F., 1984. Introduction to plasma physics and controlled fusion, New York: *Plenum press*, Vol. 1, pp. 19-51

Chiavassa, A., Kravchenko, K. & Goldberg, J.A. 2024. Signatures of convection in the atmospheres of cool evolved stars. *Living Rev Comput Astrophys* 10, 2

Collados, M. V. 2003. Stokes polarimeters in the near-infrared. *Polarimetry in Astronomy* 4843, 55–65. doi:10.1117/12.459370

Collins, P., Kyne, G., Lara, D., Redfern, M., Shearer, A., Sheehan, B. 2013. The Galway astronomical Stokes polarimeter: an all-Stokes optical polarimeter with ultra-high time resolution. *Experimental Astronomy* 36, 479–503. doi:10.1007/s10686-013-9342-5

Compain, E., Drevillon, B. 1998. Broadband Division-of-Amplitude Polarimeter Based on Uncoated Prisms. *Applied Optics* 37, 5938–5944. doi:10.1364/AO.37.005938

Creevey, O. L. ve diğerleri 2017. Characterizing solar-type stars from full-length KEPLER data sets using the Asteroseismic Modeling Portal. *Astronomy and Astrophysics* 601. doi:10.1051/0004-6361/201629496

Diner, D. J. ve diğerleri 2010. First results from a dual photoelastic-modulator-based polarimetric camera. *Applied Optics* 49, 2929. doi:10.1364/AO.49.002929

Donati, J. F. vd. 1997, "Spectropolarimetric observations of active stars", *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 291, 658.

Donati, J. F., & Collier Cameron, A. (1997). Differential rotation and magnetic polarity patterns on AB Doradus. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, Volume 291, Issue 1, pp. 1-19., 291, 1-19.

Edelson, R. A., Krolik, J. H. 1988. The Discrete Correlation Function: A New Method for Analyzing Unevenly Sampled Variability Data. *The Astrophysical Journal* 333, 646. doi:10.1086/166773

Egeland, R., Soon, W., Baliunas, S., Hall, J. C., Pevtsov, A. A., Bertello, L. 2017. The Mount Wilson Observatory S-index of the Sun. *The Astrophysical Journal* 835. doi:10.3847/1538-4357/835/1/25

Elmore, D. F. ve diğerleri 1992. The Advanced Stokes Polarimeter - A new instrument for solar magnetic field research. *Polarization Analysis and Measurement* 1746, 22–33. doi:10.1117/12.138795

Foster, G. 1996. Wavelets for period analysis of unevenly sampled time series. *The Astronomical Journal* 112, 1709–1729. doi:10.1086/118137

Frasca, A. ve diğerleri 2016. Activity indicators and stellar parameters of the KEPLER targets. An application of the ROTFIT pipeline to LAMOST-KEPLER stellar spectra. *Astronomy and Astrophysics* 594. doi:10.1051/0004-6361/201628337

Furlan, E. ve diğerleri 2018. The KEPLER Follow-up Observation Program. II. Stellar Parameters from Medium- and High-resolution Spectroscopy. *The Astrophysical Journal* 861. doi:10.3847/1538-4357/aaca34

Giridhar, S., Lambert, D. L., Gonzalez, G. 2000. Abundance Analyses of Field RV Tauri Stars. V. DS Aquarii, UY Arae, TW Camelopardalis, BT Librae, U Monocerotis, TT Ophiuchi, R Scuti, and RV Tauri. *The Astrophysical Journal* 531, 521–536. doi:10.1086/308451

Goldstein D. H., 2011. Polarized light, 3rd edn. *CRC Press*, Boca Raton,1,1

Grevesse and Sauval(1998)]1998SSRv...85..161G Grevesse, N., Sauval, A. J. 1998. Standard Solar Composition. Space Science Reviews 85, 161–174. doi:10.1023/A:1005161325181

Grieves, N. ve diğerleri 2018. Chemo-kinematics of the Milky Way from the SDSS-III MARVELS survey. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 481, 3244–3265. doi:10.1093/mnras/sty2431

Gustafsson, B., Edvardsson, B., Eriksson, K., Jørgensen, U. G., Nordlund, Å., Plez, B. 2008. A grid of MARCS model atmospheres for late-type stars. I. Methods and general properties. *Astronomy and Astrophysics* 486, 951–970. doi:10.1051/0004-6361:200809724

Heisenberg, W., Euler, H. 1936. Folgerungen aus der Diracschen Theorie des Positrons. *Zeitschrift fur Physik* 98, 714–732. doi:10.1007/BF01343663

Huber, D. ve diğerleri 2011. Testing Scaling Relations for Solar-like Oscillations from the Main Sequence to Red Giants Using KEPLER Data. *The Astrophysical Journal* 743. doi:10.1088/0004-637X/743/2/143

Huber, D. ve diğerleri 2012. Fundamental Properties of Stars Using Asteroseismology from Kepler and CoRoT and Interferometry from the CHARA Array. *The Astrophysical Journal* 760. doi:10.1088/0004-637X/760/1/32

Huber, D. ve diğerleri 2017. Asteroseismology and Gaia: Testing Scaling Relations Using 2200 Kepler Stars with TGAS Parallaxes. *The Astrophysical Journal* 844. doi:10.3847/1538-4357/aa75ca

Isaacson, H., Fischer, D. 2010. Chromospheric Activity and Jitter Measurements for 2630 Stars on the California Planet Search. *The Astrophysical Journal* 725, 875–885. doi:10.1088/0004-637X/725/1/875

Jönsson, H. ve diğerleri 2020. APOGEE Data and Spectral Analysis from SDSS Data Release 16: Seven Years of Observations Including First Results from APOGEE-South. *The Astronomical Journal* 160. doi:10.3847/1538-3881/aba592

Kemp, J. C. 1982. Photoelastic-modulator polarimeters in astronomy. *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series* 307, 83–88.

Kiefer, R., Schad, A., Davies, G., Roth, M. 2017. Stellar magnetic activity and variability of oscillation parameters: An investigation of 24 solar-like stars observed by Kepler. *Astronomy and Astrophysics* 598. doi:10.1051/0004-6361/201628469

Kochukhov, O., Makaganiuk, V., Piskunov, N. 2010. Least-squares deconvolution of the stellar intensity and polarization spectra. *Astronomy and Astrophysics* 524. doi:10.1051/0004-6361/201015429

Kudenov, M. W., Escuti, M. J., Dereniak, E. L., Oka, K. 2011. White-light channeled imaging polarimeter using broadband polarization gratings. *Applied Optics* 50, 2283. doi:10.1364/AO.50.002283

Lallement, R. vd., 2018. Three-dimensional maps of interstellar dust in the Local Arm: using Gaia, 2MASS, and APOGEE-DR14. *Astronomy and Astrophysic*s 616. doi:10.1051/0004-6361/201832832

Landi Degl'Innocenti, E., Landolfi, M. 2004. Polarization in Spectral Lines. Polarization in Spectral Lines. By Egidio Landi Degl'innocenti and Marco Landolfi, University of Fierenze, Firenze, Italy; Arcetri Observatory, Firenze, Italy. ASTROPHYSICS

AND SPACE LIBERARY Volume 307 Kluwer Academic Publishers, Dordrecht. doi:10.1007/978-1-4020-2415-3

Laird, J. B., Carney, B. W., Latham, D. W. 1988. A Survey of Proper-Motion Stars. III. Reddenings, Distances, and Metallicities. *The Astronomical Journal* 95, 1843. doi:10.1086/114782

Laming, J. M. 2015. The FIP and Inverse FIP Effects in Solar and Stellar Coronae. Living Reviews in Solar Physics 12. doi:10.1007/lrsp-2015-2

Latham, D. W. ve diğerleri 2002. A Survey of Proper-Motion Stars. XVI. Orbital Solutions for 171 Single-lined Spectroscopic Binaries. *The Astronomical Journal* 124, 1144–1161. doi:10.1086/341384

Lee, S.-G. 1984. High-tangential-velocity stars.. *The Astronomical Journal* 89, 720–726. doi:10.1086/113570

Liu, Y. J., Wang, L., Takeda, Y., Bharat Kumar, Y., Zhao, G. 2019. Elemental abundances of RGB and red clump stars in the Kepler field. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 482, 4155–4173. doi:10.1093/mnras/sty2883

Ludwig, H.-G., Freytag, B., Steffen, M. 1999. A calibration of the mixing-length for solar-type stars based on hydrodynamical simulations. I. Methodical aspects and results for solar metallicity. *Astronomy and Astrophysics* 346, 111–124.

Lund, M. N. ve diğerleri 2017. Standing on the Shoulders of Dwarfs: the Kepler Asteroseismic LEGACY Sample. I. Oscillation Mode Parameters. *The Astrophysical Journal* 835. doi:10.3847/1538-4357/835/2/172

Magic, Z. 2014. Theoretical stellar atmosphere models for cool stars. *Ph.D. Thesis*.

Magic, Z., Weiss, A., Asplund, M. 2015. The Stagger-grid: A grid of 3D stellar atmosphere models. III. The relation to mixing length convection theory. *Astronomy and Astrophysics 573*. doi:10.1051/0004-6361/201423760

Mason, B. D., Wycoff, G. L., Hartkopf, W. I., Douglass, G. G., Worley, C. E. 2001. The 2001 US Naval Observatory Double Star CD-ROM. I. The Washington Double Star Catalog. *The Astronomical Journal* 122, 3466–3471. doi:10.1086/323920

Mathur, S. ve diğerleri 2012. A Uniform Asteroseismic Analysis of 22 Solar-type Stars Observed by KEPLER. *The Astrophysical Journal* 749.

Mazumdar, A. ve diğerleri 2014. Measurement of Acoustic Glitches in Solar-type Stars from Oscillation Frequencies Observed by Kepler. *The Astrophysical Journal* 782. doi:10.1088/0004-637X/782/1/18

Miglio, A. 2012. Asteroseismology of Red Giants as a Tool for Studying Stellar Populations: First Steps. *Red Giants as Probes of the Structure and Evolution of the Milky Way* 26, 11. doi:10.1007/978-3-642-18418-5_2

Miglio, A. ve diğerleri 2012. Asteroseismology of old open clusters with KEPLER: direct estimate of the integrated red giant branch mass-loss in NGC 6791 and 6819. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 419, 2077–2088. doi:10.1111/j.1365-2966.2011.19859.x

Mignani, R. P. ve diğerleri 2017. Evidence for vacuum birefringence from the first optical-polarimetry measurement of the isolated neutron star RX J1856.5-3754. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 465, 492–500. doi:10.1093/mnras/stw2798

Mignani, R., Shearer, A., Słowikowska, A., Zane, S. 2019. Astronomical Polarisation from the Infrared to Gamma Rays. *Astronomical Polarisation from the Infrared to Gamma Rays* 460. doi:10.1007/978-3-030-19715-5

Molenda-Żakowicz, J. ve diğerleri 2013. Atmospheric parameters of 169 F-, G-, K- and M-type stars in the KEPLER field. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 434, 1422–1434. doi:10.1093/mnras/stt1095

Moore, C. E. 1945. A Multiplet Table of Astrophysical Interest. Revised Edition. Part I - Table of Multiplets. *Contributions from the Princeton University Observatory* 20, 1–110.

Moore C. E., Minnaert M. G. J., Houtgast J., 1966, The Solar Spectrum 2935 Å to 8770 Å: Second Revision of Rowland's Preliminary Table of Solar Spectrum Wavelengths. Vol. 61, National Bureau of Standards

Morel, T., Creevey, O. L., Montalbán, J., Miglio, A., Willett, E. 2021. Testing abundance-age relations beyond solar analogues with Kepler LEGACY stars. A*stronomy and Astrophysics* 646. doi:10.1051/0004-6361/202039212

Moya, A., Sarro, L. M., Delgado-Mena, E., Chaplin, W. J., Adibekyan, V., Blanco-Cuaresma, S. 2022. Stellar dating using chemical clocks and Bayesian inference. *Astronomy and Astrophysics* 660. doi:10.1051/0004-6361/202141125

Mosser, B. ve diğerleri 2014. Mixed modes in red giants: a window on stellar evolution. *Astronomy and Astrophysics* 572. doi:10.1051/0004-6361/201425039

Mudge, J., Virgen, M., Dean, P. 2009. Near-infrared simultaneous Stokes imaging polarimeter. *Polarization Science and Remote Sensing IV* 7461. doi:10.1117/12.828437

Noyes, R. W., Hartmann, L. W., Baliunas, S. L., Duncan, D. K., Vaughan, A. H. 1984. Rotation, convection, and magnetic activity in lower main-sequence stars.. *The Astrophysical Journal* 279, 763–777. doi:10.1086/161945

Oswalt, T. D., Barstow, M. A. 2013. Planets, Stars and Stellar Systems: Volume 4: Stellar Structure and Evolution, by Barstow, Martin A., 2013. Dordrecht: *Springer Netherlands*. OCLC: 832618133. ISBN: 94-007-5615-1.. doi:10.1007/978-94-007-5615-1

Pal, T., Khan, I., Worthey, G., Gregg, M. D., Silva, D. R. 2023. HST Low-resolution Stellar Library. *The Astrophysical Journal Supplement Series* 266.

Parker, E. N. 1955. Hydromagnetic Dynamo Models.. *The Astrophysical Journal* 122, 293. doi:10.1086/146087

Pezzaniti, J. L., Chenault, D. B. 2005. A division of aperture MWIR imaging polarimeter. *Polarization Science and Remote Sensing II* 5888, 239–250. doi:10.1117/12.623543

Priest, E. 2014. Magnetohydrodynamics of the Sun. Magnetohydrodynamics of the Sun, by Eric Priest, Cambridge, UK: *Cambridge University Press*, 2014. doi:10.1017/CBO9781139020732

Pust, N. J., Shaw, J. A. 2006. Dual-field imaging polarimeter using liquid crystal variable retarders. *Applied Optics* 45, 5470–5478. doi:10.1364/AO.45.005470

Rauer, H. ve diğerleri, 2014. The PLATO 2.0 mission. *Experimental Astronomy* 38, 249–330. doi:10.1007/s10686-014-9383-4

Reddy, B. E., Tomkin, J., Lambert, D. L., Allende Prieto, C. 2003. The chemical compositions of Galactic disc F and G dwarfs. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 340, 304–340. doi:10.1046/j.1365-8711.2003.06305.x

Ricker, G. R. ve diğerleri 2015. Transiting Exoplanet Survey Satellite (TESS). *Journal of Astronomical Telescopes, Instruments, and Systems* 1.

