

**T.C.
SÜLEYMAN DEMİREL ÜNİVERSİTESİ
FEN BİLİMLERİ ENSTİTÜSÜ**

**YILDIZ SPEKTRUMLARININ İNCELENMESİNDE
KULLANILAN YÖNTEMLER**

Gökhan YÜCEL

**Danışman
Prof. Dr. Nuri Özek**

**YÜKSEK LİSANS TEZİ
FİZİK ANABİLİM DALI
ISPARTA – 2015**

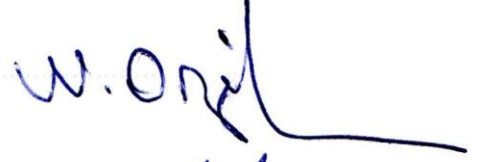
© 2015 [Gökhan YÜCEL]

TEZ ONAYI

Gökhan YÜCEL tarafından hazırlanan "**Yıldız Spektrumlarının İncelenmesinde Kullanılan Yöntemler**" adlı tez çalışması aşağıdaki jüri üyeleri önünde Süleyman Demirel Üniversitesi Fen Bilimleri Enstitüsü **Fizik Anabilim Dalı**'nda **YÜKSEK LİSANS TEZİ** olarak başarı ile savunulmuştur.

Danışman

Prof. Dr. Nuri Özek
Süleyman Demirel Üniversitesi



Jüri Üyesi

Prof. Dr. Ekrem Artuç
Süleyman Demirel Üniversitesi



Jüri Üyesi

Doç. Dr. Volkan Bakış
Akdeniz Üniversitesi



Enstitü Müdürü Doç. Dr. Yasin Tuncer

TAAHHÜTNAME

Bu tezin akademik ve etik kurallara uygun olarak yazıldığını ve kullanılan tüm literatür bilgilerinin referans gösterilerek tezde yer aldığını beyan ederim.

Gökhan YÜCEL

İÇİNDEKİLER

| | Sayfa |
|--|--------------|
| İÇİNDEKİLER | i |
| ÖZET..... | iii |
| ABSTRACT..... | iv |
| TEŞEKKÜR..... | v |
| ŞEKİLLER DİZİNİ..... | vi |
| ÇİZELGELER DİZİNİ | vii |
| SİMGELER VE KISALTMALAR DİZİNİ | viii |
| 1.GİRİŞ | 1 |
| 2. KAYNAK ÖZETLERİ | 3 |
| 3. MATERYAL VE YÖNTEM | 6 |
| 3.1. Yıldız Fotosfer Modeli | 6 |
| 3.1.1. Hidrostatik denge denklemi | 7 |
| 3.1.2. Güneş fotosferindeki sıcaklık dağılımı | 9 |
| 3.1.3. Diğer yıldızlarda sıcaklık değişimleri..... | 11 |
| 3.1.4. P_g - P_e -T ilişkisi..... | 13 |
| 3.1.5. Modelin tamamlanması..... | 15 |
| 3.1.6. Geometrik derinlik | 15 |
| 3.1.7. Spektrumun hesaplanması | 16 |
| 3.1.8. Modelin özelliği: Basınç ilişkisi | 18 |
| 3.1.9. Kimyasal bileşimin etkileri..... | 19 |
| 3.1.10. Etkin sıcaklık ile değişim..... | 22 |
| 3.2. Spektrum İnceleme Programları..... | 23 |
| 3.2.1. ATLAS9..... | 23 |
| 3.2.2. WIDTH9 | 31 |
| 3.2.3. SYNTHE..... | 34 |
| 3.2.4. SPECTRUM | 36 |
| 3.4.5. ABUNDANCE | 39 |
| 4. ARAŞTIRMA BULGULARI VE TARTIŞMA | 41 |
| 4.1. Spektrumlar | 41 |
| 4.1.1. Gözlemsel Spektrum..... | 41 |
| 4.1.2. Sentetik Spektrumlar..... | 41 |
| 4.2. Çizgi Tanısı, Normalizasyon ve Eşdeğer Genişlikler..... | 42 |
| 4.3. Atmosferik Parametreler | 44 |
| 4.3.1. Metalisite | 44 |
| 4.3.2. Etkin sıcaklıklar | 45 |

| | |
|------------------------------------|----|
| 4.3.3. Yüzey çekim ivmeleri | 45 |
| 4.3.4 Mikrotürbülans hızları | 46 |
| 4.4. Model Atmosferler | 47 |
| 4.5. Bolluklar ([Fe/H])..... | 47 |
| 5. SONUÇLAR VE ÖNERİLER | 50 |
| 6.KAYNAKLAR | 52 |
| ÖZGEÇMİŞ | 57 |

ÖZET

Yüksek Lisans Tezi

YILDIZ SPEKTRUMLARININ İNCELENMESİNDE KULLANILAN YÖNTEMLER

Gökhan YÜCEL

Süleyman Demirel Üniversitesi
Fen Bilimleri Enstitüsü
Fizik Anabilim Dalı

Danışman: Prof. Dr. Nuri Özek

Bu tezin amacı yıldız spektrumunu incelemekte kullanılan yöntemleri araştırmak ve incelemektir.

Bu tez çalışmasında yıldız atmosferlerinin genel yapısı tanıtıldı ve bu yapı hakkında genel bilgiler verildi. Yıldız spektrumunun incelenmesinde kullanılan ATLAS9, WIDTH9, SYNTH9, SPECTRUM, ABUNDANCE isimli bilgisayar programları incelendi ve bu programların çalışma şekli hakkında bilgiler verildi.

HD 12846, HD 54371 ve HD 59747 yıldızlarına ait yüksek ayırma güçlü spektrumlar ELODIE veri arşivinden alınmıştır. Spektrumların $\lambda 5000\text{-}\lambda 6000$ Å dalga boyu arasındaki Fe, Ni ve Ti çizgilerinin tanısı yapıldı ve eşdeğer genişlikleri ölçüldü.

Yıldızlara ait atmosfer modelleri oluşturmak için gerekli olan atmosferik parametreler fotometrik olarak belirlenmiştir. Yıldızların atmosferleri Kurucz'un (1995) ATLAS9 programı ile oluşturuldu ve gözlemsel spektrumdan elde edilen eşdeğer genişlikler kullanılarak Kurucz'un (1995) WIDTH9 ve Gray'in (2007) ABUNDANCE programlarıyla [Fe/H], [Ni/H] ve [Ti/H] değerleri hesaplandı.

Yıldızlara ait sentetik spektrumlar, oluşturulan model atmosferler kullanılarak Kurucz'un (1995) SYNTH9 ve Gray'in (2007) SPECTRUM programları ile elde edildi ve bu sentetik spektrumlar kullanılarak yıldızlara ait ikincil eş değer genişlik değerleri hesaplandı. Bu ikinci eşdeğer genişlikler kullanılarak yıldızlara ait ikincil bolluk değerleri WIDTH9 ve ABUNDANCE programları ile hesaplandı. Elde edilen yıldızlara ait [Fe/H], [Ni/H] ve [Ti/H] değerleri, literatür değerleri ile karşılaştırıldı.

Bu çalışmada optik spektrum ve sentetik spektrum ile elde edilen eşdeğer genişlikler birbirine yakın bulunmuştur. ABUNDANCE programı ile elde edilen metaliye değerlerinin WIDTH9 ile elde edilen değerlere karşılık +0,10 ile +0,20 dex kadar fazla çıkmıştır. Bunun nedeninin de SPECTRUM kodunun Helyumca zengin yıldızlar için daha uygun bir program olmasındandır.

Anahtar Kelimeler: Yıldız atmosferleri, yıldız spektrumu, ATLAS9, WIDTH9, SYNTH9, SPECTRUM, ABUNDANCE, metaliye.

2015, 57 sayfa

ABSTRACT

M.Sc. Thesis

THE METHODS USED IN THE STUDY OF THE STELLAR SPECTRA

Gökhan YÜCEL

**Süleyman Demirel University
Graduate School of Applied and Natural Sciences
Department of Physics**

Supervisor: Prof. Dr. Nuri Özek

The aim of this study is to investigate and research of the ways that are used by study stellar spectra.

In this study, general structure of a stellar atmosphere has been presented, and general information about it is given. The software that is used in the study of stellar spectra, which are ATLAS9, WIDTH, SYNTHE, SPECTRUM and ABUNDANCE, were studied and information about how they work is given.

The high resolution echelle spectra of stars HD 12846, HD 54371 and HD 59747 have taken from ELODIE archive. Fe, Ni and Ti lines that are between $\lambda 5000$ - $\lambda 6000$ Å wavelengths were indentified, and their equivalent widths were measured.

Atmospheric parameters of stars that were used to obtain atmosphere models of stars were determined from photometry. Model atmospheres of stars have been built by Kurucz's (1995) ATLAS9 software. By using these models and equivalent widths, which are determined from stellar spectra, [Fe/H], [Ni/H] and [Ti/H] values of stars has been carried out by Kurucz's (1995) WIDTH9 and Gray's (2007) ABUNDANCE software.

Synthetic spectrums of these stars were obtained by Kurucz's (1995) SYNTHE and Gray's (2007) SPECTRUM software via atmosphere models. By using these synthetic spectrums, secondary equivalent widths were measured. Secondary [Fe/H], [Ni/H] and [Ti/H] values of stars have carried out by WIDTH9 and ABUNDANCE software via using secondary equivalent widths, and have crosschecked with values of various articles.

In this study, we have obtained by equivalent widths of stars that measured from the optical and synthetic spectra are harmonious. The values of metallicity obtained with ABUNDANCE are different from our measurements by +0,10 to +0,20 dex. We believe that this is because SPECTRUM code is more reliable for studying Helium rich stars.

Keywords: Stellar atmospheres, stellar spectrum, ATLAS9, WIDTH, SYNTHE, SPECTRUM, ABUNDANCE, metallicity.

2015, 57 pages

TEŞEKKÜR

Bu araştırma için beni yönlendiren, karşılaştığım zorlukları bilgi ve tecrübesi ile aşmamda yardımcı olan değerli sayın hocam Prof. Dr. Nuri zek'e teőekkürlerimi sunarım.

Astrofizik ve Astronomi konularında bilgisi, beni bu alanı sevdirmesi ve bu tezin yapımı açısından katkısı çok fazla olan sayın hocam Yrd. Doç. Dr. Melihat Aslan'a en içten teőekkürlerimi sunarım.

Tezde kullanılan bilgisayar programlarının çalıştırılması ve kullanılması sırasında bana yardımcı olan Süleyman Demirel Üniversitesi Fizik Bölümü Doktora ğrencisi Songül TOKALI'ya teşekkür ederim.

Tezimin her aşamasında beni yalnız bırakmayan aileme sonsuz sevgi ve saygılarımı sunarım.