Robinson, R. D. 1980. Magnetic field measurements on stellar sources - A new method. *The Astrophysical Journal* 239, 961–967. doi:10.1086/158184

Santos, A. R. G. ve diğerleri 2023. Temporal variation of the photometric magnetic activity for the Sun and Kepler solar-like stars. *Astronomy and Astrophysics* 672. doi:10.1051/0004-6361/202245430

Santos, A. R. G. ve diğerleri 2019. Signatures of Magnetic Activity: On the Relation between Stellar Properties and p-mode Frequency Variations. *The Astrophysical Journal* 883. doi:10.3847/1538-4357/ab397a

Sarmento, P., Delgado Mena, E., Rojas-Ayala, B., Blanco-Cuaresma, S. 2020. Derivation of parameters for 3748 FGK stars using H-band spectra from APOGEE Data Release 14. *Astronomy and Astrophysics* 636. doi:10.1051/0004-6361/201936296

Schrijver, C. J., Zwaan, C. 2008. Solar and Stellar Magnetic Activity. Solar and Stellar Magnetic Activity, by C. J. Schrijver , C. Zwaan, Cambridge, UK: Cambridge University Press, 2008.

Sheminova, V. A. 2013. Temperature stratification of the atmosphere of Arcturus. *Kinematics and Physics of Celestial Bodies* 29, 176–194. doi:10.3103/S0884591313040041

Shurcliff WA, Ballard SS 1964. Polarized light. *D. Van Nostrand Company, Princeton*, pp 45–56

Silva Aguirre, V. ve diğerleri 2017. Standing on the Shoulders of Dwarfs: the Kepler Asteroseismic LEGACY Sample. II.Radii, Masses, and Ages. *The Astrophysical Journal* 835. doi:10.3847/1538-4357/835/2/173

Socas-Navarro, H., Trujillo Bueno, J., Ruiz Cobo, B. 2000. Non-LTE Inversion of Stokes Profiles Induced by the Zeeman Effect. *The Astrophysical Journal* 530, 977–993. doi:10.1086/308414

Sonoi, T. ve diğerleri 2019. Calibration of mixing-length parameter α for MLT and FST models by matching with CO^{5}BOLD models. *Astronomy and Astrophysics* 621. doi:10.1051/0004-6361/201833495

Soubiran, C., Brouillet, N., Casamiquela, L. 2022. Assessment of [Fe/H] determinations for FGK stars in spectroscopic surveys. *Astronomy and Astrophysics* 663. doi:10.1051/0004-6361/202142409

Soubiran, C. ve diğerleri 2024. Gaia FGK benchmark stars: Fundamental T_{eff} and log g of the third version. *Astronomy and Astrophysics* 682.

Sozzetti, A. ve diğerleri 2009. A Keck HIRES Doppler Search for Planets Orbiting Metal-Poor Dwarfs. II. On the Frequency of Giant Planets in the Metal-Poor Regime. *The Astrophysical Journal* 697, 544–556. doi:10.1088/0004-637X/697/1/544

Stenflo, J. O., Solanki, S., Harvey, J. W., Brault, J. W. 1984. Diagnostics of solar magnetic fluxtubes using a Fourier transform spectrometer. *Astronomy and Astrophysics* 131, 333–346.

Stock, S., Reffert, S., Quirrenbach, A. 2018. Precise radial velocities of giant stars. X. Bayesian stellar parameters and evolutionary stages for 372 giant stars from the Lick planet search. *Astronomy and Astrophysics* 616. doi:10.1051/0004-6361/201833111

Su, T. and 7 colleagues 2024. Magnetic Activity of Millions of G-type Stars Based on the LAMOST DR10 Low-resolution Spectral and TESS Light-curve Surveys and the Future CSST Survey. The Astrophysical Journal Supplement Series 271. doi:10.3847/1538-4365/ad2de3

Sullivan, P. W. and 12 colleagues 2015. The Transiting Exoplanet Survey Satellite: Simulations of Planet Detections and Astrophysical False Positives. *The Astrophysical Journal* 809. doi:10.1088/0004-637X/809/1/77

Şahin, T., Lambert, D. L. 2009. High-resolution optical spectroscopy of a newly discovered post-AGB star with a surprising metallicity in the globular cluster M79. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society 398, 1730–1741. doi:10.1111/j.1365-2966.2009.15251.x

Şahin, T., Bilir, S. 2020. On the Origin of Metal-poor Stars in the Solar Neighborhood. *The Astrophysical Journal* 899. doi:10.3847/1538-4357/aba2d2

Şahin, T., Marismak, M., Cinar, N., Bilir, S. 2023. An Updated Line List for Spectroscopic Investigation of G Stars- I: Redetermination of the Abundances in the Solar Photosphere. *Physics and Astronomy Reports* 1, 54. doi:10.26650/PAR.2023.00007

Şahin, T., Guney, F., Aleyna Senturk, S., Çınar, N., Marismak, M. 2024. An Updated Line List for Spectroscopic Investigation of G Stars II: Refined Solar Abundances via Extended Wavelength Coverage to 10 000 A. *Physics and Astronomy Reports* 2, 65–82. doi:10.26650/PAR.2024.00007

Şentürk, S. A., Şahin, T., Güney, F., Bilir, S., Marışmak, M. 2024. Near-infrared Spectroscopy of the Sun and Solar Analog Star HD 76151: Compiling an Extensive Line List in the Y, J, H, and K Bands. The Astrophysical Journal 976. doi:10.3847/1538-4357/ad85e4

Takeda, Y., Tajitsu, A. 2015. Spectroscopic study of red giants in the KEPLER field with asteroseismologically established evolutionary status and stellar parameters. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 450, 397–413. doi:10.1093/mnras/stv682

Ting, Y.-S., Conroy, C., Rix, H.-W., Cargile, P. 2019. The Payne: Self-consistent ab initio Fitting of Stellar Spectra. *The Astrophysical Journal* 879. doi:10.3847/1538-4357/ab2331

Tyo, J. S., Goldstein, D. L., Chenault, D. B., Shaw, J. A. 2006. Review of passive imaging polarimetry for remote sensing applications. *Applied Optics* 45, 5453–5469. doi:10.1364/AO.45.005453

Tyo, J. S. 2000. Noise equalization in Stokes parameter images obtained by use of variable-retardance polarimeters. *Optics Letters* 25, 1198–1200. doi:10.1364/OL.25.001198

Van Cleve, J. E., Caldwell, D. A. 2016. KEPLER Instrument Handbook. *KEPLER Science Document KSCI-19033-002*, id.1. Edited by Michael R. Haas and Steve B. Howell.

VanderPlas, J. T. 2018. Understanding the Lomb-Scargle Periodogram. *The Astrophysical Journal Supplement Series* 236. doi:10.3847/1538-4365/aab766

Vanderspek, R., Doty, J., Fausnaugh, M., Villasenor, J., Jenkins, J. M., Berta-Thompson, Z. K., ... Ricker, G. R. (2018). TESS Instrument Handbook.

Verma, K. ve diğerleri 2017. Seismic Measurement of the Locations of the Base of Convection Zone and Helium Ionization Zone for Stars in the Kepler Seismic LEGACY Sample. *The Astrophysical Journal* 837. doi:10.3847/1538-4357/aa5da7

Viani, L. S., Basu, S., Chaplin, W. J., Davies, G. R., Elsworth, Y. 2017. Changing the ν_{max} Scaling Relation: The Need for a Mean Molecular Weight Term. *The Astrophysical Journal* 843. doi:10.3847/1538-4357/aa729c

Viani, L. S., Basu, S., Ong J., M. J., Bonaca, A., Chaplin, W. J. 2018. Investigating the Metallicity-Mixing-length Relation. *The Astrophysical Journal* 858. doi:10.3847/1538-4357/aab7eb

Vink, J. 2012. Supernova remnants: the X-ray perspective. *Astronomy and Astrophysics Review* 20. doi:10.1007/s00159-011-0049-1

Wade, G.A. vd. 2000. "A search for magnetic fields in Herbig Ae/Be stars", *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 313, 851.

Wang, B. B., List, J., Rockwell, R. R. 2002. Stokes polarimeter using two photoelastic modulators. *Polarization Measurement, Analysis, and Applications V* 4819, 1–8. doi:10.1117/12.450872

Wang, L. ve diğerleri 2016. Calibration of LAMOST Stellar Surface Gravities using the KEPLER Asteroseismic Data. *The Astronomical Journal* 152.

Willamo, T. ve diğerleri 2020. Shapes of stellar activity cycles. *Astronomy and Astrophysics* 638. doi:10.1051/0004-6361/202037666

Wilson, O. C. 1968. Flux Measurements at the Centers of Stellar H- and K-Lines. *The Astrophysical Journal* 153, 221. doi:10.1086/149652

Xiang, M. and 8 colleagues 2019. Abundance Estimates for 16 Elements in 6 Million Stars from LAMOST DR5 Low-Resolution Spectra. The Astrophysical Journal Supplement Series 245. doi:10.3847/1538-4365/ab5364

Yolalan, G., Şahin, T. 2019. Revisiting RV Tauri stars: first ionization potential (FIP) effect. *Canadian Journal of Physics* 97, 1210–1220. doi:10.1139/cjp-2018-0718

Yolalan, G., Şahin, T., Bilir, S., Plevne, O. 2025. Stellar Ancestry Unlocked: Chemical and Orbital Clues Link Metal Poor Stars to Globular Clusters and the Galaxy's Thick Disk. *arXiv e-prints*. doi:10.48550/arXiv.2506.10400

Yu, J. ve diğerleri 2018. Asteroseismology of 16,000 KEPLER Red Giants: Global Oscillation Parameters, Masses, and Radii. *The Astrophysical Journal Supplement Series* 236. doi:10.3847/1538-4365/aaaf74

Zhang, L.-. yun. ve diğerleri 2023. Stellar Parameters and Spectroscopic Properties of TESS Objects Observed in the LAMOST Low- and Medium-resolution Spectral Survey. *The Astrophysical Journal Supplement Series* 264. doi:10.3847/1538-4365/ac9b28

7. EKLER

EK-1. 1 Güneş analizi Fe 1 bollukları.

λ Å	Lep eV	loggf -	ew mÅ	$\log_{\odot}$(Fe1) dex	g_{eff} -	λ Å	Lep eV	loggf -	ew mÅ	$\log_{\odot}$(Fe1) dex	g_{eff} -
4082.11	3.42	-1.51	68.2	7.51	1.25	5029.62	3.41	-2.00	48.6	7.53	1.00
4088.56	3.64	-1.50	52.3	7.43	0.75	5044.22	2.84	-2.02	71.9	7.41	1.77
4090.96	3.37	-1.73	55.8	7.39	1.50	5074.75	4.22	-0.23	113.7	7.43	0.90
4207.13	2.83	-1.41	82.5	7.44	1.25	5083.35	0.96	-2.96	109.7	7.46	1.25
4220.35	3.07	-1.31	83.6	7.49	1.50	5088.16	4.15	-1.75	37.0	7.63	1.50
4365.90	2.99	-2.25	51.4	7.50	0.52	5141.75	2.42	-2.24	86.1	7.62	1.00
4432.58	3.57	-1.56	51.9	7.39	1.10	5145.10	2.20	-2.88	53.8	7.51	1.83
4439.89	2.28	-3.00	52.1	7.59	1.75	5198.72	2.22	-2.14	95.1	7.47	1.50
4447.14	2.20	-2.73	66.6	7.69	2.00	5217.40	3.21	-1.16	108.7	7.39	1.50
4502.60	3.57	-2.31	28.6	7.52	1.58	5225.53	0.11	-4.79	73.7	7.68	2.25
4556.93	3.25	-2.66	26.8	7.50	0.83	5242.50	3.63	-0.97	85.3	7.50	1.00
4593.53	3.94	-2.03	28.3	7.54	0.33	5243.78	4.26	-1.12	61.1	7.60	1.25
4602.01	1.61	-3.15	70.9	7.54	1.00	5247.06	0.09	-4.95	68.1	7.67	2.00
4602.95	1.48	-2.22	118.8	7.51	1.70	5250.22	0.12	-4.94	68.2	7.69	3.00
4619.30	3.60	-1.08	83.9	7.44	1.83	5250.65	2.20	-2.18	101.5	7.59	1.50
4630.13	2.28	-2.59	73.2	7.60	1.50	5253.47	3.28	-1.57	75.4	7.38	1.50
4635.85	2.84	-2.36	54.1	7.52	2.25	5288.53	3.69	-1.51	57.3	7.49	1.00
4661.54	2.99	-2.50	37.9	7.54	1.50	5307.37	1.61	-2.99	86.0	7.62	1.50
4704.95	3.69	-1.53	62.7	7.57	2.50	5322.05	2.28	-2.80	62.5	7.46	0.67
4733.60	1.48	-2.99	83.9	7.62	1.38	5365.41	3.57	-1.02	76.9	7.51	1.00
4741.53	2.83	-1.76	71.3	7.37	1.50	5373.71	4.47	-0.84	61.6	7.48	2.00
4745.81	3.65	-1.27	73.9	7.61	1.67	5379.58	3.69	-1.51	60.8	7.55	1.00
4779.44	3.40	-2.02	40.7	7.35	0.82	5398.29	4.44	-0.71	72.5	7.52	0.33
4788.77	3.24	-1.76	65.4	7.61	1.17	5461.54	4.43	-1.88	26.0	7.75	1.95
4793.96	3.03	-3.47	8.7	7.44	1.02	5473.91	4.15	-0.79	76.9	7.45	1.50
4794.36	2.41	-4.05	11.5	7.56	1.49	5483.11	4.15	-1.41	46.5	7.48	1.86
4802.89	3.64	-1.51	59.7	7.51	1.67	5487.15	4.41	-1.51	35.6	7.58	1.08
4839.55	3.27	-1.82	61.8	7.59	1.03	5501.48	0.96	-3.05	115.3	7.55	1.88
4917.23	4.19	-1.16	62.8	7.60	1.50	5506.79	0.99	-2.80	123.2	7.44	2.00
4918.02	4.23	-1.34	52.0	7.60	0.50	5525.55	4.23	-1.08	53.0	7.36	1.50
4924.78	2.28	-2.11	92.6	7.51	1.33	5543.94	4.22	-1.11	61.5	7.55	1.50
4939.69	0.86	-3.34	98.4	7.58	1.50	5546.51	4.37	-1.28	50.8	7.64	1.50
4961.92	3.63	-2.25	26.2	7.41	0.50	5560.22	4.43	-1.16	50.2	7.55	0.63
4962.58	4.18	-1.18	53.2	7.50	0.58	5618.64	4.21	-1.28	50.0	7.48	1.33
4973.10	3.96	-0.92	87.3	7.63	0.50	5624.03	4.39	-1.45	50.4	7.57	0.60
5022.24	3.98	-0.56	97.1	7.42	0.70	5633.95	4.99	-0.32	65.3	7.54	1.17

Devam ediyor...

λ Å	Lep eV	loggf -	ew mÅ	log⊙(Fe1) dex	g_{eff} -	λ Å	Lep eV	loggf -	ew mÅ	log⊙(Fe1) dex	g_{eff} -
5636.71	3.64	-2.56	20.7	7.54	1.00	6180.21	2.73	-2.65	53.3	7.51	0.63
5638.27	4.22	-0.84	76.6	7.55	1.13	6200.32	2.61	-2.44	72.2	7.60	1.50
5641.45	4.26	-1.15	66.7	7.72	1.00	6213.44	2.22	-2.48	81.0	7.45	2.00
5662.52	4.18	-0.57	91.2	7.60	1.20	6219.29	2.20	-2.43	89.5	7.54	1.67
5701.56	2.56	-2.22	84.8	7.63	1.13	6232.65	3.65	-1.22	81.0	7.60	2.00
5705.47	4.30	-1.36	37.8	7.38	0.75	6240.65	2.22	-3.17	47.6	7.40	1.00
5717.84	4.28	-1.10	62.1	7.60	0.50	6246.33	3.59	-0.88	111.4	7.38	1.58
5741.86	4.26	-1.67	32.6	7.53	1.33	6252.56	2.40	-1.69	119.2	7.41	1.08
5778.46	2.59	-3.43	22.4	7.43	1.21	6265.14	2.18	-2.55	84.0	7.53	1.58
5806.73	4.61	-1.03	51.6	7.59	0.92	6270.23	2.86	-2.61	51.0	7.54	0.50
5814.80	4.26	-1.94	22.0	7.53	1.06	6297.80	2.22	-2.74	74.4	7.56	1.00
5881.28	4.59	-1.70	14.3	7.36	1.14	6301.51	3.65	-0.72	113.9	7.60	1.67
5905.67	4.63	-0.77	57.0	7.45	0.30	6315.81	4.07	-1.66	40.3	7.52	1.13
5916.26	2.45	-2.99	54.4	7.62	1.03	6322.69	2.59	-2.43	75.3	7.62	1.50
5929.68	4.55	-1.38	39.5	7.65	1.30	6330.86	4.71	-0.97	33.2	7.24	1.21
5934.67	3.93	-1.12	76.0	7.47	1.00	6335.34	2.20	-2.18	97.0	7.40	1.67
5956.71	0.86	-4.61	50.9	7.58	0.70	6336.83	3.69	-0.86	102.2	7.34	2.00
5983.70	4.53	-0.49	67.1	7.36	1.09	6392.53	2.27	-4.03	17.1	7.53	1.51
6003.03	3.86	-1.03	81.3	7.41	1.50	6393.61	2.43	-1.58	130.4	7.43	0.80
6005.53	2.58	-3.60	21.8	7.57	1.67	6419.96	4.73	-0.27	80.5	7.41	1.33
6027.06	4.07	-1.09	63.5	7.49	1.10	6430.86	2.18	-2.01	109.5	7.39	1.25
6065.49	2.61	-1.53	117.0	7.43	0.67	6469.19	4.83	-0.81	55.0	7.61	0.50
6078.50	4.77	-0.32	75.9	7.54	0.99	6481.88	2.28	-2.98	63.7	7.60	1.50
6079.02	4.65	-1.10	44.4	7.56	2.33	6498.94	0.96	-4.69	44.7	7.56	1.38
6082.72	2.22	-3.57	34.3	7.49	2.00	6518.37	2.83	-2.46	56.0	7.45	1.17
6096.67	3.98	-1.88	36.9	7.54	1.50	6593.88	2.43	-2.42	85.0	7.62	1.15
6127.91	4.14	-1.40	47.5	7.51	0.38	6609.12	2.56	-2.69	64.2	7.59	1.15
6137.70	2.59	-1.40	129.4	7.41	1.08	6678.00	2.69	-1.42	122.8	7.42	1.10
6157.73	4.07	-1.22	61.5	7.57	1.22	6703.58	2.76	-3.06	36.6	7.53	0.92
6165.36	4.14	-1.47	43.9	7.49	1.00	6750.16	2.42	-2.62	73.1	7.57	1.50
6173.34	2.22	-2.88	67.7	7.57	2.50						

EK-1. 2 BD+443197 ve HD 186306 yıldızlarının analizde kullanılan çizgi listesi (Fe, Ti ve Cr)

λ	iyon	LEP	loggf	Alt	Üst	$(g_eff)_{teo}$	BD+443197			HD 186306		
Å	-	eV	-	-	-	-	Ew (mÅ)	$\log_\epsilon$(x)	std.	Ew (mÅ)	$\log_\epsilon$(x)	std.
4067.99	26.00	3.21	-0.47	5D4	7P4	1.63	74.00	6.28	-0.10	-	-	-
4070.78	26.00	3.24	-0.85	5D3	5D2	1.50	66.00	6.52	0.13	-	-	-
4073.77	26.00	3.26	-0.90	5D2	5D1	1.50	59.00	6.43	0.04	-	-	-
4079.84	26.00	2.86	-1.36	3P0	3S1	2.00	58.00	6.50	0.11	-	-	-
4080.22	26.00	3.28	-1.23	5D1	5D0	1.50	50.00	6.57	0.18	88.00	7.15	-0.03
4080.88	26.00	3.29	-1.76	5D0	7D1	3.00	-	-	-	-	-	-
4082.12	26.00	3.42	-1.51	5F2	5D2	1.25	30.00	6.55	0.11	72.00	7.29	0.12
4088.56	26.00	3.64	-1.50	3D2	3S1	0.75	-	-	-	48.00	6.99	-0.18
4090.95	26.00	3.37	-1.73	5F4	5F3	1.50	-	-	-	59.00	7.22	0.05
4175.64	26.00	2.84	-0.83	3P1	5D2	1.50	77.00	6.38	-0.01	-	-	-
4182.39	26.00	3.02	-1.18	3P2	5F2	1.25	58.00	6.46	0.07	-	-	-
4203.98	26.00	2.85	-1.01	3P1	3P2	1.50	90.00	6.79	0.38	139.00	7.08	-0.10
4207.13	26.00	2.83	-1.41	3P2	3S1	1.25	51.00	6.34	-0.07	-	-	-
4220.34	26.00	3.07	-1.31	3P1	3P0	1.50	43.00	6.29	-0.12	78.00	6.89	-0.29
4222.22	26.00	2.45	-0.97	7D3	7D3	1.75	81.00	6.25	-0.13	-	-	-
4233.61	26.00	2.48	-0.60	7D1	7D2	1.50	105.00	6.33	-0.06	-	-	-
4241.12	26.00	2.83	-2.45	3P2	5P1	1.00	-	-	-	-	-	-
4250.80	26.00	1.56	-0.71	3F3	3G3	0.92	153.00	6.17	-0.22	-	-	-
4291.46	26.00	0.05	-4.08	5D3	7P4	2.13	57.00	6.45	0.04	-	-	-
4348.95	26.00	2.99	-2.14	3G4	3H4	0.93	-	-	-	-	-	-
4365.90	26.00	2.99	-2.25	3G4	4D3	0.52	15.00	6.43	0.02	43.00	7.00	-0.18
4389.24	26.00	0.05	-4.58	5D3	7F2	1.50	32.00	6.34	-0.07	74.00	7.17	0.00
4392.59	26.00	3.88	-1.98	3F4	3G4	1.15		6.36	-0.08	-	-	-
4415.14	26.00	1.61	-0.62	3F2	5G3	1.17	175.00	6.27	-0.12	-	-	-
4432.58	26.00	3.57	-1.56	1H5	3G5	1.10	14.00	6.25	-0.14	50.80	7.03	-0.14
4433.23	26.00	3.65	-0.73	5P2	5P1	1.50	51.00	6.40	0.01	-	-	-
4438.35	26.00	3.69	-1.60	5P1	5D0	2.50	-	-	-	-	-	-
4439.89	26.00	2.28	-3.00	3P2	5S2	1.75	11.00	6.32	-0.09	45.00	7.08	-0.09
4442.35	26.00	2.20	-1.26	5P2	5D2	1.67	100.00	6.63	0.21	200.00	7.12	-0.06
4447.13	26.00	2.20	-2.73	5P2	7P3	2.00	20.00	6.30	-0.11	66.00	7.25	0.08

Devam ediyor...

λ	iyon	LEP	loggf	Alt	Üst	g_{eff}	BD+443197			HD 186306		
Å	-	eV	-	-	-	-	Ew (mÅ)	$\log_\epsilon(x)$	std.	Ew (mÅ)	$\log_\epsilon(x)$	std.
4447.73	26.00	2.22	-1.34	5P1	5D1	2.00	93.00	6.57	0.15	173.00	7.08	-0.09
4476.03	26.00	2.84	-0.82	3P1	3D2	1.00	-	-	-	-	-	-
4485.68	26.00	3.69	-0.99	5P1	5P1	2.50	32.00	6.29	-0.09	-	-	-
4494.57	26.00	2.20	-1.14	5P2	5D3	1.17	94.00	6.41	0.03	-	-	-
4502.60	26.00	3.57	-2.31	1H5	3H6	1.58	9.00	6.77	0.36	22.00	7.08	-0.09
4504.84	26.00	3.26	-2.22	5D2	3F3	0.67	-	-	-	-	-	-
4541.94	26.00	3.27	-3.08	3H5	5H4	1.30	-	-	-	-	-	-
4554.46	26.00	2.86	-2.99	7F3	5D3	1.50	-	-	-	-	-	-
4556.92	26.00	3.25	-2.66	3D3	5P2	0.83	-	-	-	21.00	7.08	-0.10
4592.66	26.00	1.56	-2.45	3F3	5F3	1.17	-	-	-	-	-	-
4593.52	26.00	3.94	-2.06	3F3	5P2	0.33	-	-	-	18.00	7.04	-0.13
4595.37	26.00	3.30	-1.76	3H4	1H5	1.40	21.00	6.41	0.00	-	-	-
4596.07	26.00	3.60	-1.37	5P3	7D4	1.63	-	-	-	-	-	-
4602.00	26.00	1.61	-3.15	3F2	5F1	1.00	30.00	6.38	-0.03	-	-	-
4602.95	26.00	1.48	-2.22	3F4	5F5	1.70	79.00	6.50	0.09	146.00	7.10	-0.08
4619.29	26.00	3.60	-1.08	5P3	5D2	1.83	32.00	6.29	-0.13	-	-	-
4630.13	26.00	2.28	-2.59	3P2	5D3	1.50	25.00	6.38	-0.03	71.00	7.28	0.11
4632.92	26.00	1.61	-2.91	3F2	5F2	0.83	38.00	6.33	-0.08	-	-	-
4635.85	26.00	2.84	-2.36	3P1	5S2	2.25	13.00	6.30	-0.11	50.00	7.11	-0.07
4643.47	26.00	3.65	-1.15	5P2	7D2	1.92	26.00	6.26	-0.15	-	-	-
4661.98	26.00	2.99	-2.50	3G4	3G3	1.50	7.00	6.28	-0.14	-	-	-
4678.85	26.00	3.60	-0.83	5P3	5D4	1.25	52.00	6.47	0.08	94.00	7.06	-0.12
4679.23	26.00	3.25	-2.42	5P3	5F3	1.46	-	-	-	-	-	-
4691.42	26.00	2.99	-1.52	3G4	3G4	1.05	55.00	6.65	0.26	-	-	-
4704.95	26.00	3.69	-1.53	5P1	5D0	2.50	19.00	6.49	0.08	61.00	7.30	0.13
4710.29	26.00	3.02	-1.61	3G3	3G3	0.75	38.00	6.40	0.00	-	-	-
4728.55	26.00	3.65	-1.17	5P2	7P3	2.00	34.00	6.46	0.08	75.00	7.17	-0.01
4733.60	26.00	1.48	-2.99	3F4	5D4	1.38	38.00	6.27	-0.12	83.00	7.13	-0.05
4735.85	26.00	4.07	-1.33	3F4	3G5	1.10	16.00	6.55	0.17	53.00	7.28	0.11
4740.34	26.00	3.02	-2.63	3G3	3G4	1.50	-	-	-	-	-	-
4741.54	26.00	2.83	-1.76	3P2	5D3	1.50	29.00	6.16	-0.23	70.00	6.93	-0.24
4745.80	26.00	3.65	-1.27	5P2	5D3	1.67	30.00	6.47	0.05	71.00	7.19	0.02
4788.77	26.00	3.24	-1.76	3H6	3H6	1.17	24.00	6.43	0.04	67.00	7.25	0.08
4800.65	26.00	4.14	-1.03	3F3	3G4	1.00	16.00	6.32	-0.07	-	-	-
4802.88	26.00	3.64	-1.51	3D3	3P2	1.67	21.00	6.47	0.06	50.00	7.01	-0.17
4839.55	26.00	3.27	-1.82	3H5	3H5	1.03	20.00	6.40	0.01	64.00	7.28	0.10
4842.79	26.00	4.10	-1.53	5D4	3G5	0.60	12.00	6.63	0.24	-	-	-
4871.33	26.00	2.86	-0.36	7F3	7D2	1.00	-	-	-	-	-	-
4875.88	26.00	3.33	-1.97	5F5	5F4	1.50	19.00	6.60	0.19	55.00	7.29	0.11
4890.76	26.00	2.87	-0.39	7F2	7D2	1.75	104.00	6.37	-0.02	-	-	-
4891.50	26.00	2.85	-0.11	7F4	7D3	1.13	116.00	6.23	-0.16	-	-	-
4903.32	26.00	2.88	-0.93	7F1	7D2	2.25	89.00	6.67	0.28	-	-	-
4917.24	26.00	4.19	-1.16	5D2	5D1	1.50	17.00	6.52	0.14	54.00	7.24	0.06
4918.01	26.00	4.23	-1.36	5D0	3D1	0.50	10.00	6.46	0.08	42.00	7.21	0.04
4924.78	26.00	2.28	-2.11	3P2	3D2	1.33	40.00	6.21	-0.18	106.00	7.31	0.14

Devam ediyor...