Gökhan YÜCEL
ISPARTA, 2015

ŞEKİLLER DİZİNİ

| | Sayfa |
|---|--------------|
| Şekil 1.1 Güneş'in atmosfer katmanlarındaki sıcaklık dağılımı | 1 |
| Şekil 3.1. Gaz ve basınç ilişkisi için bir örnek..... | 8 |
| Şekil 3.2. HD54371 yıldızının atmosfer modeli | 30 |
| Şekil 3.3. HD54371'in WIDTH9 girdisi..... | 32 |
| Şekil 3.4. HD54371 yıldızının WIDTH9 çıktısı | 34 |
| Şekil 3.5. HD54731 yıldızının SYNTH spektrum örneği..... | 36 |
| Şekil 3.6. HD54371 için SPECTRUM ile yapılan sentetik spektrum..... | 39 |
| Şekil 3.7. HD54371'in çizgi listesi | 40 |
| Şekil 3.8. HD54371 yıldızının ABUNDANCE çıktı dosyası | 40 |
| Şekil 4.1. Spektrumların karşılaştırılması | 42 |

ÇİZELGELER DİZİNİ

| | Sayfa |
|---|--------------|
| Çizelge 4.1. Gözlemsel spektrumlara ait bilgiler | 41 |
| Çizelge 4.2. Bu çalışmada yıldızlara ait elde edilen eşdeğer genişlik değerleri | 43 |
| Çizelge 4.3. Yıldızlara ait fotometrik bilgiler | 44 |
| Çizelge 4.4. Yıldızlara ait etkin sıcaklık değerleri ve literatür ile karşılaştırması | 45 |
| Çizelge 4.5. Yıldızların yüzey çekim ivme değerleri ve literatür ile karşılaştırması | 46 |
| Çizelge 4.6. Bu çalışmada elde edilen yıldızlara ait mikrotürbülans hızları..... | 47 |
| Çizelge 4.7. Kullanılan atmosfer gridlerinin özellikleri..... | 47 |
| Çizelge 4.8. Elde edilen bolluk değerleri ve literatürle karşılaştırılması | 49 |

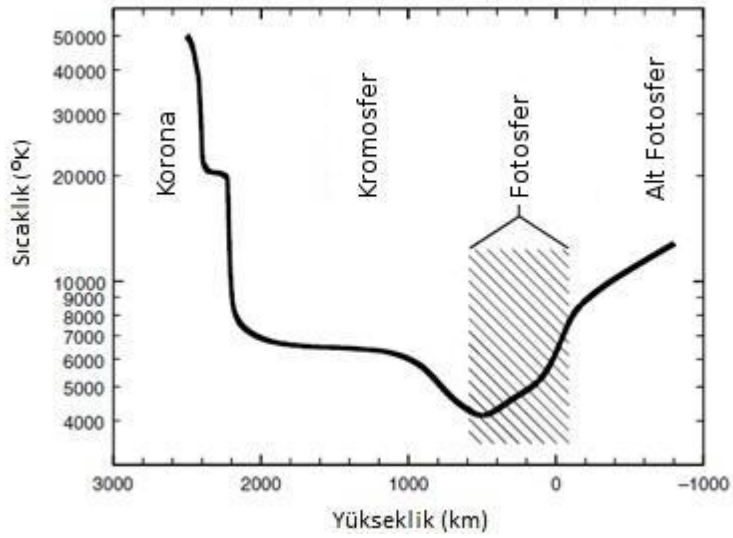
SİMGELER VE KISALTMALAR DİZİNİ

| | |
|------------------|--|
| ABROSS | Rosseland donukluğu |
| ACCRAD | Işınım soğrulmasından kaynaklı ivme |
| B | Planck fonksiyonu |
| BC | Tümüştürüm düzeltmesi |
| (B-V) | UBV sisteminde renk indeksi |
| (b-y) | Strömngren ubvy sisteminde renk indeksi |
| c | Işık hızı |
| c ₁ | Balmer süreksizliğinin bir ölçütü |
| dex | 10 tabanında logaritmik olarak bolluk birimi |
| F | Yıldız yüzeyinden çıkan akı |
| [Fe/H] | Hidrojene göre demir bolluğu |
| FLXCNV | Konveksiyonla taşınan enerji akısı |
| g | Yüzey çekim ivmesi |
| g ₀ | Güneş'in yüzey çekim ivmesi |
| G | Evrensel kütle çekim sabiti |
| HD | Henry-Dappler katalogu |
| H-R | Hertzprung-Russell diyagramı |
| °K | Kelvin (sıcaklık birimi) |
| I | Yeğlilik |
| IRAF | Image Reduction and Analysis Facility |
| logg | Yüzey çekim ivmesinin logaritması |
| M* | Yıldız kütlesi |
| M ₀ | Güneş kütlesi |
| m ₁ | Işınım azaltılmasının bir ölçütü |
| M _{bol} | Tümüştürüm parlaklığı |
| M _v | Mutlak parlaklık |
| N | Atom veya molekül sayısı |
| NIST | National Institute of Standards and Technology |
| L | Parlaklık |
| ODF | Opasite dağılım fonksiyonu |
| P | Basınç |
| P _e | Elektron basıncı |
| P _g | Gaz basıncı |
| R | Yarıçap |
| R ₀ | Güneş'in yarıçapı |
| RHOX | Kütle fonksiyonu |
| T | Sıcaklık |
| T _{eff} | Etkin sıcaklık |
| V | Görünür parlaklık |
| VELSND | Ses hızı |
| VTURB | Mikrotürbülans hızı |
| XNE | Elektron yoğunluğu |
| λ | Dalgaboyu |
| Å | Angström |
| ξ | Mikrotürbülans hızı |
| π | Paralaks |
| τ | Optik derinlik |
| ρ | Yoğunluk |
| κ | Soğurma katsayısı |
| σ | Boltzmann sabiti |

1.GİRİŞ

Evrende her şey bir sistem halindedir ve birbirini tamamlar. Yıldızlar, yıldız kümelerini; yıldız kümeleri, galaksileri; galaksiler de evreni oluşturur. Bundan dolayı evreni anlayabilmek için işe, temel başlangıç noktası olan yıldızlardan başlamak gerekir. Yıldızların yapısı itibariyle yıldızları inceleme işi, yıldızlardan gelen ışığın spektroskopisini inceleme yoluyla yapılır. Bu incelemelerden edinen bilgiler, bize yıldız atmosferleri hakkında dolayısıyla yıldızlar hakkında bilgiler sağlar.

Yıldızlar arası bölge ile yıldızın içi arasında kalan bölgeye yıldız atmosferi denir. Bu tanımı açıklamanın bir yolu da Güneş gözleminde görülen şekil 1.1'deki ortalama kinetik sıcaklığın yükseklik ile değişmesi de verilebilir. Şekil 1.1, Güneş sıcaklık profilinin, alt fotosfer, fotosfer, kromosfer ve korona olmak üzere dört temel bölgeden oluştuğu görülebilir. Bir yıldız atmosfer gözlemcisi için, optik bölgedeki yıldız spektrumunun büyük bölümünün "fotosfer" tabakasından geldiğini bilmek çok önemlidir. Optik bölgedeki yıldız spektrumunun çalışılması, sonuçta fotosferin çalışılmasıdır. Daha yuksekteki tabakalar, kısa veya uzun dalga boylarında inceleme yapan uydular, roket veya balonlar ve radyo teleskoplarla incelenir.



Şekil 1.1 Güneş'in atmosfer katmanlarındaki sıcaklık dağılımı(Vernazza vd., 1973)

Güneş'in fotosfer tabakası şekil 1.1'de de gösterildiği gibi yaklaşık 1000km kalınlığındadır. Fotosferin geometrik kalınlığı, diğer yıldızlarda yüzey çekim ivmesi ile değişir.

$$g = g_{\odot} \frac{M}{R^2} \quad (1.1)$$

Burada g_{\odot} , Güneş'in yüzey çekim ivmesi ($2,74 \cdot 10^4 \text{ cm/s}^2$ veya $2,74 \cdot 10^2 \text{ m/s}^2$); M , yıldızın Güneş kütlesi cinsinden kütlesi ve R de Güneş'e göre yıldızın yarıçapıdır. Kalınlık ayrıca fotosferi oluşturan gazların donukluğuna da bağlıdır.

Atmosferin doğasını değiştirmesine kuvvetli bir şekilde etki eden ikinci bir fiziksel değişken de yıldızın karakteristik sıcaklığıdır. Fotosferin sınırları arasında, alt kısmından üst kısma doğru sıcaklık iki yerde belirli bir şekilde düşer. Belirli bir derinlikteki karakteristik sıcaklık değişkenini, sıcaklık olarak seçmek yerine etkin sıcaklığı kullanmak son derece alışılmıştır. Etkin sıcaklık, yıldızın birim alan başına ürettiği toplam güç olarak tanımlanır ve 1.2 eşitliğindeki T_{eff} ile gösterilir.

$$\int_0^{\infty} F_{\nu} d\nu = \sigma T_{eff}^4 \quad (1.2)$$

Burada, birim alan başına toplam ışıma gücü integral ile verilir. Bu denklemde F_{ν} , yıldız yüzeyinden çıkan akı; T , sıcaklık; σ , Boltzmann sabitidir. $\sigma = 5,67040 \cdot 10^{-5} \text{ erg/(s cm}^2 \text{ deg}^4)$ veya $5,67040 \cdot 10^{-8} \text{ W/(m}^2 \text{ deg}^4)$ 'dir. Yukarıdaki denklem Stefan-Boltzmann yasasıdır ve yıldızla aynı birim başına güç yayılımı yapan bir kara cismin sıcaklığını tanımlar. Hâlbuki spektrum boyunca oluşan gücün dağılımı, aynı etkin sıcaklığa sahip bir kara cisimden bariz bir farklılık gösterebilir.

Yıldızın ürettiği toplam güç, ışıma olarak tanımlanır. Işıma, yüzey alanı boyunca etkin sıcaklıkla ilişkilidir ve R yarıçaplı bir yıldız için aşağıdaki formülden hesaplanır.

$$L = 4\pi R^2 \int_0^{\infty} F_{\nu} d\nu = 4\pi R^2 \sigma T_{eff}^4 \quad (1.3)$$

2. KAYNAK ÖZETLERİ

ATLAS programı Dr. Stephan E. Storm ve Robert L. Kurucz (1966) tarafından spektrum aralığında bulunan bütün yıldızların çizgi örtünmüş(line-blanket) atmosfer modellerinin hesaplanmasında bir adım olarak başladı. Daha sonra 1970'li yıllardan itibaren Kurucz'un kendisi ve meslektaşları tarafından geliştirilmeye devam edildi. ATLAS'ın bugün kullanılan iki versiyonu bulunmaktadır. Bunlar ATLAS9 ve ATLAS12. ATLAS9, opasite dağılım fonksiyonları kullanırken ATLAS12, opasite örnekleme fonksiyonunu kullanır.

Kurucz (1979), 5000°K-50000°K aralığında, G-F-A-B-O yıldızlarında kullanılmak üzere LTE'ye dayalı 1200 tane grid modeli yayınladı. Her model için sıcaklık yapılarını, akıları, UBV ve uvby renklerini, tümşınım düzeltmelerini ve Balmer çizgi profillerini listeledi.

Schuster ve Nissen (1989) [Fe/H] kalibrasyonu için 711 tane yüksek hızla dönen, metalce zayıf yıldızın uvby-beta fotometri sonuçlarını elde etti. Bu kalibrasyonların galaksinin halo ve disk kısmında bulunan metalce zayıf, geç F ve G tipi yıldızların yaş-kinematik-metalisite ilişkisini incelemeye kullanılabileceğini gösterdi.

Kurucz (1992), bütün atomlar ve iki atomlu moleküller için bir çizgi listesi çıkardı. Literatürde bulunmayan enerji seviyelerini, dalgaboylarını, $\log(gf)$ (osilatör kuvveti/geçiş katsayısı) değerlerini ve birçok sabiti hesapladı. Böylece 50 milyon çizgiden oluşan bir çizgi listesi oluşturmayı başardı.

Alonso vd. (1996) bazı F0-K5 tipi anakol yıldızların etkin sıcaklıklarını, metalisite, uvby renk indislerini kıyaslayarak kalibrasyonlarını yaptı. Bu ölçeklemeyi Kurucz'un (1993) yeni grid modellerine kızılötesi akı yöntemini uygulayarak yaptı.

Girardi vd. (2000) kimyasal karışımlarına göre yıldızların 4 adet evrim yollarını hesapladı. Yıldız modellerine uygulanan kimyasal karışımlarla yıldızların sıcaklık değerleri aralığında aynı sonuçları elde ettiler.

Gray vd. (2003) Güneş'e en fazla 40 pc uzaklıktaki M0 spektral tipinden daha büyük olan 3600 tane cüce ve dev yıldızın spektrumunu, spektral tipini ve temel fiziksel parametrelerini elde etti. Bu çalışmaya göre elde edilen ilk 664 yıldızın kuzey yarımkürede olduğu belirlendi. Daha sonra elde edilen yıldızlara ait bilgileri (etkin sıcaklıklar, yüzey çekim ivmeleri ve metalisiteleri) projelerinin web sitelerinden halka açık bir şekilde yayınladılar.

Sbordone vd. (2004) ATLAS9, ATLAS12, WIDTH ve SYNTH programlarını GNU-Linux'a başarıyla uyarladılar. Bunun temel nedeni o tarihte IFC lisansının ücretsiz olması ve böylece birçok araştırmacının programa daha kolay ulaşabilir olmasını sağlamaktı. Bu işlem sayesinde ATLAS SUITE denilen bu programların hepsinin GNU lisansı altındaki Linux işletim sistemlerinde kullanılabilir olması sağlandı. Ayrıca programların çalışma hızlarında önemli bir ilerleme kaydedildi.

Castelli ve Kurucz (2004) bir takım yeni atmosfer grid modelleri hazırladı. Yeni hazırlanan modellerde Anders ve Grevesse (1989)'nin Güneş bolluk değerleri yerine Grevesse ve Sauval (1998) değerleri kullanıldı.