λ	iyon	LEP	loggf	Alt	Üst	g_{eff}	BD+443197			HD 186306		
Å	-	eV	-	-	-	-	Ew (mÅ)	$\log_\epsilon(x)$	std.	Ew (mÅ)	$\log_\epsilon(x)$	std.
4927.43	26.00	3.57	-2.07	1H5	3F4	0.50	11.00	6.61	0.22	-	-	-
4930.31	26.00	3.96	-1.20	3D1	5D1	1.00	20.00	6.43	0.05	-	-	-
4938.82	26.00	2.87	-1.08	7F2	7D3	2.00	70.00	6.42	0.03	-	-	-
4939.69	26.00	0.86	-3.34	5F5	5F4	1.50	57.00	6.43	0.04	109.00	7.23	0.06
4961.91	26.00	3.63	-2.25	1I6	3G5	0.50	-	-	-	25.00	7.14	-0.03
4962.57	26.00	4.18	-1.18	5F5	3H6	0.58	13.00	6.39	0.00	51.00	7.19	0.02
4966.10	26.00	3.33	-0.87	5F5	5F5	1.40	66.00	6.55	0.16	-	-	-
4973.10	26.00	3.96	-0.92	3D1	3D1	0.50	37.00	6.56	0.18	95.00	7.44	0.27
4978.61	26.00	3.98	-0.88	3F2	5D1	0.25	35.00	6.50	0.11	-	-	-
5001.87	26.00	3.88	-0.01	3F4	3D3	1.13	-	-	-	-	-	-
5002.80	26.00	3.40	-1.53	5F3	5F4	1.50	22.00	6.29	-0.10	69.00	7.19	0.02
5014.95	26.00	3.94	-0.30	3F3	3D2	1.00	54.00	6.28	-0.11	-	-	-
5022.24	26.00	3.98	-0.56	6F1.5	2F2.5	0.70	44.00	6.37	-0.02	-	-	-
5029.62	26.00	3.41	-2.00	1P1	1D2	1.00	-	-	-	-	-	-
5041.76	26.00	1.48	-2.20	3F4	3F3	1.50	-	-	-	-	-	-
5068.77	26.00	2.94	-1.04	7P4	7D3	1.75	62.00	6.27	-0.12	-	-	-
5074.75	26.00	4.22	-0.23	5F4	3G5	0.90	-	-	-	121.00	7.22	0.04
5083.35	26.00	0.96	-2.96	5F3	5F3	1.25	68.00	6.41	0.02	114.00	6.99	-0.19
5088.16	26.00	4.15	-1.75	5D3	5D4	1.50	-	-	-	26.00	7.18	0.00
5110.44	26.00	0.00	-3.76	5D4	7D4	1.58	-	-	-	-	-	-
5121.65	26.00	4.28	-0.81	5F2	3D2	1.08	28.00	6.55	0.16	-	-	-
5141.75	26.00	2.42	-2.24	3P1	3D1	1.00	37.00	6.40	0.00	96.00	7.43	0.25
5145.10	26.00	2.20	-2.88	5P2	5P2	1.83	-	-	-	63.00	7.26	0.09
5150.85	26.00	0.99	-3.04	5F2	5F3	1.50	59.00	6.29	-0.10	-	-	-
5191.47	26.00	3.04	-0.55	7P2	7D1	2.00	87.00	6.38	0.00	-	-	-
5194.95	26.00	1.56	-2.09	3F3	3F3	1.08	81.00	6.42	0.04	-	-	-
5198.72	26.00	2.22	-2.14	5P1	5P2	1.50	52.00	6.42	0.04	117.00	7.38	0.20
5202.35	26.00	2.18	-1.84	5P3	5P3	1.67	77.00	6.67	0.29	-	-	-
5215.19	26.00	3.26	-0.87	5D2	5D1	1.50	56.00	6.25	-0.14	-	-	-
5217.40	26.00	3.21	-1.16	5D4	5D3	1.50	50.00	6.36	-0.03	116.00	7.28	0.10
5217.93	26.00	3.62	-1.72	3D2	3P1	1.00	8.00	6.14	-0.25	-	-	-
5225.53	26.00	0.110	-4.79	5D1	7D1	2.25	35.7	6.64	0.21	-	-	-
5228.38	26.00	4.22	-1.26	5F4	5P3	0.88	18.00	6.67	0.29	51.00	7.30	0.12
5232.95	26.00	2.94	-0.06	7P4	7D5	1.30	122.00	6.31	-0.08	-	-	-
5242.50	26.00	3.63	-0.97	1I6	1H5	1.00	39.00	6.34	-0.05	82.00	7.04	-0.13
5243.78	26.00	4.26	-1.15	5f3	5f3	1.25	18.00	6.59	0.18	54.00	7.28	0.10
5247.06	26.00	0.09	-4.95	5D2	7D3	2.00	25.00	6.51	0.12	67.00	7.23	0.06
5250.22	26.00	0.12	-4.94	5D0	7D1	3.00	25.00	6.53	0.14	69.00	7.30	0.13
5250.65	26.00	2.20	-2.18	5P2	5P3	1.50	56.00	6.53	0.12	102.00	7.22	0.05
5253.47	26.00	3.28	-1.57	5D1	5D1	1.50	26.00	6.30	-0.09	72.00	7.16	-0.02
5263.31	26.00	3.26	-0.88	5D2	5D2	1.50	62.00	6.40	0.01	-	-	-
5266.56	26.00	3.00	-0.39	7P3	7D4	1.25	98.00	6.36	-0.03	-	-	-
5269.55	26.00	0.86	-1.32	5F5	5D4	1.20	172.00	6.17	-0.20	-	-	-
5270.38	26.00	1.61	-1.34	3F2	3D1	0.75	-	-	-	-	-	-
5281.80	26.00	3.04	-0.83	7P2	7D3	1.17	76.00	6.43	0.05	-	-	-

Devam ediyor...

λ	iyon	LEP	loggf	Alt	Üst	g_{eff}	BD+443197			HD 186306		
Å	-	eV	-	-	-	-	Ew (mÅ)	$\log_\epsilon(x)$	std.	Ew (mÅ)	$\log_\epsilon(x)$	std.
5288.53	26.00	3.69	-1.51	1G4	1G4	1.00	14.00	6.28	-0.11	50.00	7.04	-0.13
5298.78	26.00	3.64	-2.02	3D3	5F2	1.67	-	-	-	29.00	7.01	-0.16
5302.31	26.00	3.28	-0.72	5D1	5D2	1.50	69.00	6.40	0.02	-	-	-
5307.37	26.00	1.61	-2.99	3F2	3F3	1.50	36.00	6.32	-0.07	82.00	7.16	-0.02
5322.05	26.00	2.28	-2.80	3P2	3F3	0.67	14.00	6.20	-0.20	56.00	7.08	-0.10
5339.94	26.00	3.26	-0.72	5D2	5D3	1.50	71.00	6.43	0.04	-	-	-
5364.88	26.00	4.44	0.23	5G2	5H3	0.67	59.00	6.28	-0.11	-	-	-
5365.41	26.00	3.57	-1.02	1H5	1G4	1.00	30.00	6.12	-0.27	71.00	6.85	-0.32
5367.48	26.00	4.41	0.44	5G3	5H4	0.88	64.00	6.14	-0.25	-	-	-
5369.97	26.00	4.37	0.54	5G4	5H5	1.00	73.00	6.18	-0.21	-	-	-
5373.71	26.00	4.47	-0.84	3G3	3F4	2.00	17.00	6.45	0.07	59.00	7.25	0.07
5379.58	26.00	3.69	-1.51	1G4	1H5	1.00	14.00	6.27	0.11	52.00	7.08	-0.10
5383.38	26.00	4.31	0.65	5G5	5H6	1.08	78.00	6.11	-0.28	-	-	-
5398.29	26.00	4.44	-0.71	5G2	5G2	0.33	24.00	6.49	0.10	-	-	-
5405.79	26.00	0.99	-1.84	5F2	5D1	0.75	114.00	6.22	-0.17	-	-	-
5410.92	26.00	4.47	0.40	3G3	3H4	0.88	62.00	6.20	-0.19	-	-	-
5415.21	26.00	4.39	0.64	3G5	3H6	1.08	82.00	6.24	-0.15	-	-	-
5434.53	26.00	1.01	-2.12	5F1	5D0	0.00	104.00	6.35	-0.04	230.00	6.94	-0.23
5473.91	26.00	4.15	-0.79	5D3	5D3	1.50	23.00	6.27	-0.12	70.00	7.11	-0.06
5487.15	26.00	4.42	-1.53	5G3	5F3	1.08	34.00	6.44	0.03	25.00	7.18	0.00
5497.53	26.00	1.01	-2.85	5F1	5D2	2.25	77.00	6.52	0.14	-	-	-
5501.48	26.00	0.96	-3.05	5F3	5D4	1.88	70.00	6.50	0.09	127.00	7.16	-0.02
5506.79	26.00	0.99	-2.80	5F2	5D3	2.00	78.00	6.49	0.08	138.00	7.04	-0.14
5525.55	26.00	4.23	-1.08	5D0	5D1	1.50	13.00	6.32	-0.07	43.00	6.96	-0.21
5543.94	26.00	4.22	-1.11	5D1	5D2	1.50	13.00	6.34	-0.05	53.00	7.19	0.02
5546.51	26.00	4.37	-1.28	5G4	5G5	1.50	11.00	6.57	0.18	40.00	7.23	0.06
5560.22	26.00	4.43	-1.16	3G4	3D3	0.63	11.00	6.50	0.07	37.00	7.10	-0.07
5567.40	26.00	2.61	0.71	3F2	3D1	0.75	-	-	-	-	-	-
5569.63	26.00	3.42	-0.49	5F2	5D1	0.75	67.00	6.24	-0.15	-	-	-
5576.10	26.00	3.43	-0.94	5F1	5D0	0.00	54.00	6.43	0.04	-	-	-
5586.77	26.00	3.37	-0.14	5F4	5D3	1.13	94.00	6.36	-0.03	-	-	-
5618.63	26.00	4.21	-1.28	3P2	3D2	1.33	-	-	-	41.00	7.08	-0.09
5624.03	26.00	4.39	-1.45	3G5	5D4	0.60	14.00	6.86	0.44	34.00	7.29	0.12
5633.95	26.00	4.99	-0.27	5F5	5G6	1.17	20.00	6.46	0.02	53.00	7.00	-0.17
5636.70	26.00	3.64	-2.61	3D2	3F3	1.00	-	-	-	17.00	7.23	0.06
5638.27	26.00	4.22	-0.84	5F4	5D3	1.13	24.00	6.41	0.02	75.00	7.30	0.12
5641.45	26.00	4.26	-1.15	5F3	5D2	1.00	15.00	6.49	0.10	54.00	7.28	0.10
5662.52	26.00	4.17	-0.57	5F5	5D4	1.20	43.00	6.55	0.11	83.00	7.10	-0.07
5701.56	26.00	2.56	-2.22	3F4	3D3	1.13	30.00	6.33	-0.06	84.00	7.31	0.14
5705.46	26.00	4.30	-1.36	5F1	5D1	0.75	13.00	6.65	0.22	28.00	6.96	-0.21
5706.01	26.00	4.61	-0.57	5F2	5P2	1.42	24.00	6.51	0.12	-	-	-
5717.84	26.00	4.28	-1.10	3P0	3D1	0.50	16.00	6.49	0.10	-	-	-
5741.86	26.00	4.26	-1.67	5F3	3D2	1.33	0.00	-	-	29.00	7.27	0.09
5763.00	26.00	4.21	-0.47	3P2	3D3	1.17	45.00	6.50	0.11	-	-	-
5778.46	26.00	2.59	-3.43	3F3	3D3	1.21	0.00	-	-	19.00	7.04	-0.14

Devam ediyor...