Kovtyukh vd. (2004) Güneş benzeri 248 tane F ve G tipi yıldızın yüksek isabetli sıcaklıklarını hesapladılar. Bu hesaplamayla anakoldaki yıldızların 5560 °K ile 5610°K sıcaklıkları arasında bir boşluk olduğunu keşfettiler. Bu boşluğun, mikro türbülans hızındaki ani bir sıçramanın olduğu ve 5600 °K civarındaki cüce ve açık küme yıldızlarında Li azalmasının meydana geldiği bölgede olduğunu gördüler.

Gray (2006) çok bantlı fotometri ile spektroskopinin birlikte çalıştırılarak elde edilecek olan sonuçlara dikkat çekti. İyi tasarlanmış fotometrik bir sisteme bakarak elde edilen sonuçların yeni yıldız tiplerinde işe yaramayacağını göstermiştir. Bunun yerine fotometrik bir sistemle özenle seçilmiş belli bir spektroskopik bölgenin beraber çalıştırılarak elde edilecek sonuçların ideal bir çözüm olacağını belirtmiştir. Böylece belli bir sistemin zayıflıklarını diğer yöntemle tamamlayıp gerçeğe çok daha yakın sonuçlar elde edileceğini söylemiştir.

Petigura vd. (2011) 941 tane F-G-K tipli yıldızlar için karbon ve oksijen bolluğunu ölçtüler. Gezegeni olma ihtimali olan sistemlerin bu elementlerce zenginleştirilmiş

olduğunu keşfettiler. Ayrıca, gezegen oluşumunda önemli rol oynayan N_C/N_O oranını büyük bir dikkatle ölçtüler. Karbonca zengin dünya dışı gezegene sahip potansiyeli olan, $N_C/N_O \geq 1,46$ tane yıldız belirlediler.

Da Silva vd. (2011) Güneş civarındaki 172 tane F ve K tipi cüce, alt dev ve dev yıldızlar için atmosferik parametreleri ve karbon bolluklarını inceledi. Bu çalışmayla yıldızların karbon bolluklarını özenle inceleyip dünya dışı gezegen oluşumları hakkında dönen karbonun önemi hakkındaki tartışmaya katkı sağladılar. $[C/Fe]$ dağılımının cüce, alt dev ve dev yıldızların gezegenli olup olmadıklarına bakmaksızın bir değişim geçirmediğini buldular.

Casagrande vd. (2011) kızılötesi akı yöntemiyle yıldızların etkin sıcaklıklarının tespitindeki doğruluk oranını artırmayı; bu yolla daha sağlam ve isabetli metalisite oranları bulmayı hedefleyen Geneva-Copenhagen araştırmasını yeniden ele aldılar. Önceki araştırmalara göre yıldızların $100 \text{ }^\circ\text{K}$ daha sıcak ve metalisite oranlarının $0,1$ dex daha fazla olduğunu buldular.

McDonald vd. (2012) 107619 tane Hipparcos yıldızın atmosferik parametrelerini (sıcaklık ve parlaklık) elde edip bu yıldızları H-R diyagramına yerleştirdiler. Bu çalışma H-R diyagramındaki dev yıldız kolu üzerine yoğunlaştı ve dev yıldızların toz üretiminin 680 Güneş ışırtmasının (L_\odot) 680 katında başladığını buldular.

Mishenina vd. (2012) birçok F-G-K tipli cüce yıldızların Li bolluklarını hesapladılar ve Li-yıldız parametreleri ve aktivitesi arasındaki ilişkiyi çalıştılar. Çalışmalar sonucunda etkin sıcaklıkların azalmasıyla Li bolluğunun da azaldığını gördüler ve etkin sıcaklıklarda şiddetli bir saçılma gördüler. Yalnız bu saçılmanın yıldızların yaşları arasındaki farklardan da oluşabileceğini düşündüler.

Mishenina vd. (2013) galaktik diskte bulunan $-1 < [Fe/H] < +0,3$ aralığındaki 276 tane F-G-K tipli cüce yıldızın demir-peak(Fe, Ni) ve nötron-yakalanmış(Y, Zr, Ba, La, Ce, Nd, Sm ve Eu) elementlerin bolluklarını hesapladılar. Yıldızların çoğunun galaksinin hangi bölgesinde olduklarını belirleyebildiler. Galaksi boyunca $[Ni/Fe]$ 'nin neredeyse hiç değişmediği sadece ufak sıçramalar olduğunu gözledi.

3. MATERYAL VE YÖNTEM

3.1. Yıldız Fotosfer Modeli

Paralaks ölçümlerinin, yıldızların uzaklığını ölçmekte kullanılmasının verimli olduğu gibi yıldız gözlemlerinin de yıldızların atmosferlerinin fiziksel koşullarını anlamakta uygun olduğu mantıklı gözükmektedir. Ne yazık ki yıldız spektrumu, yapısı gereği birçok fiziksel değişken içerir ve bundan dolayı tam olarak anlaşılabilir bir yorumlama yapılamaz. Bir hipotez kullanmak yerine, yıldızın ışığıyla iletilen bilgileri kullanarak bir model oluşturulur. Model, gözlemler sonucu edinilen bilgiler ve bilinen fizik yasaları çerçevesinde oluşturulan bir bilimsel teoriye göre benzetilir. Bu model, yapılacak yeni gözlemlerle tıpkı bir teorinin test edilmesi gibi test edilir ve yeni bilgilerin eklenmesiyle modifiye edilir ve geliştirilir. Model, yapılabilen bütün gözlemlerle yeniden oluşturulduğunda gerçeğe o kadar benzer ve güvenilir olur. Modelle ilişkilendirilen özellikler veya modelin daha ileri uygulamalarıyla çıkarılan sonuçlar; yıldızın etkin sıcaklık, yüzey çekim ivmesi, yarıçapı, kimyasal bileşimi veya dönme hızı ile ilişkilendirilir.

Model fotosfer, kaynak fonksiyonuna verilen sayılar ve varsayılan bir kimyasal bileşim için optik derinlik fonksiyonu olan basıncın bir tablosu ile meydana getirilir. Modelin kullanım amacına bağlı olarak daha fazla basamak eklenebilir. Örneğin, bir tanesi ayrıca yoğunluğu, geometrik derinliği, soğurma katsayılarını, elektron basıncını, ortalama yoğunluğu, hız-alan değişkenlerini veya magnetik alanın gücünü listeleyebilir.

Buradaki bilgiler, kolaylıkla bir model atmosfer oluşturmak için yeterlidir. Ancak gerçek yıldızinkine kıyasla oldukça temel düzeydedir. Bu, modelin kullanılamayacağı anlamına gelmez. Gerçekte bu model, yıldız spektrumunu incelemekte kullanılmak için kaçınılmaz bir araçtır ve model atmosferlerin öğrenilmesi için iyi bir başlangıç noktasıdır. Bazı temel ilkeler şunlardır;

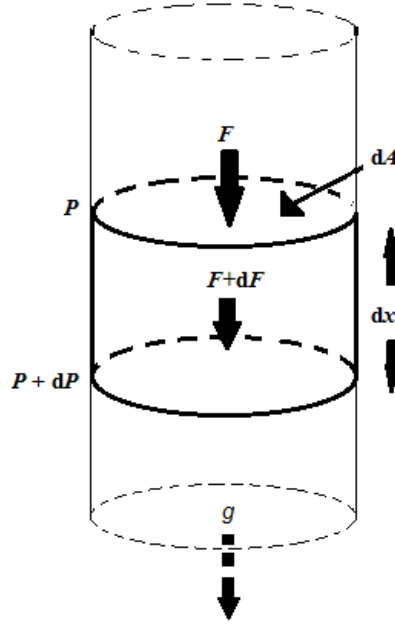
1. Düzlem paralel geometrisi, bütün fiziksel değişkenleri tek boyutlu bir fonksiyon yapar.
2. Hidrostatik dengededir. Fotosfer, yüzey çekim ivmesine kıyasla büyük ölçekli bir hızlanmaya sahip değildir. Sürekli ve belirgin bir kütle kaybı yoktur.
3. Granülasyonlar ve yıldız lekeleri ihmal edilir veya en azından fiziksel parametrelerin ortalama değerleriyle yeterli olarak temsil edilir.
4. Magnetik alanlar hariç tutulur.

Çoğu durumda termodinamik denge ilişkisi, gazın uyartılması-iyonlaşması ve kara cisim fonksiyonu $B_v(T)$ ile tanımlanır. Termodinamik denge kavramı, modelin fotosferinde küçük hacimlere uygulanır. Bu hacimler, optik derinliğin birim düzenindeki boyutlarından oluşur. Bu nedenle, “yerel” termodinamik denge - genellikle LTE olara kısaltılır- ismi türetilmiştir. Fotosfer, her optik derinlikteki fiziksel sıcaklıkla karakterize edilebilir. Uyartılma, iyonlaşma, kaynak fonksiyonu ve bir nokta civarındaki termal hız dağılımlarının hepsi bu eşsiz sıcaklık ile tanımlanır. Fotosferden dışarıya doğru ilerledikçe her ardışık hacmin sıcaklığı daha da azalacaktır. Bundan dolayı LTE durumunda, sıcaklığı listelemek yerine derinlikle değişen kaynak fonksiyonunu listelemek alışlagelmiştir. Böylece gerekli model, kaynak derinliğinin fonksiyonu olarak verilen basınç ile sıcaklığı içerecektir. Görüldüğü gibi $B_v(T)$ çoğu durum için makul bir kaynak fonksiyonudur ancak spektral çizgilerde oldukça hatalı olabilir.

3.1.1. Hidrostatik denge denklemi

Basınç ile optik derinlik arasındaki ilişki hidrostatik denge varsayımından kaynaklanır. Şekil 3.1’deki küçük hacim örneği incelenirse hacmin tabanı ile tavanı arasındaki basınç farkı, hacimde birim alan başına kütlelerin ağırlığını gösterir. Ağırlık; yoğunluğun (ρ), hacmin ($dAdx$) ve yüzey çekim ivmesinin (g) bir sonucudur ve denklem 3.1 elde edilir.

$$dF = \rho \cdot g \cdot dA \cdot dx \quad (3.1)$$



Şekil 3.1. Gaz ve basınç ilişkisi için bir örnek

Şekil 3.1’de dA alanına uygulanan F kuvveti, P basıncını yaratır. $dx dA$ hacmindeki materyalin ağırlığı, dx derinliğinde bir dF kuvveti yaratır ve böylece basıncı dP kadar artırır veya, uzaklık dx boyunca basıncın artışı şeklinde;

$$dP = dF/dA = \rho \cdot g \cdot dx \quad (3.2)$$

x arttıkça basınç da artar, bu ilişkide negatif bir işaret gözükmemektedir. Eğer bu denkleme optik derinliği de eklenirse denklem şu hale geçer:

$$\frac{dP}{d\tau_v} = \frac{g}{\kappa_v} \quad (3.3)$$

Burada κ_v , soğurma katsayısı; τ_v , optik derinliktir. Denklemden verilen basınç, küçük hacimdeki elementi destekleyen toplam basınçtır. Çoğu yıldızda, toplam basıncın yükü için gaz basıncı hesaplanır. Sadece uç örneklerde, diğer basınçlar gaz basıncına (P_g) kıyasla önemli bir etki yaparlar.

Hidrostatik denklemin integrasyonu birçok şekilde yapılabilir. Bir örneği ele alırsak;

$$P_g^{1/2} dP_g = P_g^2 \frac{g}{\kappa_0} d\tau_0 \quad (3.4)$$

şeklindedir. Burada κ_0 ve κ_v , 5000 Å dalgaboyundaki örneği için çözülürse aşağıdaki denklem elde edilir.

$$P_g(\tau_0) = \left(\frac{3}{2} g \int_0^{\tau_0} \frac{P_g^{1/2}}{\kappa_0} dt_0 \right)^{2/3} = \left(\frac{3}{2} g \int_{-\infty}^{\log \tau_0} \frac{\tau_0^{1/2} P_g^{1/2}}{\kappa_0 \log e} d \log \tau_0 \right)^{2/3} \quad (3.5)$$

elde edilir. Logaritmik optik derinlik ölçeğinin integrasyonu daha iyi sayısal hassaslık sunar. İşlem, $P_g(\tau_0)$ fonksiyonunu tahmin eder ve sayısal integrasyon yapar. $P_g(\tau_0)$ 'nin bu denklemden elde edilen yeni değeri, yakınsama elde edilene kadar bir sonraki ötelemede kullanılabilir. Gerçeğe yakın bir $P_g(\tau_0)$ değeri için ikiden dörde kadar öteleme gerekir. Denklemini hesaplamadan önce; τ_0 , κ_0 'ın bir fonksiyonu olduğundan hesaplanması gereklidir.

3.1.2. Güneş fotosferindeki sıcaklık dağılımı

Temelde derinlik sondası olarak kullanılan iki fiziksel mekanizma vardır: kenar kararması ve soğurma katsayısının dalgaboyu ile değişimi.

Kenar kararması, fotosferden dışarıya doğru gidildikçe oluşan kaynak fonksiyonun devamlılığının azalmasından dolayı meydana gelir. Kenara doğru bakarsak sistematik olarak daha yüksek ve daha karanlık fotosferik katmanlar görürüz. Yüzeydeki belirgin yeğinliğin formülü şu şekildedir.

$$I_v(0) = \int_0^{\infty} S_v e^{-\tau_v \sec \theta} \sec \theta d\tau_v \quad (3.6)$$

Bu denklemde I, yeğinlik; S, kaynak fonksiyonudur. Denklem 3.6 incelendiğinde üssel azalmanın $\tau_v \sec \theta$ ile değiştiği gözükür. Bu da, görüş mesafesindeki optik derinliğin biriminin konumu yukarıya doğru ilerler. Örneğin, daha küçük τ_v değeri ile görüş açısı, merkezden kenara doğru kayar. Grey atmosfer yaklaşımı yapılırsa, lineer bir kaynak fonksiyonu elde edilir. Bu da,

$$S_v = a + b\tau_v \quad (3.7)$$

şeklinde yazılabilir. Yeğlilik formülü ile de birleştirildiğinde

$$I_v(0) = a + b \cos \theta \quad (3.8)$$

elde edilir. Bu denklem şu anlama gelir: $\cos \theta = \tau_v$ durumunda; yüzeydeki belirgin yeğlilik θ konumundayken τ_v derinliğindeki kaynak fonksiyonuna eşit olur. Buna Eddington-Barbier ilişkisi denir. Bu işlemle, Güneş diski boyunca I_v 'nin ölçülmesi S_v 'ye bağlı olarak derinliğin haritalandırılmasında kullanılabilir. Alternatif olarak, uygun θ bağımlılığı elde edilene kadar S_v ayarlanarak da tamamen sayısal çözümler elde edilebilir.

Kaynak düzeni kavramı, yukarıdaki denklemde $I_v(\tau_v)$ 'nin kaynak gelişiminde tanımlanan bir öneki formülün temel ilişkisine bakılarak daha da geliştirilebilir. Daha belirgin şekilde, denklemin integralini düşünüp onu logaritmik ölçekte yazarsak şu formül elde edilir.

$$I_v(0) = \int_0^\infty S_v(\tau_v) e^{-\tau_v \sec \theta} \tau_v \sec \theta \frac{\log \tau_v}{\log e} \quad (3.9)$$

Bu intergal, özellikle her kaynaktan $I_v(0)$ 'a katkı yaptığı için; katkı fonksiyonu olarak adlandırılır. Bu özellikler incelendiğinde kabaca, yüzey yeğliliği kenara yakın olan kısımlarda kalın katmanlardan gelir denilebilir. Bu integrallerdeki kaynağın dikkate değer aşamaları doğrulanırsa, hiçbir ince yapı fark edilmez.

Uygulama kısımları bir tarafa bırakılırsa görece kenar kararması I_v/I_v^0 (burada I_v^0 , disk merkezindeki yeğlilik) denklem 3.5'de θ 'nın bir fonksiyonu olarak ölçülür. Daha sonra denklem 3.9'u, I_v^0 'e bölerek normalize edilir ve $S_v(\tau_v)/I_v^0$ elde edilir. Bu yolla, kenar kararmasının şeklinden kaynak fonksiyonunun şekli bulunur. İkinci bir ölçüm seti de I_v^0 'nin kendisini elde etmek için yapılır. Kaynak fonksiyonunun kesin ölçeği, kesin belirgin yeğlilikten elde edilir. Son olarak, kaynak fonksiyonu, sıcaklığı derinlik fonksiyonu olarak bulmak için Planck fonksiyonuyla eşit olarak ayarlanır.

Derinlik ile ilgili ikinci bir konu da, soğurma katsayısının dalgaboyu ile değişimidir. Kenar kararması, derinlik araştırması bilgileri ile birlikte geniş bir dalgaboyu aralığında ölçülür.

Güçlü bir spektral çizgi boyunca soğurmanın değişimi, derinlik şeklinde ufak bir değişiklik oluşturur. Çok sayıda çizgi güneş modellerine katkı yapar. Özellikle Ca II'nin H ve K çizgileri, Mg b çizgileri vb.

Görülebilir devamlılık ve çoğu spektral çizgi, fotosferik katmanlara $\log \tau_0 = -4$ 'den daha derin bölgelerde dâhil olur. Heterojen bir fotosferin tüm katmalarının tek bir $T(\tau_0)$ noktasıyla açıklanamayacağını bilmek gerekir. Yüzdeye bağlı olarak büyük sıcaklık değişimleri muhtemeldir. Geometrik ölçekte açıklamak gerekirse, sıcaklık homojensizliği esasen oldukça büyüktür.

3.1.3. Diğer yıldızlarda sıcaklık değişimleri

İnterferometreler kullanılarak diğer yıldızların kenar kararmasının ölçülerek yıldız disklerinin çözülmesi oldukça yakındır. Derinlikle sıcaklığın işlenmesi, iki yolla elde edilir. İlki teorik olarak akı sabitliğidir.

Akı sabitliği, 0.1 ile %1.0 arasındaki seviyelerde uygulanır. Çizgi donukluğu olmadan uygulanan radyatif denge görece basittir çünkü iyonizasyon sınırları hariç κ_ν olarak bildiğimiz konumları, dalgaboyuyla yavaş bir biçimde değişir. Diğer bir deyişle, görece bazı dalgaboylarının yeterince düzgün integrasyonlarını elde etmek için dağıtım gerekir. Spektral çizgileri olayın içine katmak birkaç farklı kadir için hesaplamaların seviyesini artırır, özellikle de geç tip yıldızlar için. Ayrıca, çizgi donukluğu için yapılan yaklaşımlarının geliştirilmesinde öncülük eder. Çizgi donukluğunu işin içine katmakta elde edilen genel sonuç, daha derin katmanların sıcaklığını ve daha sık katmanların soğukluğunu artırmaktır. Bu nedenle, çizgi donukluğunun etkilerine “çizgi örtünmesi” denir.

Çoğu soğuk yıldızda, geç M ve daha soğukları gibi katı granüller fotosferin daha dış katmanlarında yapılaşabilirler. Fazladan soğurma, daha dıştaki katmanları ısıtan granüller tarafından oluşur.

Akı sabitliğini hesaplamakta çıkan problemler, κ_v 'ye olan derinlik ve dalgaboyu ile olan yaklaşımımızdaki yanlışlıklardan doğar. Büyük devamlı soğurucuların çoğu yıldız için oldukça iyi anlaşıldığı düşünülmesine karşın, çizgi donukluğu daha çok bir boy ölçüştürmedir. Akı sabitliği yönteminde ortaya çıkan belirsizliğe sebep olan ikinci bir nokta ise konveksiyon yaklaşımıdır. Akı sabitliği koşuluna konvektif akı da katılmalıdır. Karışım-uzunluk formülü, karışım uzunluğu serbest bir değişken olmak üzere derin katmanlarda büyük bir belirsizlik sunar. Şans ki, sadece yüzey akısının küçük bir bölümü bu katmanlara ulaşır ve spektruma az bir etkisi olur. Ne yazık ki, basit modellerde konveksiyon belirli derinliklerde önemli sıcaklık değişimleri sunar. Bunlar uygun olarak ihmal edilir.

İkinci ve oldukça daha kolay olan $T(\tau_0)$ 'yi elde etme yöntemi de standart sıcaklık dağılım formülünü oranlamaktır.

$$T(\tau_0) = S_0 T_{\odot}(\tau_0) \quad (3.10)$$

Burada, S_0 , oran sabiti; T , sıcaklıktır.

Teorik sıcak dağılımı, güneşe oranla bulunan $T(\tau_0)$ değerinden çok küçük değerlerle değişen akı sabitliğinden hesaplanır. Bu farklar, hesaplamalarda belirsizlikte aşırıya kaçmak olarak değerlendirilmez. Genel olarak, bir kişi sıcaklık gradyentinin devlerde, cücelere kıyasla hafif bir diklik içerdiğini ve bir başkası da bunu devleri incelerken “standart” dev modeli olarak kullanabilir.

Çoğu uygulamada oran sabiti olan S_0 , modelin T_{eff} 'ine bakmadan keyfi bir değer olarak eklenebilir. Çoğu durumda, $T_{\text{eff}} = S_0 T_{\text{eff}}^{\odot}$ 'i kullanmak mantıklı bir yaklaşımdır. Oranlanmış modeller yaygın bir şekilde kullanılmıştır. Oranlanmış sıcaklık dağılımını kullanmanın çok büyük bir avantajı, hesaplamalardaki kolaylıktır. Detaylı radyatif-denge hesaplamaları hızlı ve güçlü bilgisayarların kullanımını gerektirirken, oranlı modeller normal kaynaklarla birkaç saniye veya daha kısa sürer.

3.1.4. P_g-P_e-T ilişkisi

3.1 denklemini gaz basıncı için çözüldüğünde $P_g(\tau_0)$ için tahminler yapılır. Daha sonra, $\kappa_0(\tau_0) = \kappa_0(T, P_e)$ 'yi elde etmek için $P_e(\tau_0) = P_e(P_g)$ integralenmesi gerekir. Buna göre elektron basıncının sıcaklığa ve kimyasal bileşime bağlı olduğu görülür. j'inci elementin birim hacimdeki iyon sayısına N_{1j} ve bir hacimdeki nötrallerin sayısına N_{0j} denirse iyonizasyon denklemi şu şekilde olur.

$$\frac{N_{1j}}{N_{0j}} = \frac{\Phi_j(T)}{P_e} \quad (3.11)$$

Çifte iyonizasyonu ihmal eder ve $N_{1j}=N_{ej}$ denirse, burada N_{ej} , j'inci element tarafından katkı yapılan birim hacimdeki elektron sayısıdır, formül şu şekli alır.

$$\frac{\Phi_j(T)}{P_e} = \frac{N_{ej}}{N_{0j}} = \frac{N_{ej}}{N_j - N_{ej}} \quad (3.12)$$

j'inci elementin toplam parçacık sayısı $N_j = N_{1j} + N_{0j}$ 'dir. N_{ej} için bu denklem çözülmüşse,

$$N_{ej} = N_j \frac{\frac{\Phi_j(T)}{P_e}}{1 + \frac{\Phi_j(T)}{P_e}} \quad (3.13)$$

Buradan basınçlar;

$$P_e = \sum_j N_{ej} kT \quad (3.14)$$

$$P_g = \sum_j (N_{ej} + N_j) kT \quad (3.15)$$

bulunur. Bunlar oranlanırsa şu denklem elde edilir.

$$\frac{P_e}{P_g} = \frac{\sum N_{ej}kT}{\sum(N_{ej} + N_j)kT} = \frac{\sum N_j \left[\frac{\frac{\Phi_j(T)}{P_e}}{1 + \frac{\Phi_j(T)}{P_e}} \right]}{\sum N_j \left[1 + \frac{\frac{\Phi_j(T)}{P_e}}{1 + \frac{\Phi_j(T)}{P_e}} \right]} \quad (3.16)$$

Elementin bolluk sayısı, $A_j = N_j/N_H$ 'dir. Burada N_H , birim hacimdeki hidrojen atomlarının sayısıdır. Bu denklemi düzenlersek ihtiyacımız olan denklem şu şekilde oluşur.

$$P_e = P_g \frac{\sum A_j \frac{\Phi_j(T)/P_e}{1 + \Phi_j(T)/P_e}}{\sum A_j \left[1 + \frac{\Phi_j(T)/P_e}{1 + \Phi_j(T)/P_e} \right]} \quad (3.17)$$

Bu denklem P_e sadece iterasyon yöntemi ile bilgisayar yardımı ile ölçülür. Burada $\Phi_j(T)$ terimleri, böyle bir iterasyon için sabittir. P_g ve P_e , τ_0 'ın bir fonksiyonu olduğu için bu denklem, $P_g(\tau_0)$ için yapılacak olan ilk tahmini değeri kullanan ilk dönüşümde her bir derinlik için çözülür.