λ	iyon	LEP	loggf	Alt	Üst	$g_e f f$	BD+443197			HD 186306		
Å	-	eV	-	-	-	-	Ew (mÅ)	$\log_\epsilon$(x)	std.	Ew (mÅ)	$\log_\epsilon$(x)	std.
5806.72	26.00	4.61	-1.05	3F3	3G3	0.92	15.00	6.71	0.27	42.00	7.25	0.08
5816.38	26.00	4.55	-0.60	3F4	5H5	0.80	20.00	6.37	-0.02	-	-	-
5916.25	26.00	2.45	-2.99	3H4	3F4	1.03	-	-	-	52.00	7.30	0.12
5929.68	26.00	4.55	-1.41	3F4	5F4	1.30	8.00	6.69	0.25	33.00	7.37	0.19
5934.65	26.00	3.93	-1.17	3D2	3F3	1.00	31.00	6.63	0.19	70.00	7.28	0.10
5952.72	26.00	3.98	-1.44	3F2	3F2	0.67	16.00	6.54	0.10	50.00	7.23	0.05
5956.69	26.00	0.86	-4.61	5F5	7P4	0.70	8.00	6.27	-0.17	56.00	7.32	0.15
6027.06	26.00	4.07	-1.09	3F4	3G5	1.10	18.00	6.34	-0.05	53.00	7.02	-0.15
6065.49	26.00	2.61	-1.53	3F2	3F2	0.67	60.00	6.34	-0.05	123.00	7.13	-0.05
6079.01	26.00	4.65	-1.12	3f2	5d3	2.33	14.00	6.79	0.35	33.00	7.18	0.00
6082.72	26.00	2.22	-3.57	5P1	3P1	2.00	-	-	-	29.00	7.05	-0.12
6096.66	26.00	3.98	-1.93	3F2	3F3	1.50	-	-	-	31.00	7.29	0.11
6127.91	26.00	4.14	-1.40	3F3	3H4	0.38	13.00	6.53	0.09	40.00	7.11	-0.06
6137.70	26.00	2.59	-1.40	3F3	3F3	1.08	74.00	6.50	0.11	130.00	7.04	-0.14
6157.73	26.00	4.07	-1.22	3F4	3F4	1.25	18.00	6.46	0.07	52.00	7.12	-0.05
6165.36	26.00	4.14	-1.47	3F3	3G4	1.00	-	-	-	35.00	7.08	-0.10
6173.34	26.00	2.22	-2.88	5P1	5D0	2.50	18.00	6.32	-0.07	62.00	7.17	-0.01
6180.21	26.00	2.73	-2.65	3G4	3D3	0.63	13.00	6.41	0.02	-	-	-
6200.32	26.00	2.61	-2.44	3F2	3F3	1.50	21.00	6.35	-0.04	69.00	7.27	0.09
6213.44	26.00	2.22	-2.48	5P1	5D1	2.00	31.00	6.26	-0.13	83.00	7.18	0.00
6215.15	26.00	4.19	-1.32	3F2	3G3	0.83	-	-	-	-	-	-
6219.29	26.00	2.20	-2.43	5P2	5D2	1.67	36.00	6.30	0.09	88.00	7.19	0.01
6232.65	26.00	3.65	-1.22	5P2	5D1	2.00	28.00	6.32	-0.06	84.00	7.30	0.12
6240.65	26.00	2.22	-3.17	5P1	3P2	1.00	12.00	6.38	0.00	45.00	7.05	-0.13
6246.33	26.00	3.60	-0.88	5P3	5D3	1.58	50.00	6.42	0.03	-	-	-
6252.57	26.00	2.40	-1.69	3H6	3G5	1.08	67.00	6.44	0.05	124.00	7.08	-0.09
6254.25	26.00	2.28	-2.43	3P2	3P1	1.50	47.00	6.62	0.23	-	-	-
6265.14	26.00	2.18	-2.55	5P3	5D3	1.58	40.00	6.49	0.10	83.00	7.21	0.03
6270.23	26.00	2.86	-2.61	3P0	3D1	0.50	7.00	6.19	-0.20	50.00	7.27	0.09
6297.79	26.00	2.22	-2.74	5P1	5D2	1.00	43.00	6.78	0.37	72.00	7.23	0.06
6301.50	26.00	3.65	-0.72	5P2	5D2	1.67	56.00	6.42	0.01	110.00	7.10	-0.07
6315.81	26.00	4.07	-1.71	3F4	1G4	1.13	-	-	-	38.00	7.31	0.13
6322.69	26.00	2.59	-2.43	3F3	3F4	1.50	26.00	6.45	0.06	72.00	7.28	0.11
6335.33	26.00	2.20	-2.18	5P2	5D3	1.67	52.00	6.42	-0.02	99.00	7.07	-0.10
6336.83	26.00	3.69	-0.86	5P1	5D1	2.00	46.00	6.36	-0.03	112.00	7.31	0.13
6344.15	26.00	2.43	-2.92	3H5	3G5	1.12	15.00	6.46	0.04	61.00	7.38	0.21
6355.04	26.00	2.84	-2.29	3P1	3D2	1.00	16.00	6.26	-0.12	-	-	-
6358.69	26.00	0.86	-4.47	5F5	7F6	1.75	15.00	6.45	0.06	-	-	-
6393.61	26.00	2.43	-1.58	3H5	5G4	0.80	70.00	6.42	0.03	-	-	-
6408.03	26.00	3.69	-1.02	5P1	5D2	1.00	33.00	6.27	-0.12	100.00	7.33	0.16
6411.66	26.00	3.65	-0.72	5P2	5D3	1.17	59.00	6.49	0.10	-	-	-
6419.96	26.00	4.73	-0.27	3D3	3D3	1.33	28.00	6.40	0.01	76.00	7.16	-0.02
6421.36	26.00	2.28	-2.03	3P2	3P2	1.50	62.00	6.54	0.15	-	-	-
6430.86	26.00	2.18	-2.01	5P3	5D4	1.25	65.00	6.49	0.11	126.00	7.20	0.02
6469.19	26.00	4.83	-0.77	3D1	3D1	0.50	12.00	6.52	0.08	45.00	7.24	0.06

Devam ediyor...

λ	iyon	LEP	loggf	Alt	Üst	g_{eff}	BD+443197			HD 186306		
Å	-	eV	-	-	-	-	Ew (mÅ)	$\log_\epsilon(x)$	std.	Ew (mÅ)	$\log_\epsilon(x)$	std.
6481.87	26.00	2.28	-2.98	3P2	5D2	1.50	15.00	6.35	-0.06	60.00	7.25	0.07
6498.95	26.00	0.96	-4.69	5F3	7F3	1.38	-	-	-	51.00	7.35	0.17
6518.37	26.00	2.83	-2.46	3P2	3D3	1.17	-	-	-	53.00	7.14	-0.03
6575.04	26.00	2.59	-2.71	3F3	3G3	0.92	-	-	-	-	-	-
6593.88	26.00	2.43	-2.42	3H5	5G5	1.15	30.00	6.37	-0.02	87.00	7.36	0.19
6609.12	26.00	2.56	-2.69	3F4	3G4	1.15	15.00	6.34	-0.05	61.00	7.27	0.09
6663.45	26.00	2.42	-2.48	3P1	3P0	1.50	29.00	6.39	0.00	-	-	-
6678.00	26.00	2.69	-1.42	3G5	3F4	1.10	70.00	6.49	0.10	130.00	7.11	-0.06
6703.58	26.00	2.76	-3.06	3G3	3F3	0.92	-	-	-	32.00	7.16	-0.02
6750.16	26.00	2.42	-2.62	3P1	3P1	1.50	23.00	6.37	-0.01	68.00	7.19	0.02
4178.85	26.10	2.58	-2.50	5H6	5G5	1.08	68.00	6.58	0.15	-	-	-
4491.41	26.10	2.85	-2.64	4F1.5	5F1.5	0.55	41.00	6.18	-0.20	54.00	7.18	0.04
4508.29	26.10	2.85	-2.35	4F1.5	4D0.5	0.50	63.00	6.43	0.05	68.00	7.22	0.09
4576.34	26.10	2.84	-2.92	4F2.5	4D2.5	1.20	36.00	6.32	-0.06	46.00	7.22	0.08
4582.83	26.10	2.84	-3.06	4F2.5	4F3.5	1.50	30.00	6.32	-0.06	33.00	6.98	-0.16
4583.84	26.10	2.81	-1.74	4F4.5	4D3.5	1.17	80.00	6.21	-0.17	-	-	-
4620.52	26.10	2.83	-3.19	4F3.5	4D3.5	1.33	20.00	6.17	-0.21	33.00	7.10	-0.04
4923.93	26.10	2.89	-1.21	6S2.5	6P1.5	1.70	110.00	6.32	-0.06	-	-	-
5132.67	26.10	2.81	-4.09	4D3.5	6D3.5	1.51	-	-	-	12.00	7.24	0.10
5197.58	26.10	3.23	-2.05	4G2.5	4F1.5	0.70	60.00	6.37	-0.01	56.00	6.98	-0.16
5234.63	26.10	3.22	-2.21	4G3.5	4F2.5	0.93	63.00	6.59	0.21	58.00	7.18	0.04
5264.81	26.10	3.33	-3.23	4G2.5	4D1.5	0.10	23.00	6.77	0.33	-	-	-
5284.11	26.10	2.89	-3.20	6S2.5	6F3.5	0.64	31.00	6.50	0.12	40.00	7.36	0.22
5325.56	26.10	3.22	-2.57	4G3.5	4F3.5	1.11	15.00	6.29	-0.14	-	-	-
5414.08	26.10	3.22	-3.48	4G3.5	4D3.5	1.21	8.00	6.32	-0.06	10.00	6.93	-0.21
5425.26	26.10	3.20	-3.39	4G4.5	4F4.5	1.25	15.00	6.53	0.15	21.00	7.28	0.14
5534.85	26.10	3.24	-2.86	2H5.2	4F4.5	0.65	31.00	6.49	0.11	29.00	7.05	-0.09
6247.56	26.10	3.89	-2.43	4D2.5	4P1.5	1.10	26.00	6.55	0.17	23.00	7.08	-0.06
6369.46	26.10	2.89	-3.47	6S2.5	6D1.5	2.10	-	-	-	-	-	-
4060.27	22.00	1.05	-0.69	3P1	3P2	1.50	-	-	-	-	-	-
4186.13	22.00	1.50	-0.24	1G4	1G4	1.00	15.00	4.10	0.02	58.00	4.92	0.04
4287.41	22.00	0.84	-0.37	5F4	5D4	1.43	35.00	4.11	0.03	-	-	-
4453.32	22.00	1.43	-0.03	3F2	3F2	0.67	28.00	4.17	0.09	71.00	4.90	0.02
4453.71	22.00	1.87	0.10	3g3	3g3	0.75	17.00	4.17	0.08	47.00	4.64	-0.24
4465.81	22.00	1.74	-0.13	5P2	5P3	1.50	-	-	-	-	-	-
4512.74	22.00	0.84	-0.40	5F4	5F5	1.50	35.00	4.12	0.04	78.00	4.83	-0.04
4518.03	22.00	0.83	-0.25	5F3	5F4	1.50	-	-	-	-	-	-
4534.79	22.00	0.84	0.35	5F4	5F4	1.35	63.00	3.99	-0.09	116.00	4.64	-0.24
4548.77	22.00	0.83	-0.28	5F3	5F2	1.50	41.00	4.12	0.04	85.00	4.83	-0.05
4555.49	22.00	0.85	-0.40	5F5	5F4	1.50	27.00	3.95	-0.14	81.00	4.89	0.02
4617.28	22.00	1.75	0.44	5P3	5D4	1.25	-	-	-	-	-	-
4623.10	22.00	1.74	0.16	5P2	5D3	1.17	-	-	-	-	-	-
4639.36	22.00	1.74	-0.05	5P2	5D2	1.67	15.00	4.11	0.03	-	-	-
4639.66	22.00	1.75	-0.14	5P3	5D3	1.58	-	-	-	-	-	-
4656.47	22.00	0.00	-1.28	3F2	3G3	0.83	28.00	4.01	-0.08	81.00	4.92	0.04

Devam ediyor...

λ	iyon	LEP	loggf	Alt	Üst	g_{eff}	BD+443197			HD 186306		
Å	-	eV	-	-	-	-	Ew (mÅ)	$\log_\epsilon(x)$	std.	Ew (mÅ)	$\log_\epsilon(x)$	std.
4667.59	22.00	0.02	-1.13	3F3	3G4	1.00	-	-	-	-	-	-
4675.11	22.00	1.07	-1.29	3P2	5D3	1.50	-	-	-	45.00	5.14	0.26
4715.30	22.00	0.05	-2.68	3F4	3G4	1.15	-	-	-	25.00	4.95	0.07
4722.62	22.00	1.05	-1.47	3P1	3D1	1.00	-	-	-	33.00	5.00	0.12
4723.17	22.00	1.06	-1.48	3P2	3D2	1.33	-	-	-	37.00	5.12	0.24
4742.80	22.00	2.24	0.21	3H4	3H4	0.80	-	-	-	-	-	-
4758.12	22.00	2.25	0.51	3H5	3H5	1.03	15.00	4.04	-0.05	51.00	4.67	-0.21
4759.28	22.00	2.25	0.59	3H6	3H6	1.17	21.00	4.15	0.06	57.00	4.72	-0.15
4820.41	22.00	1.50	-0.38	1G4	1F3	1.00	15.00	4.20	0.11	52.00	4.83	-0.04
4840.88	22.00	0.90	-0.43	1D2	1D2	1.00	31.00	4.10	0.01	85.00	5.00	0.12
4885.09	22.00	1.89	0.41	3G5	3H6	1.08	-	-	-	-	-	-
4913.62	22.00	1.87	0.22	3G3	3H4	0.88	18.00	4.05	-0.03	68.00	4.95	0.07
4981.74	22.00	0.85	0.57	5F5	5G6	1.17	80.00	4.14	0.05	167.00	4.81	-0.07
4999.51	22.00	0.83	0.32	5F3	5G4	1.00	72.00	4.18	0.09	126.00	4.70	-0.17
5009.65	22.00	0.02	-2.20	3F3	3D3	1.21	-	-	-	-	-	-
5016.17	22.00	0.85	-0.48	5F5	5G5	1.33	29.00	4.04	-0.04	75.00	4.79	-0.09
5020.03	22.00	0.83	-0.33	5F4	5G4	1.25	-	-	-	-	-	-
5022.87	22.00	0.83	-0.33	5F3	5G3	1.08	33.00	3.96	-0.12	82.00	4.75	-0.12
5039.96	22.00	0.02	-1.08	3F3	3D2	1.00	28.00	3.80	-0.29	94.00	4.90	0.03
5064.65	22.00	0.05	-0.94	3F4	3D3	1.13	-	-	-	-	-	-
5087.06	22.00	1.43	-0.88	3D2	3F1	2.25		-	-	42.00	5.00	0.12
5120.42	22.00	2.58	0.48	1F5	1I6	-	-	-	-	57.00	5.13	0.25
5145.47	22.00	1.46	-0.54	3F4	3D3	1.13	12.00	4.19	0.10	47.00	4.80	-0.08
5147.48	22.00	0.00	-1.94	3F2	3F3	1.50	9.00	4.01	-0.08	56.00	4.89	0.01
5152.19	22.00	0.02	-1.95	3F3	3F4	1.50	-	-	-	-	-	-
5192.98	22.00	0.02	-0.95	3F3	3F3	1.08	44.00	4.01	-0.08	-	-	-
5210.39	22.00	0.05	-0.82	3F4	3F4	1.25	52.00	4.08	-0.01	-	-	-
5219.71	22.00	0.02	-2.22	3F3	3F2	1.50	-	-	-	44.00	4.88	0.01
5490.16	22.00	1.46	-0.84	3F4	5D3	0.88	-	-	-	-	-	-
5512.52	22.00	1.46	-0.40	3F4	3D3	1.13	14.00	4.11	0.02	-	-	-
5866.46	22.00	1.07	-0.79	3P2	3D3	1.17	14.00	4.10	0.02	61.00	4.92	0.04
6126.22	22.00	1.07	-1.42	3P2	2S1	1.41	-	-	-	35.00	4.92	0.05
6258.11	22.00	1.44	-0.39	3F3	3G4	1.00	18.00	4.19	0.10	63.00	4.92	0.04
6261.11	22.00	1.43	-0.53	3F2	3G3	0.83	15.00	4.22	0.13	59.00	4.96	0.08
6336.11	22.00	1.44	-1.69	3F3	3D2	1.00	-	-	-	11.00	4.86	-0.02
6743.13	22.00	0.90	-1.63	1D2	1D2	1.00	-	-	-	29.00	4.77	-0.11
4418.34	22.10	1.24	-1.99	2P1.5	4D1.5	1.27	51.00	4.23	0.01	39.00	4.42	-0.48
4432.09	22.10	1.24	-3.08	2P1.5	4D0.5	1.67	11.00	4.28	0.05	-	-	-
4443.81	22.10	1.08	-0.71	2D1.5	2F2.5	0.90	106.00	4.06	-0.16	-	-	-
4468.50	22.10	1.13	-0.63	2G4.5	2F3.5	1.06	-	-	-	-	-	-
4470.86	22.10	1.16	-2.28	4P1.5	2D1.5	1.27	50.00	4.41	0.19	41.00	4.68	-0.22
4493.53	22.10	1.08	-2.78	2D1.5	4F2.5	1.20	-	-	-	-	-	-
4563.77	22.10	1.22	-0.96	2P0.5	2D1.5	0.83	109.00	4.49	0.26	-	-	-
4568.33	22.10	1.22	-2.65	4P0.5	2D1.5	0.33	15.00	3.98	-0.25	41.00	5.11	0.20
4583.42	22.10	1.16	-2.84	4P1.5	2F2.5	0.20	16.00	4.14	-0.09	-	-	-

Devam ediyor...