Hidrojen yüksek sıcaklıklarda baskın olur ve $P_g \approx 2P_e$ durumunda tamamen iyonize olur. Daha düşük sıcaklıklarda P_e , yaklaşık olarak $P_g^{1/2}$ kadar değişir. Daha soğuk yıldızlarda $P_e \ll P_g$ durumu olduğu için, ifade şu şekline alır.

$$P_e^2 \approx \Phi(T)P_g \quad (3.18)$$

Bu denklem şu anlamına gelir: Belirli bir sıcaklıkta, elektron basıncı, gaz basıncının karekökü ile orantılıdır.

Metaller, hidrojenin iyonize olmadığı ve $P_e - P_g - T$ ilişkisinin modelin kimyasal yapısına duyarlı olduğu daha soğuk fotosferlerde önemli bir rol oynar. Normal kimyasal bileşime sahip modellerde iyonizasyon denklemiyle çalışırken C, Si, Fe, Mg, Ni, Cr, Ca, Na ve K gibi elementleri de işin içine katmak gerekir. Çünkü bu

elementler elektron bağışçısıdır. Analizden sonra modellenen yıldızların kimyasal bileşimi, modeli oluştururken hesaplanan P_e değerinden farklı sonuçta oluyorsa yeni bir iterasyon yapma durumunda kalınabilir.

$d \log P_e / d \log T \approx 12$ koşuluyla, soğuk modeller için elektron basıncının sıcaklığa muazzam bir şekilde duyarlı olduğu unutulmamalıdır. Soğurma katsayısı κ_v 'nin P_e ile orantılı olarak negatif hidrojen iyonu ile büyük bir etkileşimi olduğundan; donukluk, derinlikle büyük bir hızla artar.

3.1.5. Modelin tamamlanması

$T(\tau_0)$ alınır ve $P_g(\tau_0)$ tahmini ile $P_g(\tau_0)$, ardından $\kappa_0(\tau_0)$ hesaplanır. Bunun sonucunda yeni bir $P_g(\tau_0)$ değeri elde edilir. Böylece basınç iterasyonunun ilk adımı tamamlanmış olur. İterasyon başladığında, dış sınırlarda $\log \tau_0$ için bir veya iki adımda bazı basit trapezoidal (iki kenarlı yamuk şeklinde) integrasyonlar yapmak gerekir. Bundan sonra, Simpson kuralı veya diğer standart integrasyon formülleri kullanılabilir. Sıklıkla, derin kısımdaki basıncın integrasyona nasıl başlanıldığı ile alakasız olduğundan emin olmak için fazladan birkaç işlem yapılır. İterasyon %1 gibi bir yakınsama değeri için devam eder ve sonunda belirli bir $T(\tau_0)$ değeri için hesaplanır. Eğer oranlı bir güneş sıcaklık dağılımı kullanılırsa, işlem tamamlanmıştır. Böylelikle model hazırlanmış ve modelden yardımcı bilgiler (geometrik derinlik, yüzey akısı vb.) elde edinilebilir. Eğer $T(\tau_0)$ akı sabitliği koşulu ile elde edilmişse model tamamlanmamıştır. $F_v(\tau_v)$ 'nin spektrum boyunca çok sayıda frekans için hesaplanması gerekir. Böylece $\int_v^\infty F_v dv$, derinlik fonksiyonu olarak değerlendirilebilir. Böylece sıcaklık dağılımı doğru yapılmış olur ve model hızlı bir şekilde, akı sabitliği elde edilinceye kadar tekrar hesaplanır.

3.1.6. Geometrik derinlik

Geometrik derinlik oranı, $dx = d\tau_0 / \kappa_0 \rho$ 'dan hesaplanabilir.

$$x(\tau_0) = \int_0^{\tau_0} \frac{1}{\kappa_0(t_0)\rho(t_0)} dt_0 \quad (3.19)$$

Basınç ve sıcaklıktan hesaplanan yoğunluğu isimlendirilirse

$$\rho = N_H \frac{Hparçacıkları}{cm^3} \times \sum \frac{A_j \mu_j gram}{Hparçacığı} \quad (3.20)$$

burada μ_j j'inci elementin atomik ağırlığıdır ve

$$N_H = \frac{N - N_e}{\sum A_j} = \frac{P_g - P_e}{kT \sum A_j} \quad (3.21)$$

burada da N, toplam parçacık yoğunludur. Bu da bize aşağıdaki denklemi verir:

$$x(\tau_0) = \int_{-\infty}^{\log \tau_0} \frac{\sum A_j kT(t_0)t_0}{\kappa_0(t_0) \sum A_j \mu_j [P_g(t_0) - P_e(t_0)]} \frac{d \log t_0}{\log e} \quad (3.22)$$

Alternatif bir yöntem de $dP_g = \rho g dx$ 'den başlayarak P_g 'yi orantılayarak integre etmektir. O zaman denklem,

$$x(P_g) = \frac{1}{g} \int_0^{P_g} \frac{\sum A_j kT(p) dp}{\sum A_j \mu_j p} \quad (3.23)$$

halini alır. Bu denklem önemlidir çünkü atmosferin kalınlığının, $T(P_g)$ sadece zayıf bir şekilde g'ye bağlı olduğu için yüzey çekim ivmesi ile tersine orantılı olduğunu gösterir.

3.1.7. Spektrumun hesaplanması

Spektrumun modellenmesi çoğunlukla modellemenin en önemli sonucudur. LTE durumunda spektrum şu denklemlerle hesaplanır:

$$F_\nu = 2\pi \int_{-\infty}^{\infty} S_\nu(\tau_0) E_2(\tau_\nu) \frac{\kappa_\nu(\tau_0) \tau_0 d \log \tau_0}{\kappa_0(\tau_0) \log e} \quad (3.24)$$

$$S_\nu(\tau_0) = B_\nu[T(\tau_0)] \quad (3.25)$$

Optik derinliğin aşağıdaki denklemlerle orantılı olması gereklidir.

$$dx = \frac{d\tau_v}{\kappa_v \rho} = \frac{d\tau_0}{\kappa_0 \rho} \quad (3.26)$$

$$\tau_v = \int_0^{\tau_0} \frac{\kappa_v(t_0)}{\kappa_0(t_0)} dt_0 = \int_{-\infty}^{\log \tau_0} \frac{\kappa_v(t_0)}{\kappa_0(t_0)} \frac{t_0}{\log e} d \log t_0 \quad (3.27)$$

Bu denklemde τ_v 'yi bilmek gerekir çünkü E_2 'de yerine yazılmalıdır. Yüzey akısına yapılan toplam ışık katkısının, atmosferdeki kaynak fonksiyonu olarak kesin çözümü, yukarıdaki denklemin integre edilmesi ile belirlenir. Buna “akı katkı fonksiyonunun” integrallenmesi denir. Katkı fonksiyonunun I_ν olarak kullanılması yaygındır ancak şimdi işin içine yıldız diski boyunca integre olması dahil olmuştur.

Oluşum derinliği fikrinin güzel bir örneği de Balmer süreksizliği boyunca oluşur. Oluşum derinliği, modelin sıcaklığına bağlı olduğu kadar κ_ν 'nin değişken katkısıyla artarken, κ_ν/κ_0 'nın değişmesine yol açan T ile azalır. Yüzey çekim ivmesinin etkisi sıcak yıldızlarda zorlukla fark edilebilirken, soğuk yıldızlarda tamamen ihmal edilir.

Akıyı hesaplamakta başka teknikler de vardır ve birçoğu da genellikle başka integrallere götürür. Örneğin;

$$F_\nu = \pi S_\nu(0) + 2\pi \int_0^\infty \frac{dS_\nu}{d\tau_\nu} E_3(\tau_\nu) d\tau_\nu \quad (3.28)$$

Burada yine LTE durumu için S_ν , B_ν ile değiştirilmiştir ve T_0 'ın sınır sıcaklığı olduğu durumda $S_\nu(0) = B_\nu(T_0)$ 'dir. Bu formül akının kaynak fonksiyonunun gradyentinden dolayı ortaya çıktığını gösterir. Akıya olan daha büyük katkılar $dS_\nu/d\tau_\nu$ 'nin daha büyük olduğu derinliklerde oluşur. Bu formülde, sınırlardan hiçbir akı katkısı gelmese bile akının T_0 'a bağlı olduğu tuhaf bir durumla karşılaşılır. Üstelik $(dS_\nu/d\tau_\nu)E_3(\tau_\nu)$ integralinin kendisi de bir akı artışı değildir. Bundan dolayı bu integral genel anlamda bir katkı fonksiyonu olarak kullanılamaz. Model fotosferlerdeki devamlı spektrum, gözlemlerle uyum içindedir.

3.1.8. Modelin özelliği: Basınç ilişkisi

$T(P_g)$ 'nin $T(\tau_0)$ gibi bir orantısı yoktur. P_g , hidrostatik denkleminin integralinde bağımsız değişken olarak kullanılmışsa da oranlama işlemini uygulanamaz.

Çoğu model, konvektif akış koşulları için konvektif olarak kararsızdır çünkü konveksiyon da enerji transferine katılmalıdır. $T(P_g)$ ilişkisi konveksiyon tarafından değiştirilmiştir ancak normalde gradyent, fotosferin alt kısımlarına kadar adyabatik bir değere erişemez çünkü fotosferin görece düşük yoğunluğa sahip kısımlarında radyatif taşıma ile konveksiyon hala mücadele halindedir.

Soğuk modelde elektron basıncı, gaz basıncına göre kadir'e daha az etki eder. Daha derin bölgelere yöneldikçe artan sıcaklık iyonizasyonu ve elektron basıncını artırır. Soğuk modelde hidrojenin elektron basıncına katkı yapmasına rağmen, tamamen iyonize olması mümkün değildir. Aksi durum için, sıcak modelde sıcaklık, hidrojeni etkili bir şekilde iyonize edecek kadar yüksektir ve elektron basıncı, hidrojeninden ayrılan elektronlar sayesinde baskın olur.

$$P_e \approx 0,5P_g \quad (3.29)$$

Yüzey çekim ivmesinin artması fotosferi sıkıştırır ve bütün basınçların artmasına neden olur. Herhangi bir basıncın $\log g$ ile değişimi (örneğin $\log P$) herhangi bir derinlikte neredeyse çizgiseldir. Bundan dolayı g 'ye olan bağılılıkları yaklaşık olarak şöyle yazılabilir:

$$P_g \approx \text{constant } g^p \quad (3.30)$$

Burada p , güç anlamına gelir ve soğuk model için fotosferin 0,64 ile 0,54 yarıçap arasında kadar olan bölge için derin kısımdan sığ kısıma doğru olarak; sıcak modeller için ise 0,85 ile 0,53 yarıçap arasında kalan bölge için kullanılır. Kabaca, $p = \frac{2}{3}$.

Benzer şekilde P_e için yazılırsa:

$$P_e \approx \text{constant } g^p \quad (3.31)$$

Burada p, soğuk model için fotosferin 0,33 ile 0,48 yarıçap arasında kalan bölge için derin kısımdan sıg kısıma doğru; sıcak modeller için ise 0,82 ile 0,53 yarıçap arasında kalan bölge için kullanılır. Yaklaşık olarak bu iki bölge için p değerleri sırasıyla 1/3 ve 2/3'dür.

3.1.9. Kimyasal bileşimin etkileri

Bir modeldeki basınç yapısı kimyasal bileşime bağlı olabilir. Soğuk modellerde, metallerin artışı serbest elektron sayısının artmasına neden olur. Bu da daha büyük bir soğurucu katsayısına ve atmosferin içine doğru daha az bir bakış açısı nüfuz etmesine neden olur. Böylece, verilen bir optik derinlikteki gaz basıncının, metal içeriğinin artmasıyla düşmesi gerekir. Toplam metal bolluğuna $\sum A_j$ dersek:

$$\frac{P_e}{P_g} \frac{1}{\sum A_j} = \frac{P_e}{P_g} \frac{N_H}{\sum N_j} \frac{kT}{kT} = \frac{P_H}{\sum N_j kT} \approx \frac{P_e}{\sum N_j kT} \quad (3.32)$$

Burada P_H hidrojenin parçacık basıncıdır ve bolluğa karşı ezici bir üstünlüğü olduğundan gaz basıncını domine eder. Ancak bütün elementlerin yoğunluğu, tekil iyonizasyonlar düşünüldüğünde

$$\sum N_j = \sum (N_1 + N_0)_j \quad \text{ve} \quad P_e = N_e kT = \sum N_{1j} kT \quad (3.33)$$

iyonları ve nötr atomları ile karışmıştır. Bundan dolayı orijinal ifade şu şekli alır.

$$\frac{P_e}{P_g} \frac{1}{\sum A_j} \approx \frac{\sum N_{1j}}{\sum (N_1 + N_0)_j} \quad (3.34)$$

Burada iki tane önemli durum vardır.

1. Metaller iyonizedir: $\sum N_{1j} \gg \sum N_{0j}$

$$\frac{P_e}{P_g} \frac{1}{\sum A_j} \approx 1 \quad (3.35)$$

2. Metaller nötrdür: $\sum N_{1j} \gg \sum (N_1 + N_0)_j$

$$\frac{P_e}{P_g} \frac{1}{\sum A_j} \approx \frac{\sum N_{1j}}{\sum N_{0j}} \quad (3.36)$$

Güneş için 1. durum kabul edilebilir ve hidrostatik denge denklemini buna göre yazılırsa;

$$dP_g = \frac{g}{\kappa_0} d\tau_0 = \frac{g}{\frac{P_e \kappa_0}{P_e}} d\tau_0 = \frac{g}{\frac{P_g \sum A_j \kappa_0}{P_e}} d\tau_0 \quad (3.37)$$

elde edilir. κ_0 , negatif hidrojen iyonları tarafından domine edildiği için κ_0/P_e , P_e 'den bağımsızdır. Yukarıdaki denklemin integrali alındığında:

$$\frac{1}{2} P_g^2 = \frac{1}{\sum A_j} \int_0^{\tau_0} \frac{g}{\kappa_0/P_e} d\tau_0 \quad (3.38)$$

elde edilir. g ve T sabit olduğu için denklem

$$P_g = c_0 \left(\sum A_j \right)^{-\frac{1}{2}} \quad (3.39)$$

bu şekle dönüşür. Burada c_0 sabittir. Bir önceki denklemin devamı olarak;

$$P_e = c_0 \left(\sum A_j \right)^{1/2} \quad (3.40)$$

elde edilir. Bu ifadeler, bileşimin basınçlara olan duyarlılığı için titiz sonuçlar vermezken, hidrojenin elektron bağıışı yapmadığı durumlarda nitelikli sonuçlar verir. Aslında hidrojen nispeten soğuk modellerde bile fotosferin daha derin katmanlarında ön plana çıkar.

Güneş için 2. durum ele alınır ve tek bir element için sağ el yaklaşımı yapılırsa, $\frac{N_1}{N_0} = \Phi(T)/P_e$ 'e dönüşür. Aynı hidrostatik denklemler kullanılığında şu denklemler elde edilir.

$$P_g = c_1 \left(\sum A_j \right)^{-\frac{1}{3}} \quad (3.41)$$

$$P_e = c_1 \left(\sum A_j \right)^{\frac{1}{3}} \quad (3.42)$$

Burada c_1 sabittir.

Daha yukarıdaki katmanlarda ($\log \tau_0 \leq -2$ durumlarında), bu iki değişkenler de benzer sonuçlar üretir. Hidrojenin iyonize olduğu daha derin katmanlarda kimyasal bileşimin sadece küçük bir etkisi vardır. Bu olay, “Fotosferin üst katmanlarında oluşmuş olan spektral özellikler için kimyasal bileşim, yüzey çekim ivmesi taklidi yapar” sonucu çıkartır.

Helyum bolluğu, küçük bir oranda basınç yapısını değiştirebilir. $\sum A_j \mu_j$, toplam atomik ağırlık olmak üzere bu değeri hidrojen parçacık başına κ 'yı, kütle başına κ_v 'ye azaltmak için kullanılırsa şu denklem elde edilir.

$$dP_g = \frac{g}{\kappa_0} d\tau_0 = \frac{g}{\kappa} \sum A_j \mu_j d\tau_0 \quad (3.43)$$

Burada κ , soğurma katsayısı olan hidrojen parçacığı başına alandır. $\sum A_j \mu_j$ ile g 'nin aynı işlevi yaptığı görülür. buna göre denklemin, aşağıdaki denkleme dönüşeceği öngörülebilir:

$$P_g = constant \left(\sum A_j \mu_j \right)^{\frac{2}{3}} \quad (3.44)$$

Ancak diğer elementler çok küçük bir kütlede katkı yaptığından;

$$\sum A_j \mu_j = A(H)\mu_H + A(He)\mu_{He} + \dots \approx 1,66 \times 10^{-24} [1 + 4A(He)] \quad (3.45)$$

gram elde edilir. Bundan dolayı helyum bolluğuna etkiyen basınçlardan bağımsız olarak tanımlanır.

$$P_g \approx constant [1 + 4A(He)]^{2/3} \quad (3.46)$$

$$P_e \approx constant [1 + 4A(He)]^{1/3} \quad (3.47)$$

3.1.10. Etkin sıcaklık ile değişim

Spektral çizgilerin davranışlarını anlamak için belirli bir optik derinlikteki basıncın değişmesini kullanmak iyi bir yöntemdir. Hidrojenin iyonize olmaya başladığı sıcak modellere geçinceye kadar verilen bir τ_0 değeri ile gaz basıncı azalır. Soğuk durumdan sıcak durumdakilere geçince çarpıcı bir şekilde değişen donukluğa dikkat edilmelidir. Verilen herhangi bir optik derinlik için daha büyük donukluk, daha az geometrik sızma anlamına gelir. Diğer bir taraftan elektron basıncı, sıcaklığın artmasıyla artar çünkü iyonizasyon artar. Soğuk yıldızlar için şu denklem kullanılabilir.

$$P_e \approx sabit. e^{\Omega T} \quad (3.48)$$

Burada Ω , genellikle 0,001-0,002/K arasında bir değerdedir.

3.2. Spektrum İnceleme Programları

3.2.1. ATLAS9

ATLAS ilk olarak 1970 yılında R. Kurucz tarafından yazılan ve daha sonraki yıllarda kendisi ve meslektaşları tarafından geliştirilen bir yıldız atmosferi modelleme programıdır. ATLAS9'un şuanki sürümü ODF denilen opasite dağılım fonksiyonlarını kullanır.

Bir atmosfer modelinin hesaplanması, fiziksel ve matematiksel sorunları basitleştirmek için yapılan birçok varsayımlara ve yaklaşımlara ihtiyaç duyar. Bu sorunları basitleştirmek için aşağıdaki varsayımlar kullanılır;

- A. Atmosfer, kararlı bir yapıdadır.
- B. Yıldızın enerji kaynağı atmosferden çok uzak olduğu ve atmosferin üst tabakasından hiçbir enerji gelmediği için, enerjinin akışı atmosfer içinde sabittir. Bu akı genellikle sıcaklıkla verilir.

$$Ak_1 = \sigma \times T_{eff}^4, \sigma = 5,6697 \times 10^{-5} Wm^{-2}K^{-4} \quad (3.49)$$

- C. Normal sınırlar haricinde atmosfer homojendir. Granüller, magnetik alanlar gibi bütün yapılar ihmal edilir.
- D. Atmosfer, yıldızın yarıçapına oranla oldukça incedir bundan dolayı atmosferi, ortak merkezli kabuklar olarak değil, düzlemsel katmanlar olarak kabul edilir.
- E. Tabakalarda görece bir hareket ve atmosfer net bir ivmeye sahip olmadığından, yer çekimsel basınç dengeleri şu şekilde olur.

$$\rho \frac{d^2r}{dt^2} = -\rho g + \frac{dP}{dr} = 0 \quad (3.50)$$

Burada ρ , yoğunluk ve g , yüzey yerçekimi ivmesidir. Atmosfer ince olduğundan g sabit kabul edilir.

$$g = \frac{GM_*}{R_*^2} \quad (3.51)$$

Burada M_* , yıldızın kütlesi; G , evrensel çekim sabiti ve R_* , yıldızın yarıçapıdır.

F. Atomik bolluklar, atmosfer boyunca sabit ve kesindir.

Bu yaklaşımlar içerisinde, model atmosferi belirleyecek parametreleri bulmak için bir iterasyon işlemi gerçekleştirilir. Atmosferin bir dizi derinlik noktasının sıcaklığı tahmin edilir ve her bir nokta için basınç, öz değişkenler ve donukluk hesaplanır. Bu değerlerden de her bir noktadaki radyasyon bölgesi ve konvektif akı belirlenir. Genellikle, toplam akı önceden belirlenmiş olan sabit akıya eşit olmaz, bundan dolayı bir “sıcaklık düzeltme” düzeni kullanarak her noktadaki sıcaklık değiştirilir. Bu sıcaklık dağılımı işlemi, toplam akı küçük bir hata aralığı içinde sabit olana kadar tekrarlanır.

Öz değişkenler ve basınç da radyasyon bölgesine bağlı olduğundan, çok sayıda iterasyon gerçekleştirmek gerekir. Aslında radyasyon bölgesi bu değerlerde çoğu kez önemsiz bir etkiye sahiptir ki bu durumda sadece sıcaklık iterasyonu gerçekleştirmek gerekir.

3.2.1.1. ATLAS'ta model oluşturma işlemi

İlk olarak ATLAS, talimatları almak için READIN'i çalıştırır. READIN, veri kartlarını okumak için FREEFF, FREEFR, IWORDF ve DUMMYR alt rutinlerini kullanır. Bu noktada eğer gerekli olursa TTAUP'i kullanarak bir sıcaklık dağılımı başlangıcı hesaplanır; BLOCKE ve BLOCKR'dan okunamayan bütün değişkenler doldurulur. Bu işlemden sonra READIN, COMMON bloklar sayesinde programın kalan kısmını devam ettirecek iki sayfalık bir veri çıktısı üretir. Eğer yeterli veri yoksa veya veriler yanlış formattaysa READIN işleme devam etmez ve çıkış yapar (EXIT'ı çağırarak).

Çıktının ilk sayfasında bulunan bilgiler şunlardır;

- Etkin sıcaklık
- Yerçekimi ivmesi
- Çıktının başlığı
- Hidrojen ve helyum hariç bütün bollukları değiştiren bir bolluk ölçekleme faktörü
- Bütün bolluğa göreceli hidrojen ve helyum bollukları
- Bolluk ölçekleme faktörü uygulanmadan önceki bütün elementlerin logaritmik olarak toplam bolluğa oranı
- 20 opasitenin hangi opasitenin kullanıldığına bağlı olarak değişmesi
- Sıcaklık düzeltmesinin kullanılıp kullanılmadığı
- Basıncın hesaplanıp hesaplanmadığı
- Akı ve yoğunluğun sadece yüzeyde bulunup bulunmadığı
- Saçılmanın kaynak fonksiyonuna dâhil edilip edilmediği
- Konvektif akının, sıcaklık düzeltmesine dâhil edilip edilmeyeceği
- Konveksiyon için karışma mesafesinin derinliğe olan oranı
- Moleküler denge denkleminin, molekül sayı yoğunluğu veya sadece elektron sayı iyonizasyonu için çözümlenip çözülmeyeceği
- Türbülans basıncının hesaba katılıp katılmayacağı
- Model için yapılacak olan iterasyon sayısı
- Her iterasyon için yapılacak olan çıktı ve atlama sayısı
- Frekans dizisinin adı
- Frekansların sayısı ve iterasyon frekansının sınırları.

READIN çıktısının ikinci sayfası, başlangıç modelini içerir. READIN, gri sıcaklık dağılımını alır

$$T(\tau) = T_{eff} \times \left(0,75 \times (0,710 + \tau - 0,331 \times e^{(-3,4488*\tau)}) \right) \times 0,25 \quad (3.52)$$

ve basınç integrasyonu için, TTAUP alt rutinini kullanarak T(RHOX)'a çevirir. TTAUP(34), Rosseland opasitesini, log T ve log P'nin bir fonksiyonu olarak

tablodan bulur. Çıkan sonuçlar RHOX, T, P ve ABROSS'tur. Bunlardan sadece RHOX ve T model hesaplamalarında kullanılacaktır.

Bu kısma kadar istatistik denge denklemleri işin içine girmemiştir. Bu kısımda READIN, yerel termik denge olduğunu varsayar. READIN ana programa geri döner ve ATLAS, DO 100'e başlar yani model iterasyonuna. Her iterasyonun başlangıcında ATLAS, COMMON /TEMP/ 'de saklanan ITEMP değişkenlerini artırır. Alt rutinler bu değişkenlerin değişip değişmediğini anlamak için test eder ve değiştikleri zaman da sıcaklıktan bağımsız değişkenleri tekrardan hesaplar.