λ	iyon	LEP	loggf	Alt	Üst	g_{eff}	BD+443197			HD 186306		
Å	-	eV	-	-	-	-	Ew (mÅ)	$\log_\epsilon$(x)	std.	Ew (mÅ)	$\log_\epsilon$(x)	std.
4589.95	22.10	1.24	-1.78	2P1.5	2D1.5	1.07	66.00	4.35	0.12	77.00	5.16	0.25
4708.67	22.10	1.24	-2.35	2P1.5	2F2.5	0.50	34.00	4.19	-0.04	45.00	4.92	0.02
4805.10	22.10	2.06	-1.12	2P1.5	2S0.5	1.17	60.00	4.34	0.12	68.00	5.10	0.19
4865.62	22.10	1.12	-2.70	2G3.5	4G2.5	1.29	-	-	-	-	-	-
4874.01	22.10	3.09	-0.86	2D1.5	2P0.5	0.83	-	-	-	-	-	-
4911.20	22.10	3.12	-0.64	2D2.5	2P1.5	1.10	29.00	4.19	-0.03	23.00	4.50	-0.40
5005.17	22.10	1.57	-2.73	2D1.5	4D1.5	1.00	13.00	4.30	0.07	-	-	-
5013.69	22.10	1.58	-2.14	2D2.5	4D2.5	1.29	27.00	4.13	-0.09	57.00	5.35	0.44
5154.08	22.10	1.57	-1.92	2D1.5	2D2.5	1.50	47.00	4.34	0.11	-	-	-
5185.91	22.10	1.89	-1.41	2G3.5	2G3.5	0.89	50.00	4.21	-0.02	-	-	-
5336.79	22.10	1.58	-1.60	2D2.5	2F3.5	1.07	51.00	4.10	-0.13	-	-	-
5418.78	22.10	1.58	-2.13	2D2.5	2F2.5	1.03	27.00	4.10	-0.12	-	-	-
4492.31	24.00	3.37	-0.39	3P2	3S1	1.25	-	-	-	27.00	5.32	0.07
4496.86	24.00	0.94	-1.15	5S2	5P3	1.33	-	-	-	98.00	5.23	-0.03
4500.29	24.00	3.08	-0.35	3G3	3G3	0.75	-	-	-	39.00	5.28	0.02
4511.90	24.00	3.09	-0.34	3G4	3G4	1.05	9.00	4.63	0.14	34.00	5.17	-0.09
4545.96	24.00	0.94	-1.38	5S2	5P2	1.92	34.00	4.37	-0.12	83.00	5.22	-0.04
4591.40	24.00	0.97	-1.76	5D1	5P2	2.00	-	-	-	-	-	-
4616.13	24.00	0.98	-1.18	5D2	5P2	1.67	44.00	4.43	-0.07	89.00	5.15	-0.11
4626.18	24.00	0.97	-1.32	5D1	5P1	2.00	41.00	4.49	-0.01	89.00	5.27	0.02
4646.17	24.00	1.03	-0.71	5D4	5P3	1.25	58.00	4.32	-0.17	102.00	4.91	-0.35
4651.29	24.00	0.98	-1.46	5D2	5P1	1.00	30.00	4.39	-0.10	75.00	5.17	-0.09
4652.17	24.00	1.00	-1.03	5D3	5P2	1.17	46.00	4.34	-0.16	107.00	5.26	0.00
4708.02	24.00	3.17	0.11	7F5	7D4	1.20	15.00	4.51	0.01	56.00	5.23	-0.03
4718.42	24.00	3.19	0.10	7F6	7D5	1.25	16.00	4.57	0.08	66.00	5.42	0.17
4730.72	24.00	3.08	-0.19	3G3	3F2	0.83	-	-	-	-	-	-
4737.35	24.00	3.07	-0.10	3G4	3F3	1.00	11.00	4.46	-0.04	47.00	5.17	-0.09
4756.12	24.00	3.10	0.09	3G5	3F4	1.10	22.00	4.67	0.18	60.00	5.26	0.00
4801.03	24.00	3.12	-0.13	3F4	3F3	1.50	12.00	4.58	0.09	43.00	5.17	-0.09
4922.27	24.00	3.10	0.28	3G5	3H6	1.08	22.00	4.48	-0.02	77.00	5.35	0.09
4936.34	24.00	3.11	-0.34	3F3	3H4	0.88	10.00	4.68	0.19	41.00	5.33	0.07
4942.48	24.00	0.94	-2.29	5S2	7P3	1.83	-	-	-	-	-	-
4964.93	24.00	0.94	-2.53	5S2	7P2	2.17	-	-	-	-	-	-
5196.45	24.00	3.45	-0.27	3G5	3G5	1.20	5.00	4.60	0.11	-	-	-
5296.70	24.00	0.98	-1.41	5D2	5P1	1.00	34.00	4.39	-0.10	101.00	5.47	0.21
5300.75	24.00	0.98	-2.13	5D2	5P3	1.83	-	-	-	-	-	-
5345.81	24.00	1.00	-0.98	5D3	5P2	1.17	51.00	4.35	-0.14	134.00	5.41	0.15
5348.33	24.00	1.00	-1.29	5D3	5P3	1.58	41.00	4.44	-0.05	106.00	5.43	0.17
5409.80	24.00	1.03	-0.72	5D4	5P3	1.25	76.00	4.69	0.19	-	-	-
5787.93	24.00	3.32	-0.08	5P2	5D3	1.17	-	-	-	38.00	5.19	-0.07
4554.99	24.10	4.07	-1.27	4F3.5	4D3.5	1.33	16.00	4.52	-0.06	-	-	-
4588.20	24.10	4.07	-0.65	4F3.5	4D2.5	1.07	44.00	4.63	0.05	45.00	5.25	-0.04
4634.08	24.10	4.07	-1.05	4F1.5	4D0.5	0.50	24.00	4.54	-0.04	41.00	5.54	0.25
4812.35	24.10	3.86	-1.96	4F3.5	4F4.5	1.50	-	-	-	-	-	-
5237.33	24.10	4.07	-1.17	4F4.5	4F4.5	1.33	24.00	4.64	0.06	29.00	5.31	0.02
5305.87	24.10	3.83	-1.91	4P2.5	4P2.5	1.60	-	-	-	9.00	5.05	-0.24

EK-1. 3 HD189349 yıldızı çizgi listesi.

λ	iyon	LEP	loggf	Ew	$\log_\epsilon$(x)	λ	iyon	LEP	loggf	Ew	$\log_\epsilon$(x)
Å	-	eV	-	(mÅ)	dex	Å	-	eV	-	(mÅ)	dex
4067.99	Fe I	3.21	-0.47	135.20	6.99	4961.92	Fe I	3.63	-2.25	34.05	7.01
4070.78	Fe I	3.24	-0.85	122.08	7.18	4962.58	Fe I	4.18	-1.18	56.05	6.95
4073.77	Fe I	3.26	-0.90	112.75	7.06	4973.10	Fe I	3.96	-0.92	98.64	7.31
4080.22	Fe I	3.28	-1.23	94.80	7.00	5002.80	Fe I	3.40	-1.53	96.38	7.26
4080.88	Fe I	3.29	-1.76	72.42	7.00	5014.95	Fe I	3.94	-0.30	116.19	7.01
4082.12	Fe I	3.42	-1.51	80.80	7.09	5022.24	Fe I	3.98	-0.56	106.20	7.11
4088.56	Fe I	3.64	-1.50	66.03	6.97	5029.62	Fe I	3.41	-2.00	61.02	7.01
4090.96	Fe I	3.37	-1.73	76.83	7.15	5068.77	Fe I	2.94	-1.04	120.33	6.76
4175.64	Fe I	2.84	-0.83	130.44	6.87	5074.75	Fe I	4.22	-0.23	105.65	7.02
4182.39	Fe I	3.02	-1.18	120.77	7.22	5088.16	Fe I	4.15	-1.75	37.44	7.13
4241.12	Fe I	2.83	-2.45	73.41	7.18	5110.44	Fe I	0.00	-3.76	190.42	7.28
4348.95	Fe I	2.99	-2.14	68.50	6.92	5121.65	Fe I	4.28	-0.81	90.82	7.36
4392.59	Fe I	3.88	-1.98	42.38	7.20	5141.75	Fe I	2.42	-2.24	106.76	7.08
4432.58	Fe I	3.57	-1.56	67.14	6.93	5145.10	Fe I	2.20	-2.88	79.25	6.88
4433.23	Fe I	3.65	-0.73	106.41	7.05	5150.85	Fe I	0.99	-3.04	143.09	6.97
4438.35	Fe I	3.69	-1.60	63.68	7.03	5191.47	Fe I	3.04	-0.55	171.31	7.13
4439.89	Fe I	2.28	-3.00	68.36	6.97	5194.95	Fe I	1.56	-2.09	152.28	6.82
4447.73	Fe I	2.22	-1.34	170.66	7.23	5198.72	Fe I	2.22	-2.14	129.70	7.20
4502.60	Fe I	3.57	-2.31	31.67	6.98	5215.19	Fe I	3.26	-0.87	120.95	6.91
4504.84	Fe I	3.26	-2.22	53.32	6.97	5217.40	Fe I	3.21	-1.16	113.41	7.00
4556.93	Fe I	3.25	-2.66	29.34	6.93	5225.53	Fe I	4.23	-1.08	125.01	7.31
4593.53	Fe I	3.94	-2.03	36.63	7.20	5228.38	Fe I	4.22	-1.26	57.29	7.08
4630.13	Fe I	2.28	-2.59	98.71	7.20	5232.95	Fe I	2.94	-0.06	204.50	6.84
4635.85	Fe I	2.84	-2.36	58.40	6.73	5242.50	Fe I	3.63	-0.97	105.13	7.10
4643.47	Fe I	3.65	-1.15	78.95	6.82	5247.06	Fe I	0.09	-4.95	114.96	7.20
4661.98	Fe I	2.99	-2.50	59.16	7.05	5250.22	Fe I	0.12	-4.94	112.31	7.18
4678.85	Fe I	3.60	-0.83	99.19	6.89	5253.47	Fe I	3.28	-1.57	86.17	6.92
4679.23	Fe I	3.25	-2.42	54.96	7.17	5263.31	Fe I	3.26	-0.88	118.30	6.87
4704.95	Fe I	3.69	-1.53	63.40	6.93	5266.56	Fe I	3.00	-0.39	198.19	7.17
4733.60	Fe I	1.48	-2.99	124.50	7.24	5270.38	Fe I	1.61	-1.34	254.54	7.08
4788.77	Fe I	3.24	-1.76	76.16	6.92	5281.80	Fe I	3.04	-0.83	143.73	7.03
4800.65	Fe I	4.14	-1.03	66.27	6.96	5288.53	Fe I	3.69	-1.51	66.64	6.91
4839.55	Fe I	3.27	-1.82	81.43	7.11	5302.31	Fe I	3.28	-0.72	120.15	6.76
4842.79	Fe I	4.10	-1.53	53.59	7.17	5307.37	Fe I	1.61	-2.99	116.40	7.06
4891.50	Fe I	2.85	-0.11	239.21	7.07	5322.05	Fe I	2.28	-2.80	86.79	7.02
4903.32	Fe I	2.88	-0.93	154.64	7.19	5339.94	Fe I	3.26	-0.72	122.52	6.78
4917.24	Fe I	4.19	-1.16	56.59	6.95	5364.88	Fe I	4.44	0.23	110.09	6.83
4918.02	Fe I	4.23	-1.34	47.20	6.99	5365.41	Fe I	3.57	-1.02	88.89	6.73
4924.78	Fe I	2.28	-2.11	125.20	7.23	5373.71	Fe I	4.47	-0.84	62.74	7.03
4927.43	Fe I	3.57	-2.07	64.20	7.33	5379.58	Fe I	3.69	-1.51	70.28	6.99
4930.31	Fe I	3.96	-1.20	84.54	7.30	5383.38	Fe I	4.31	0.65	135.07	6.70
4938.82	Fe I	2.87	-1.08	135.36	7.02	5398.29	Fe I	4.44	-0.71	74.47	7.08
4939.69	Fe I	0.86	-3.34	145.53	7.23	5405.79	Fe I	0.99	-1.84	230.84	6.75

Devam ediyor...