Her iterasyonun ilk işlemi, DO 11'deki basıncı hesaplamaktır. Daha sonra ATLAS, sayı yoğunluklarındaki denge denklemlerini çözmek için POPS(37)'yi çağırır. CODE, atomları ve molekülleri belirler. Her bileşenin atom numarası 100 basamaklı olarak belirlenir ve basamaklar bir numara oluşturacak şekilde soldan sağa doğru artarak düzenlenir. H⁻ gibi bir elektron bileşeni 00 olarak yazılır ve 100 olarak düzenlenir. Pozitif yük, ondalık basamaktan sonra yazılır. Örneğin; 2.02 = He⁺⁺ = He III.

Daha sonra NELECT(39); elektron sayısını (XNE), atom sayısını (XNATOM) ve yoğunluğu (RHO) bulur. Bu değerleri, daha bol elementlerin yoğunluk sayısının iterasyonu ile bulur ve PFSAHA(39) çağırır. PFSAHA ayırma fonksiyonlarını, iyonizasyon bölümlerini, iyonizasyon fraksiyonları/ayırma fonksiyonlarını veya elektron katkılarını bulmaya yarayan genel bir rutindir. Bu rutinin temel kısmı, ayırma fonksiyonlarını ve iyonizasyon potansiyellerini içeren büyük bir tablo ve ayırma fonksiyonlarının ardından iyonizasyon fraksiyonlarını hesaplamaya yarayan tabloyu çözen küçük bir bölmedir.

POPS(37)'ye dönüldüğünde, eğer CODE 0'dan büyük ancak bir molekül değilse POPS, iyon fraksiyonu/ayırma fonksiyonunu bulmak için PFSAHA'yı çağırır. Daha sonra POPS, XNATOM'u ve atomik bolluğu çarparak iyon fraksiyonunu bir sayı yoğunluğuna dönüştürür.

Denge denklemleri çözüldüğünde, kalan kısım NELECT ve NMOLEC'i işin içine katmadan aynı ITEMP için POPS'u çağırır.

Artık ATLAS, opasiteleri ve rasyasyon alanını hesaplamaya hazırdır. Öncelikle sayfa başlıklarını başlatmak için PUTOUT(4)'u çağırır. PUTOUT(4), ATLAS'ın kendisinden çıkan bütün çıktıları işler. Sonra ATLAS, frekans integrasyonu yapan bütün alt rutinleri çağırarak frekans integrallerini başlatır. TCORR(8), sıcaklık düzeltmesini; STATEQ(11), istatistiksel dengeyi; ROSS(13), Rosseland opasitesini ve RADIAP(14), radyasyon basıncını hesaplar.

ATLAS, frekanslar üzerinden uzun bir D0 25 döngüsü yapar. ATLAS, opasitenin dağılım fonksiyonunun adım temsili şeklinde olmasını bekler. Bundan dolayı, 24 durumundan N.LT.NSTEPS'e kadar bir döngü vardır. Burada N, adım sayısıdır. ATLAS, kaç tane adım beklenmesini veya her adımın büyüklüğünü durum, KAPP(N, NSTEPS, STEPWT)'ı çağırana kadar bilmez. Normalde bu seçenek kullanılmadığından, NSTEPS ve STEPWT 1'dir. Geriye doğru birkaç satır gidildiğinde; durum, yüzey akısı veya yüzey yoğunluğu için dağılım fonksiyonunda bazı toplamlar başlatması için PUTOUT'u çağırır. Daha sonra opasiteyi bulmak için KAPP çağırılarak adımlar üstüne bir döngü başlar.

Opasite bulunduktan sonra, ATLAS radyasyon alanını bulmak için JOSH'u çağırır. İlk olarak JOSH, toplam opasiteyi (ABTOT), saçılma fraksiyonunu (ALPHA), ve SNUBAR'ı bulur. Burada SNUBAR, kaynak fonksiyonun JNU olmayan kısmıdır. Daha sonra, INTEG alt rutinini kullanarak ABTOT'u integre ederek TAUNU'yu bulur. Eğer IFSCAT=1 ise, JOSH kaynak fonksiyonu için integral denklemini çözer. JOSH, alt rutin MAP1'i kullanarak XTAU'yu belirlemek için iç tau'nun arasına ALPHA ve SNUBAR'ı yerleştirir ve XTAU'daki S için integral denklemi çözer. İntegral denklemindeki matrix çarpımı, derleyicinin hızlı ve verimli bir kod yazabilmesine zorlanması için açıkça yazılmıştır. Kaynak fonksiyonu bulunduktan sonra, TAUNU'da yerine yerleştirilir.

Matrix çözümü sadece TAUNU=20'ye kadar iyidir, çünkü alt rutin DERIV kullanılarak SNU'nun birinci ve ikinci türevi alınarak büyük yoğunluktaki SNU, JNU ve HNU bulunur. Daha sonra JOSH, 20'den daha az yoğunluktaki JNU ve HNU'yu XTAU'da bulur ve XTAU ölçeğindeki sonuçları, TAUNU ölçeğinde araya

ekler. Özel durumlardaki sadece yüzey akısı veya sadece yüzey yoğunluğu bu rutinde son bulur.

ATLAS'a geri dönülürse, monokromatik opasiteler ve N adımı için radyasyon bilindiğinden integrandlar hesaplanabilir ve frekanslar üstünden integrale eklenebilir. İntegrasyon katsayısı RCOW, adım yükü çarpı frekans yüküdür. ATLAS, dört alt rutini integralleriyle beraber çağırır. Bunlar TCOOR, STATEQ, ROSS ve RADIAP'tır. Daha sonra bu frekansta yüzey akısına, toplama eklenmesi için PUTOUT'u çağırır ve adım için sonuçları çıkarır.

ATLAS, N için döngüye devam eder. Döngü tamamlandığında ATLAS, yüzey akısını çıkartmak için PUTOUT'u çağırır. TAUONE, TAUNU=1 olduğu yerde $\log(\text{RHUX})$ 'tur. TAUNU(RHOX), en son derinlikteki logaritmik optik derinliktir. Akının doğru olması için, TAUNU(RHOX) her frekansta 10'dan daha faz olmalıdır. Bu iki nitelik de opasite varyasyonunun frekans ile yaklaşımını verir.

ATLAS'ta 25 durumu, frekans üzerine yapılan döngü işleminin sonudur. Bütün frekans integral işlemleri bu döngü bittiğinde belirlenir ve böylece ATLAS iterasyonu bitirebilir. İlk önce ABROSS ve TAUROS'u bulmak için ROSS'u çağırır. Daha sonra konvektif akıyı hesaplamak için CONVEC'i çağırır. CONVEC ilk önce $(\partial E/\partial T)_P$, $(\partial E/\partial P)_T$, $(\partial p/\partial T)_P$ ve $(\partial p/\partial P)_T$ türevlerini hesaplar ve buradan da C_V , C_P , v_{ses} , $(\partial \ln p/\partial \ln T)_P$, $(\partial \ln T/\partial \ln P)_S$ ve $d \ln T / d \ln P$ değerlerini bulur. Son olarak da konvektif hız ve akıyı hesaplar.

ATLAS radyasyon basıncını hesaplaması için RADIAP'ı çağırır. Daha sonra ATLAS, sıcaklık düzeltmelerini yapması için TCORR'u çağırır. 30 durumunda sonra akı düzeltmesini, 40'dan sonra Λ düzeltmesini ve 43'den sonra da yüzey düzeltmeleri yapılır. Toplam düzeltme işlemleri 50. durumdan sonra biter.

TCORR'dan sonra, eğer istatikselsel denge yapılacaksa STATEQ'yu çağırır. STATEQ ilk önce H için çarpışma oranlarını hesaplar ve bu bulduğu sonucu da $b(H^-)$ 'yi bulmak için daha önce hesaplanmış radyatif oranlarla birleştirir. Daha sonra STATEQ aynı işlemi hidrojen için yapar.

Daha sonra ATLAS heigh, vturb ve pturb'ü bulmak için HIGH ve TURB'u çağırır. Her iterasyonun sonunda ATLAS, her iterasyonun sonucunu çıkarması için PUTOUT'u çağırır. Model üstündeki iterasyon işlemi NUMITS'e kadar devam eder. Model tamamladıktan sonra ATLAS, daha fazla talimat için READIN'i çağırır. Eğer READIN, END'i bulursa EXIT'ı çağırır.

3.2.1.2. Model oluşturmada kullanılan alt rutinler(alt-işlevler):

PUTOUT: Çıktı verisi.

JOSH: Kaynak fonksiyonunu belirler.

DUMMYR: READIN'i değiştirmeden veri eklenmesini sağlar.

NUMITS: İterasyon sayısını belirler.

TCORR: Sıcaklık düzeltmesi.

STATEQ: İstatiksel denge denklemi.

ROSS: Rossland opasitesi ve optik derinlik.

RADIAP: Radyasyon basıncı.

DERIV: Türevler. Sonuçta bir kesme olmaması için bir yuvarlama faktörü eklenir.

INTEG: İntegraller. PARCOE'yi kullanır.

PARCOE: Parabolik interpolasyon katsayısı.

MAP1: Parabolik interpolasyon. (Tek seferde bir vektörü işaretler). PARCOE ile aynı formülü kullanır ancak daha hızlıdır. JOSH'taki gibi, tersine interpolasyon için gerekli olan sayıya göre ayarlanır.

SOLVIT: Gauss-Jordan eliminasyonu kullanarak lineer denklemleri çözer.

EXPI: Eksponansiyel integral.

beşinci sütun, Rosseland opaklığını; altıncı sütun, ışınım soğrulmasından kaynaklanan ivmeyi; yedinci sütun, mikrotürbülans hızını; sekizinci sütun, konveksiyonla taşınan akıyı; dokuzuncu sütun, konveksiyon hızını ve son olarak onuncu sütun da ses hızını belirtir.

3.2.2. WIDTH9

WIDTH, R. L. Kurucz tarafından yıldız bolluklarının hesaplanması için yazılan bir Fortran kodudur. WIDTH, ana program olarak kendisi, kendisine bağlı birtakım alt rutinler (LINCEN, WID, COG, AVERAG, VOIGT ve PLOTIT) ve ATLAS koduna bağlı olan bir takım alt rutinler içerir.

WIDTH'in kendi kodu yıllar boyunca pek değişmemiştir. ATLAS kodunun geliştirilmesi ile beraber içerdiği ATLAS alt rutinlerin geliştirilmesiyle WIDTH9 da günümüzdeki halini aldı.

WIDTH, yıldız spektrumunda bulunan bir iyon için ölçülen eşdeğer genişliği kullanarak bu iyonun yıldızdaki bolluğunu hesaplar. Bunu yaparken WIDTH:

1. Her çizgi için, varsayılan atomik veriyi ve ölçülen eşdeğer genişliği alır.
2. Yıldız için seçilen atmosfer modelini alır.
3. Modeldeki bolluğu kullanır ve tekrar hesaplar.
4. Seçilen atmosfer modelindeki çizginin bolluğunu alır, seçilen atmosferdeki çizgi transferini hesaplar ve çizgi eşdeğer genişliğini türetir.
5. Bu eşdeğer genişliği, ölçülen ile karşılaştırır ve iki eşdeğer genişlik eşleşinceye kadar varsayılan bolluğu defalarca değiştirir.
6. Her bir çizgi için bu işleme devam eder.
7. İşlem sonucunda bolluk hesabında kullanılan çizgilerin yer aldığı üç tane grafik ortaya koyar. Bunlar bolluk-uyartılma potansiyeli, bolluk-eşdeğer genişlik ve bolluk-atmosferdeki yükseklik.