λ	iyon	LEP	loggf	Ew	$\log_\epsilon$(x)	λ	iyon	LEP	loggf	Ew	$\log_\epsilon$(x)
Å	-	eV	-	(mÅ)	dex	Å	-	eV	-	(mÅ)	dex
5410.92	Fe I	4.47	0.40	114.55	6.78	6219.29	Fe I	2.20	-2.43	108.90	6.88
5415.21	Fe I	4.39	0.64	129.47	6.70	6232.65	Fe I	3.65	-1.22	87.40	6.92
5473.91	Fe I	4.15	-0.79	82.60	7.01	6240.65	Fe I	2.22	-3.17	68.60	6.89
5497.53	Fe I	1.01	-2.85	160.20	6.99	6246.33	Fe I	3.59	-0.88	109.60	6.93
5501.48	Fe I	0.96	-3.05	156.21	7.06	6252.56	Fe I	2.40	-1.69	137.30	6.89
5506.79	Fe I	0.99	-2.80	158.42	6.89	6265.14	Fe I	2.18	-2.55	111.20	7.02
5525.55	Fe I	4.23	-1.08	56.29	6.88	6270.23	Fe I	2.86	-2.61	68.30	7.05
5543.94	Fe I	4.22	-1.11	61.26	6.99	6301.51	Fe I	3.65	-0.72	110.30	6.85
5546.51	Fe I	4.37	-1.28	50.11	7.12	6315.81	Fe I	4.07	-1.66	36.80	6.89
5576.10	Fe I	3.43	-0.94	112.39	6.95	6322.69	Fe I	2.59	-2.43	91.40	6.98
5560.22	Fe I	4.43	-1.16	53.29	7.12	6330.86	Fe I	4.71	-0.97	27.90	6.71
5586.77	Fe I	3.37	-0.14	151.21	6.75	6335.34	Fe I	2.20	-2.18	120.80	6.84
5624.03	Fe I	4.39	-1.45	50.31	7.31	6336.83	Fe I	3.69	-0.86	101.20	6.86
5638.27	Fe I	4.22	-0.84	80.40	7.08	6344.15	Fe I	2.43	-2.92	69.10	6.88
5641.45	Fe I	4.26	-1.15	64.77	7.13	6392.53	Fe I	2.27	-4.03	26.40	7.05
5701.56	Fe I	2.56	-2.22	98.22	6.94	6393.61	Fe I	2.43	-1.58	144.20	6.91
5706.01	Fe I	4.61	-0.57	76.14	7.14	6408.03	Fe I	3.69	-1.02	95.40	6.90
5717.84	Fe I	4.28	-1.10	63.25	7.07	6419.96	Fe I	4.73	-0.27	75.40	6.92
5741.86	Fe I	4.26	-1.67	31.00	7.02	6430.86	Fe I	2.18	-2.01	132.70	6.85
5763.00	Fe I	4.21	-0.47	109.79	7.25	6469.19	Fe I	4.83	-0.81	46.70	7.05
5778.46	Fe I	2.59	-3.43	36.09	7.04	6481.88	Fe I	2.28	-2.98	85.90	7.06
5816.38	Fe I	4.55	-0.60	71.17	7.01	6498.94	Fe I	0.96	-4.69	75.10	7.04
5905.67	Fe I	4.63	-0.77	52.00	6.91	6518.37	Fe I	2.83	-2.46	72.40	6.93
5916.26	Fe I	2.45	-2.99	74.30	7.10	6593.88	Fe I	2.43	-2.42	105.30	7.02
5929.68	Fe I	4.55	-1.38	31.30	7.04	6609.12	Fe I	2.56	-2.69	83.40	7.03
5934.67	Fe I	3.93	-1.12	77.40	6.95	6678.00	Fe I	2.69	-1.42	133.60	6.82
5952.73	Fe I	3.98	-1.39	57.30	6.91	6703.58	Fe I	2.76	-3.06	46.90	6.99
5956.71	Fe I	0.86	-4.61	85.10	7.07	6750.16	Fe I	2.42	-2.62	94.30	6.99
5983.70	Fe I	4.53	-0.49	65.50	6.77	4491.41	Fe II	2.85	-2.64	98.79	7.02
6003.03	Fe I	3.86	-1.03	79.90	6.83	4508.29	Fe II	2.85	-2.35	110.98	7.00
6005.53	Fe I	2.58	-3.60	30.50	7.07	4576.34	Fe II	2.84	-2.92	88.07	7.01
6027.06	Fe I	4.07	-1.09	65.90	6.87	4582.83	Fe II	2.84	-3.06	81.36	6.99
6065.49	Fe I	2.61	-1.53	129.70	6.87	4620.52	Fe II	2.83	-3.19	65.80	6.75
6078.50	Fe I	4.77	-0.32	63.50	6.81	4923.93	Fe II	2.89	-1.21	198.06	7.09
6079.02	Fe I	4.65	-1.10	37.20	6.98	5132.67	Fe II	2.81	-4.09	35.59	7.00
6082.72	Fe I	2.22	-3.57	52.90	7.03	5197.58	Fe II	3.23	-2.05	96.52	6.70
6096.67	Fe I	3.98	-1.88	33.20	6.95	5234.63	Fe II	3.22	-2.21	98.50	6.88
6127.91	Fe I	4.14	-1.40	45.40	6.88	5264.81	Fe II	3.33	-3.23	61.83	7.23
6137.70	Fe I	2.59	-1.40	142.30	6.92	5284.11	Fe II	2.89	-3.20	79.51	7.09
6157.73	Fe I	4.07	-1.22	64.90	6.96	5414.08	Fe II	3.22	-3.48	38.82	6.89
6165.36	Fe I	4.14	-1.47	42.20	6.89	5425.26	Fe II	3.20	-3.39	50.21	7.01
6173.34	Fe I	2.22	-2.88	86.20	6.92	5534.85	Fe II	3.24	-2.86	73.98	7.00
6180.21	Fe I	2.73	-2.65	71.50	7.01	4186.13	Ti I	1.50	-0.24	60.75	4.46
6200.32	Fe I	2.61	-2.44	90.80	7.02	4287.41	Ti I	0.84	-0.37	90.93	4.49
6213.44	Fe I	2.22	-2.48	102.20	6.82	4453.32	Ti I	1.43	-0.03	83.13	4.59

Devam ediyor...

λ	iyon	LEP	loggf	Ew	$\log_\epsilon$(x)	λ	iyon	LEP	loggf	Ew	$\log_\epsilon$(x)
Å	-	eV	-	(mÅ)	dex	Å	-	eV	-	(mÅ)	dex
4453.71	Ti I	1.87	0.10	67.16	4.61	5418.78	Ti II	1.58	-2.13	85.75	4.70
4512.74	Ti I	0.84	-0.40	92.64	4.50	4492.31	Cr I	3.37	-0.39	19.94	4.97
4534.79	Ti I	0.84	0.35	127.67	4.52	4545.96	Cr I	0.94	-1.38	120.30	5.43
4639.36	Ti I	1.74	-0.05	75.52	4.76	4591.40	Cr I	0.97	-1.76	108.83	5.57
4639.66	Ti I	1.75	-0.14	63.80	4.63	4616.13	Cr I	0.98	-1.18	111.04	5.04
4548.77	Ti I	0.83	-0.28	102.48	4.58	4626.18	Cr I	0.97	-1.32	100.82	4.94
4555.49	Ti I	0.85	-0.40	94.07	4.53	4651.29	Cr I	0.98	-1.46	98.08	5.01
4656.47	Ti I	0.00	-1.28	100.23	4.55	4652.17	Cr I	1.00	-1.03	108.92	4.85
4675.11	Ti I	1.07	-1.29	56.52	4.89	4708.02	Cr I	3.17	0.11	58.41	5.03
4715.30	Ti I	0.05	-2.68	41.15	4.87	4718.42	Cr I	3.19	0.10	65.86	5.20
4722.62	Ti I	1.05	-1.47	46.86	4.87	4737.35	Cr I	3.07	-0.10	53.78	5.03
4723.17	Ti I	1.06	-1.48	49.75	4.95	4756.12	Cr I	3.10	0.09	65.28	5.10
4758.12	Ti I	2.25	0.51	54.72	4.36	4801.03	Cr I	3.12	-0.13	48.39	5.02
4759.28	Ti I	2.25	0.59	54.72	4.28	4922.27	Cr I	3.10	0.28	83.85	5.27
4820.41	Ti I	1.50	-0.38	68.65	4.67	4936.34	Cr I	3.11	-0.34	48.70	5.22
4840.88	Ti I	0.90	-0.43	92.66	4.52	5296.70	Cr I	0.98	-1.41	118.45	5.26
4885.09	Ti I	1.89	0.41	92.09	4.78	5345.81	Cr I	1.00	-0.98	128.38	5.04
4913.62	Ti I	1.87	0.22	77.09	4.62	5348.33	Cr I	1.00	-1.29	118.45	5.15
4981.74	Ti I	0.85	0.57	138.67	4.40	5409.80	Cr I	1.03	-0.72	153.10	5.24
4999.51	Ti I	0.83	0.32	135.69	4.56	5787.93	Cr I	3.32	-0.08	39.80	4.99
5016.17	Ti I	0.85	-0.48	107.77	4.80	4554.99	Cr II	4.07	-1.27	65.77	5.33
5022.87	Ti I	0.83	-0.33	114.41	4.77	4588.20	Cr II	4.07	-0.65	91.01	5.30
5039.96	Ti I	0.02	-1.08	122.22	4.74	4634.08	Cr II	4.07	-1.05	75.03	5.32
5087.06	Ti I	1.43	-0.88	52.30	4.77	4812.35	Cr II	3.86	-1.96	46.10	5.38
5120.42	Ti I	2.58	0.48	61.14	4.84	5237.33	Cr II	4.07	-1.17	56.90	5.04
5145.47	Ti I	1.46	-0.54	56.11	4.52	5305.87	Cr II	3.83	-1.91	30.80	4.97
5147.48	Ti I	0.00	-1.94	71.06	4.52	4455.89	Ca I	1.90	-0.54	123.87	5.82
5192.98	Ti I	0.02	-0.95	142.98	4.98	4512.27	Ca I	2.52	-1.90	28.34	5.97
5210.39	Ti I	0.05	-0.82	142.98	4.88	4578.56	Ca I	2.52	-0.70	77.72	5.68
5219.71	Ti I	0.02	-2.22	63.96	4.69	5261.71	Ca I	2.52	-0.58	114.07	6.19
5866.46	Ti I	1.07	-0.79	85.69	4.79	5512.99	Ca I	2.93	-0.46	91.68	6.07
4443.81	Ti II	1.08	-0.71	170.46	4.52	5581.98	Ca I	2.52	-0.56	106.14	5.99
4493.53	Ti II	1.08	-2.78	89.72	5.00	5588.76	Ca I	2.52	0.36	138.71	5.63
4563.77	Ti II	1.22	-0.96	163.51	4.80	5590.13	Ca I	2.52	-0.57	97.34	5.84
4568.33	Ti II	1.22	-2.65	66.03	4.51	5601.29	Ca I	2.52	-0.52	110.37	6.03
4583.42	Ti II	1.16	-2.84	69.20	4.69	4571.10	Mg I	0.00	-5.40	176.00	7.55
4589.95	Ti II	1.24	-1.78	126.04	4.98	4703.00	Mg I	4.34	-0.46	205.00	7.26
4708.67	Ti II	1.24	-2.35	89.51	4.71	5528.42	Mg I	4.34	-0.51	207.00	7.33
4805.10	Ti II	2.06	-1.12	115.69	4.96	5645.62	Si I	4.93	-2.14	74.00	7.88
4911.20	Ti II	3.12	-0.64	88.00	5.01	5665.56	Si I	4.92	-2.04	45.11	7.28
5005.17	Ti II	1.57	-2.73	61.06	4.85	5772.15	Si I	5.08	-1.75	55.10	7.33
5013.69	Ti II	1.58	-2.14	92.00	4.88	5793.08	Si I	4.93	-2.02	45.00	7.26
5154.08	Ti II	1.57	-1.92	107.76	4.97	-	-	-	-	-	-
5185.91	Ti II	1.89	-1.41	99.00	4.63	-	-	-	-	-	-

EK-1. 4 HD186306 KEPLER verileri.

HD186306									
No	Mission	Yıl	Yazar	Poz	No	Mission	Yıl	Yazar	Poz
0	Kepler Q00	2009	Kepler	1800.0	27	**Kepler Q11**	2011	Kepler	60.0
1	Kepler Q01	2009	Kepler	1800.0	28	**Kepler Q11**	2011	Kepler	60.0
2	**Kepler Q02**	2009	Kepler	60.0	29	**Kepler Q11**	2012	Kepler	60.0
3	Kepler Q02	2009	Kepler	1800.0	30	Kepler Q11	2012	Kepler	1800.0
4	Kepler Q03	2009	Kepler	1800.0	31	**Kepler Q12**	2012	Kepler	60.0
5	Kepler Q04	2010	Kepler	1800.0	32	**Kepler Q12**	2012	Kepler	60.0
6	Kepler Q05	2010	Kepler	1800.0	33	**Kepler Q12**	2012	Kepler	60.0
7	**Kepler Q06**	2010	Kepler	60.0	34	Kepler Q12	2012	Kepler	1800.0
8	**Kepler Q06**	2010	Kepler	60.0	35	**Kepler Q13**	2012	Kepler	60.0
9	**Kepler Q06**	2010	Kepler	60.0	36	**Kepler Q13**	2012	Kepler	60.0
10	Kepler Q06	2010	Kepler	1800.0	37	Kepler Q13	2012	Kepler	60.0
11	**Kepler Q07**	2010	Kepler	60.0	38	Kepler Q13	2012	Kepler	1800.0
12	**Kepler Q07**	2010	Kepler	60.0	39	**Kepler Q14**	2012	Kepler	60.0
13	**Kepler Q07**	2010	Kepler	60.0	40	**Kepler Q14**	2012	Kepler	60.0
14	Kepler Q07	2010	Kepler	1800.0	41	**Kepler Q14**	2012	Kepler	60.0
15	**Kepler Q08**	2011	Kepler	60.0	42	Kepler Q14	2012	Kepler	1800.0
16	**Kepler Q08**	2011	Kepler	60.0	43	**Kepler Q15**	2012	Kepler	60.0
17	**Kepler Q08**	2011	Kepler	60.0	44	**Kepler Q15**	2012	Kepler	60.0
18	Kepler Q08	2011	Kepler	1800.0	45	**Kepler Q15**	2013	Kepler	60.0
19	**Kepler Q09**	2011	Kepler	60.0	46	Kepler Q15	2013	Kepler	1800.0
20	**Kepler Q09**	2011	Kepler	60.0	47	**Kepler Q16**	2013	Kepler	60.0
21	**Kepler Q09**	2011	Kepler	60.0	48	**Kepler Q16**	2013	Kepler	60.0
22	Kepler Q09	2011	Kepler	1800.0	49	**Kepler Q16**	2013	Kepler	60.0
23	**Kepler Q10**	2011	Kepler	60.0	50	Kepler Q16	2013	Kepler	1800.0
24	**Kepler Q10**	2011	Kepler	60.0	51	**Kepler Q17**	2013	Kepler	60.0
25	**Kepler Q10**	2011	Kepler	60.0	52	**Kepler Q17**	2013	Kepler	60.0
26	Kepler Q10	2011	Kepler	1800.0	53	Kepler Q17	2013	Kepler	1800.0

EK-1. 5 HD189349 yıldızının KEPLER verileri.

HD189349 KEPLER verileri.									
No	Mission	Yıl	Yazar	Poz	No	Mission	Yıl	Yazar	Poz
0	Kepler Q01	2009	Kepler	1800.0	9	Kepler Q10	2011	Kepler	1800.0
1	Kepler Q02	2009	Kepler	1800.0	10	Kepler Q11	2012	Kepler	1800.0
2	Kepler Q03	2009	Kepler	1800.0	11	Kepler Q12	2012	Kepler	1800.0
3	Kepler Q04	2010	Kepler	1800.0	12	Kepler Q13	2012	Kepler	1800.0
4	Kepler Q05	2010	Kepler	1800.0	13	Kepler Q14	2012	Kepler	1800.0
5	Kepler Q06	2010	Kepler	1800.0	14	Kepler Q15	2013	Kepler	1800.0
6	Kepler Q07	2010	Kepler	1800.0	15	Kepler Q16	2013	Kepler	1800.0
7	Kepler Q08	2011	Kepler	1800.0	16	Kepler Q17	2013	Kepler	1800.0
8	Kepler Q09	2011	Kepler	1800.0	–	–	–	–	–

EK-1. 6 BD+443197 yıldızının KEPLER verileri.

BD+443197									
No	Mission	Yıl	Yazar	Poz	No	Mission	Yıl	Yazar	Poz
0	Kepler Q00	2009	Kepler	1800.0	29	Kepler Q10	2011	Kepler	1800.0
1	**Kepler Q01**	2009	Kepler	60.0	30	**Kepler Q11**	2011	Kepler	60.0
2	Kepler Q01	2009	Kepler	1800.0	31	**Kepler Q11**	2011	Kepler	60.0
3	Kepler Q02	2009	Kepler	1800.0	32	**Kepler Q11**	2012	Kepler	60.0
4	Kepler Q03	2009	Kepler	1800.0	33	Kepler Q11	2012	Kepler	1800.0
5	Kepler Q04	2010	Kepler	1800.0	34	**Kepler Q12**	2012	Kepler	60.0
6	**Kepler Q05**	2010	Kepler	60.0	35	**Kepler Q12**	2012	Kepler	60.0
7	**Kepler Q05**	2010	Kepler	60.0	36	**Kepler Q12**	2012	Kepler	60.0
8	**Kepler Q05**	2010	Kepler	60.0	37	Kepler Q12	2012	Kepler	1800.0
9	Kepler Q05	2010	Kepler	1800.0	38	**Kepler Q13**	2012	Kepler	60.0
10	**Kepler Q06**	2010	Kepler	60.0	39	**Kepler Q13**	2012	Kepler	60.0
11	**Kepler Q06**	2010	Kepler	60.0	40	**Kepler Q13**	2012	Kepler	60.0
12	**Kepler Q06**	2010	Kepler	60.0	41	Kepler Q13	2012	Kepler	1800.0
13	Kepler Q06	2010	Kepler	1800.0	42	**Kepler Q14**	2012	Kepler	60.0
14	**Kepler Q07**	2010	Kepler	60.0	43	**Kepler Q14**	2012	Kepler	60.0
15	**Kepler Q07**	2010	Kepler	60.0	44	**Kepler Q14**	2012	Kepler	60.0
16	**Kepler Q07**	2010	Kepler	60.0	45	Kepler Q14	2012	Kepler	1800.0
17	Kepler Q07	2010	Kepler	1800.0	46	**Kepler Q15**	2012	Kepler	60.0
18	**Kepler Q08**	2011	Kepler	60.0	47	**Kepler Q15**	2012	Kepler	60.0
19	**Kepler Q08**	2011	Kepler	60.0	48	**Kepler Q15**	2013	Kepler	60.0
20	**Kepler Q08**	2011	Kepler	60.0	49	Kepler Q15	2013	Kepler	1800.0
21	Kepler Q08	2011	Kepler	1800.0	50	**Kepler Q16**	2013	Kepler	60.0
22	**Kepler Q09**	2011	Kepler	60.0	51	**Kepler Q16**	2013	Kepler	60.0
23	**Kepler Q09**	2011	Kepler	60.0	52	**Kepler Q16**	2013	Kepler	60.0
24	**Kepler Q09**	2011	Kepler	60.0	53	Kepler Q16	2013	Kepler	1800.0
25	Kepler Q09	2011	Kepler	1800.0	54	**Kepler Q17**	2013	Kepler	60.0
26	**Kepler Q10**	2011	Kepler	60.0	55	**Kepler Q17**	2013	Kepler	60.0
27	**Kepler Q10**	2011	Kepler	60.0	56	Kepler Q17	2013	Kepler	1800.0
28	**Kepler Q10**	2011	Kepler	60.0	–	–	–	–	–

EK-1. 7 HD 189349 yıldızının TESS verileri.

HD 189349									
No	Mission	Yıl	Yazar	Poz	No	Mission	Yıl	Yazar	Poz
0	TESS S14	2019	QLP	1800	**7**	TESS S54	2022	QLP	600
1	TESS S14	2019	**TASOC**	1800	**8**	TESS S55	2022	QLP	600
2	TESS S14	2019	**TASOC**	1800	**9**	TESS S74	2024	QLP	200
3	TESS S15	2019	QLP	1800	**10**	TESS S75	2024	QLP	200
4	TESS S15	2019	**TASOC**	1800	**11**	TESS S81	2024	QLP	200
5	TESS S15	2019	**TASOC**	1800	**12**	TESS S82	2024	QLP	200
6	TESS S41	2021	QLP	600	–	–	–	–	–

EK-1. 8 BD+443197 yıldızının TESS verileri.

BD+443197									
No	Mission	Yıl	Yazar	Poz	No	Mission	Yıl	Yazar	Poz
0	**TESS S14**	2019	**SPOC**	**120**	13	TESS S40	2021	TESS-SPOC	600
1	TESS S14	2019	TESS-SPOC	1800	14	TESS S40	2021	QLP	600
2	TESS S14	2019	QLP	1800	15	**TESS S54**	2022	**SPOC**	**120**
3	TESS S14	2019	TASOC	120	16	TESS S54	2022	TESS-SPOC	600
4	TESS S14	2019	TASOC	1800	17	TESS S54	2022	QLP	600
5	TESS S14	2019	TASOC	1800	18	TESS S55	2022	SPOC	120
6	**TESS S15**	2019	**SPOC**	**120**	19	TESS S55	2022	TESS-SPOC	600
7	TESS S15	2019	TESS-SPOC	1800	20	TESS S55	2022	QLP	600
8	TESS S15	2019	QLP	1800	21	TESS S74	2024	QLP	200
9	TESS S15	2019	TASOC	120	22	TESS S75	2024	QLP	200
10	TESS S15	2019	TASOC	1800	23	TESS S81	2024	QLP	200
11	TESS S15	2019	TASOC	1800	24	TESS S82	2024	QLP	200
12	**TESS S40**	2021	**SPOC**	**120**	–	–	–	–	–

EK-1. 9 HD186306 yıldızının TESS verileri.

HD186306									
No	Mission	Yıl	Yazar	Poz	No	Mission	Yıl	Yazar	Poz
0	TESS S14	2019	**SPOC**	**120**	17	TESS S54	2022	QLP	600
1	TESS S14	2019	TESS-SPOC	1800	18	TESS S55	2022	**SPOC**	**120**
2	TESS S14	2019	QLP	1800	19	TESS S55	2022	TESS-SPOC	600
3	TESS S14	2019	TASOC	120	20	TESS S55	2022	QLP	600
4	TESS S14	2019	TASOC	1800	21	TESS S74	2024	SPOC	20
5	TESS S14	2019	TASOC	1800	22	TESS S74	2024	**SPOC**	**120**
6	TESS S15	2019	**SPOC**	**120**	23	TESS S74	2024	QLP	200
7	TESS S15	2019	TESS-SPOC	1800	24	TESS S75	2024	SPOC	20
8	TESS S15	2019	QLP	1800	25	TESS S75	2024	SPOC	120
9	TESS S15	2019	TASOC	120	26	TESS S75	2024	QLP	200
10	TESS S15	2019	TASOC	1800	27	TESS S81	2024	SPOC	20
11	TESS S15	2019	TASOC	1800	28	TESS S81	2024	SPOC	120
12	TESS S40	2021	**SPOC**	**120**	29	TESS S81	2024	QLP	200
13	TESS S40	2021	TESS-SPOC	600	30	TESS S82	2024	SPOC	20
14	TESS S40	2021	QLP	600	31	TESS S82	2024	SPOC	120
15	TESS S54	2022	**SPOC**	**120**	32	TESS S82	2024	QLP	200
16	TESS S54	2022	TESS-SPOC	600	–	–	–	–	–

EK-1.10 Alfven Dalgası

Alfvén dalgaları, plazma içerisindeki iyonlar ve elektronların, manyetik alan çizgileri boyunca elastik olarak salınım yaptığı, manyetik alanın "gerilim kuvveti" ile geri çağırıldığı hidromanyetik enine dalgalardır (Priest 2014). Enine dalga olma karakteri, polarizasyon etkisinden gelir. Yani dalga manyetik alan çizgileri boyunca yayılırken, dalgayı oluşturan plazma içerisindeki parçacıklar saçılma sergiler. İdeal MHD denklemlerinden elde edilirler ve dalga hızı (Chen 2016):

$$v_A = \frac{B}{\sqrt{\mu_0 \rho}} \tag{7.38}$$

Burada:

- B $\rightarrow$ manyetik alan şiddeti
- $\rho \rightarrow$ plazma yoğunluğu
- $\mu_0 \rightarrow$ manyetik geçirgenlik

Alfven dalgasının temel karakteristiği incelendiğinde; (i) Plazmada hem iyon hem elektron bileşenleri birlikte hareket eder (iyonlar sürüklenir, elektronlar akımı taşır). (ii) Hem kinetik (iyonların kütle hareketi) hem manyetik enerji içerir (Chen 2016). Doğrudan manyetik alan üretmez (bknz. Maxwell denklemleri). Ancak manyetik alanı yönlendirip ilerlemesini sağlayabilir. Şöyle ki; plazma hareketini kullanarak alan çizgilerinin sürüklenmesini sağlayarak manyetik alanın taşınımı gerçekleştirir. Böylece sahip olduğu enerjiyi de taşır.

Yıldızların atmosferleri de bir plazma akışı tabanında harekete tabidir. Alfvén dalgaları, Güneş'in alt atmosferindeki manyetik alan hareketleri ve konveksiyon sonucu oluşur. Güneş örneği üzerinde Alfven dalgaların yarattığı basınç, manyetik alan çizgilerinde alan yoğunluğunu arttırarak alan şiddetinin armasına neden olur.

ÖZGEÇMİŞ

Gizay YOLALAN

ÖĞRENİM BİLGİLERİ

Doktora: (2019–2025)	Akdeniz Üniversitesi Fen Bilimleri Enstitüsü, Uzay Bilimleri ve Teknolojileri Anabilim Dalı, Antalya
Yüksek Lisans: (2016–2019)	Akdeniz Üniversitesi Fen Bilimleri Enstitüsü, Uzay Bilimleri ve Teknolojileri Anabilim Dalı, Antalya
Lisans: (2012–2016)	Akdeniz Üniversitesi Fen Fakültesi, Uzay Bilimleri ve Teknolojileri Bölümü, Antalya

ESERLER:

Ulusal bilimsel toplantılarda sunulan ve bildiri kitaplarında basılan bildiriler

1- 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)
2-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)
3-ŞAHİN, T., YOLALAN, G. ve LAMBERT., D (2016). Yıldızlararası CO ve Gaz-Toz Ayrışımı Etkisi. 20. Ulusal Astronomi Kong. (Poster)
4-YOLALAN, G. ve ŞAHİN, T. ve BİLİR, S. (2018). Metalce Fakir Halo Yıldızlarının α-element Bolluk Analizleri: ATLAS9 vs TLUSTY205. 21. Ulusal Astronomi Kong. (Kısa Bildiri)
5-YOLALAN, G. ve ŞAHİN, T. DÜLGER, M. ve DEVİŞOĞLU 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)
6-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)
7-BAŞTÜRK S., UZUNÇAM E., ÇETNİ D., YOLALAN G., RÜZGAR K.,YEŞİLYAPRAK C., "Shack-Hartmann Dalga Cephesi Sensör Tabanlı Adaptif Optik Sistemi ve Laboratuvar Sonuçları.", 2024, UAK2024 Proceedings of the 23rd

National Astronomy Congress, 76 - 80

Hakemli dergilerde yayınlanan makaleler

1- YOLALAN, G., ŞAHİN, T. 2019. Revisiting RV Tauri stars: first ionization potential (FIP) effect. Canadian Journal of Physics 97, 1210–1220. doi:10.1139/cjp-2018-0718
2- YOLALAN, G., ŞAHİN, T., BİLİR S., PLEVNE O., 2025, "Stellar Ancestry Unlocked: Chemical and Orbital Clues Link Metal Poor Stars to Globular Clusters and the Galaxy's Thick Disk." arXiv preprint arXiv:2506.10400.