Şekil 3.3'te HD54371 yıldızının WIDTH9 girdi dosyası verilmiştir.

```

VTUR
  1 1.30 1.55 2.05
AVER
LINE      4.22  541.7037   HD 54371
  541.7037 -1.680  2.0   54066.769  3.0   35611.623   26.00(4F)4d f3D(4F)4p z5G
  541.7037  0  8.24 -4.86 -7.70FMW  0 0  0  0.000  0  0.000
LINE      3.40  547.0093   HD 54371
  547.0093 -1.810  1.0   54132.547  2.0   35856.400   26.00(4F)4d h5D(4F)4p z5G
  547.0093  0  8.27 -4.95 -7.70FMW  0 0  0  0.000  0  0.000
LINE      5.09  552.2446   HD 54371
  552.2446 -1.550  2.0   52049.820  2.0   33946.931   26.00s4D)5s g5D5Dsp3P z3P
  552.2446  0  7.93 -5.87 -7.59FMW  0 0  0  0.000  0  0.000
LINE      6.74  552.5544   HD 54371
  552.5544 -1.330  1.0   52214.342  0.0   34121.601   26.00s4D)5s g5D(4F)4p y5D
  552.5544  0  8.38 -5.89 -7.59FMW  0 0  0  0.000  0  0.000
LINE      2.78  553.9280   HD 54371
  553.9280 -2.660  3.0   29371.810  2.0   47419.684   26.004s2 b3D   3Psp3P 1D
  553.9280  0  7.56 -6.19 -7.84FMW  0 0  0  0.000  0  0.000
LINE      6.94  554.3936   HD 54371
  554.3936 -1.140  2.0   52049.820  1.0   34017.101   26.00s4D)5s g5D(4F)4p y5D
  554.3936  0  8.38 -5.87 -7.59FMW  0 0  0  0.000  0  0.000
LINE      6.17  554.6506   HD 54371
  554.6506 -1.310  5.0   53281.685  4.0   35257.322   26.00(4F)4d f5G(4F)4p z5G
  554.6506  0  8.25 -5.40 -7.70FMW  0 0  0  0.000  0  0.000
LINE      5.88  556.0212   HD 54371
  556.0212 -1.190  3.0   53747.496  4.0   35767.562   26.00(4F)4d f3D(4F)4p z3G
  556.0212  0  8.21 -4.50 -7.70FMW  0 0  0  0.000  0  0.000
LINE      6.19  561.8632   HD 54371
  561.8632 -1.380  2.0   51739.917  2.0   33946.931   26.00s4D)5s e3D5Dsp3P z3P
  561.8632  0  8.03 -5.48 -7.61FMW  0 0  0  0.000  0  0.000
LINE      3.07  565.2318   HD 54371
  565.2318 -1.950  2.0   52049.820  1.0   34362.871   26.00s4D)5s g5D5Dsp3P z3P
  565.2318  0  7.92 -5.87 -7.59FMW  0 0  0  0.000  0  0.000
LINE      2.83  566.1345   HD 54371
  566.1345 -2.020  1.0   52214.342  0.0   34555.595   26.00s4D)5s g5D5Dsp3P z3P
  566.1345  0  7.92 -5.89 -7.59FMW  0 0  0  0.000  0  0.000
LINE      7.04  567.9024   HD 54371
  567.9024 -0.920  3.0   55124.934  2.0   37521.158   26.00(4F)4d f3F(4F)4p y3F
  567.9024  0  8.13 -5.23 -7.67FMW  0 0  0  0.000  0  0.000
AVER
END
TEFF  5488. GRAVITY 4.36500 LTE
TITLE HD54371 model 1
  OPACITY IFOP 1 1 1 1 1 1 1 1 1 1 1 1 1 1 0 1 0 0 0 0 0
  CONVECTION ON  1.25 TURBULENCE OFF  0.00  0.00  0.00  0.00
ABUNDANCE SCALE  1.00000 ABUNDANCE CHANGE 1 0.92040 2 0.07834
ABUNDANCE CHANGE  3 -10.94  4 -10.64  5  -9.49  6  -3.52  7  -4.12  8  -3.21
ABUNDANCE CHANGE  9  -7.48 10  -3.96 11  -5.71 12  -4.46 13  -5.57 14  -4.49

```

Şekil 3.3. HD54371'in WIDTH9 girdisi

İlk ve ikinci satırda mikrotürbülans hızının değerleri verilmiştir. İkinci satırın başındaki rakam bolluk hesabının hangi mikrotürbülans hızları ile bolluk hesaplanacağını belirtir.

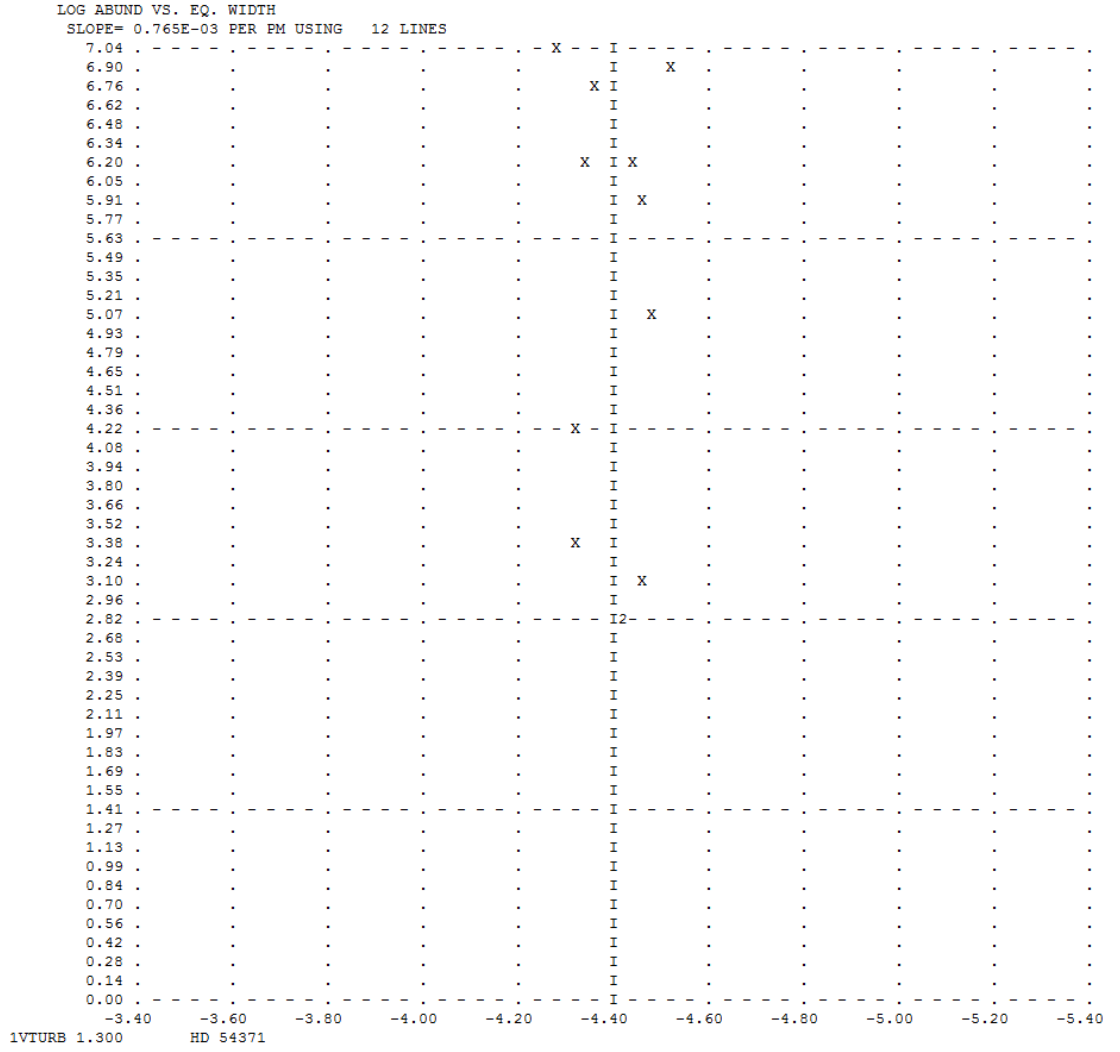
Dördüncü satır ile çizgilerin bilgileri vermeye başlanır. Dördüncü satırın ikinci sütununda çizgiye ait ölçülen eşdeğer genişlik değeri piko metre cinsinden

belirtilmektedir. Üçüncü sütunda çizginin dalgaboyu nanometre cinsinden yazılır ve satırdaki son sütun da ise yıldızın ismi verilmektedir.

Beşinci satırın ilk sütunu çizginin dalgaboyunu nanometre cinsinden tekrar yazılır. İkinci sütun, çizginin log gf değerini gösterir. Üçüncü ve dördüncü sütun ile beşinci ve altıncı sütunlar geçiş orbitallerini ve enerjilerini belirtir. Yedinci sütun, çizginin atom numarasını ve sekizinci sütun da orbitali tanımlar.

Her çizgi için değerler girildikten sonra da yıldızın atmosfer modeli yazılır ve girdi dosyası böylece tamamlanmış olur.

Çıktı dosyasında her mikrotürbülans hız değeri için ayrı bolluk değerleri hesaplanır ve üç tane önemli grafik içerir. Bunlar; bolluk değerine karşılık gelen uyartılma potansiyel değerleri; bolluk değerine karşı gelen eşdeğer genişlikler ve bolluk değerine karşılık gelen atmosferik yükseklik. Şekil 3.4'te HD54371 yıldızına ait WIDTH9 çıktı dosyasının bir kısmı verilmektedir.



Şekil 3.4. HD54371 yıldızının WIDTH9 çıktısı

Şekil 3.4'den ölçülen her bir çizgi için hesaplanan bolluk değeri görülebilir. Her ne kadar bu şekil basit gözükse de işlevini gayet tutarlı ve doğru bir şekilde gerçekleştirir.

3.2.3. SYNTHE

SYNTHE, Robert L. Kurucz'un FORTRAN kodunda yazdığı sentetik spektrum elde etme programıdır. SYNTHE, aslında tek bir program değildir. Sentetik spektrumu üretmek için farklı programların bir takım gibi çalışmasını sağlar. Bunu yapmak için SYNTHE aşağıda sıralan üç adımı içerir.

1. Atmosfer modelini seçer ki; bu modelde kimyasal bollukların listelenmiş olması lazımdır.
2. Hesaplamalara dâhil edilmek istenen atomik ve moleküler geçişlerin listesi ki; bu çizgiler sentetik spektrumda görülmek istenilen çizgilerdir.
3. Hesaplamaların değişkenleri içermesi: Örneğin, sentezlenmek istenen dalga boyu aralığı.

SYNTHE önceden hesaplanmış olan atmosfer yapısını modelden alır ve WIDTH yaptığına benzer bir şekilde, modelde bulunmayan iyonların uyartılma ve iyonizasyon popülasyonunu tekrar hesaplar. Genelde sentez işleminde gözlenmiş bolluklar kullanıldığından bu durum bazı uç örneklerde Güneş'e oranlı bollukların kullanıldığı modellerde sorunlar ortaya çıkabilir. Bu gibi durumlarda ATLAS12 veya MARCS tarafından üretilen opasite örnekleme modeli kullanılma gerekliliği ortaya çıkar.

Hesaplamalar sonucunda 4 tane önemli dosya ortaya çıkar. Bunlardan ilk ikisi genişlenmiş ve genişlememiş olan sentetik spektrumların yer aldığı .ASC dosyalarıdır ve diğerleri de çizgi listelerini içeren .DAT dosyalarıdır. Çıkan çizgi listeleri, ATLAS'ın kendi çizgi listelerinden farklı değildir.

Şekil 3.5'de HD54371 yıldızı için SYNTHE ile yapılan sentetik spektrumunun bir kısmı görülmektedir.

| | | | |
|-----------|----------------|----------------|----------|
| 5410.9043 | 0.18257315E-05 | 0.54094857E-05 | 0.337506 |
| 5410.9133 | 0.18093606E-05 | 0.54094958E-05 | 0.334479 |
| 5410.9224 | 0.18259535E-05 | 0.54095057E-05 | 0.337545 |
| 5410.9314 | 0.18752665E-05 | 0.54095157E-05 | 0.346661 |
| 5410.9404 | 0.19565252E-05 | 0.54095257E-05 | 0.361681 |
| 5410.9494 | 0.20683558E-05 | 0.54095357E-05 | 0.382354 |
| 5410.9584 | 0.22087031E-05 | 0.54095456E-05 | 0.408297 |
| 5410.9674 | 0.23747496E-05 | 0.54095555E-05 | 0.438992 |
| 5410.9765 | 0.25628822E-05 | 0.54095655E-05 | 0.473769 |
| 5410.9855 | 0.27687256E-05 | 0.54095755E-05 | 0.511819 |
| 5410.9945 | 0.29872588E-05 | 0.54095854E-05 | 0.552216 |
| 5411.0035 | 0.32130188E-05 | 0.54095955E-05 | 0.593948 |
| 5411.0125 | 0.34403754E-05 | 0.54096053E-05 | 0.635975 |
| 5411.0216 | 0.36638448E-05 | 0.54096152E-05 | 0.677284 |
| 5411.0306 | 0.38784065E-05 | 0.54096253E-05 | 0.716945 |
| 5411.0396 | 0.40797840E-05 | 0.54096353E-05 | 0.754170 |
| 5411.0486 | 0.42646516E-05 | 0.54096452E-05 | 0.788342 |
| 5411.0576 | 0.44307462E-05 | 0.54096551E-05 | 0.819044 |
| 5411.0666 | 0.45768998E-05 | 0.54096651E-05 | 0.846060 |
| 5411.0757 | 0.47029330E-05 | 0.54096751E-05 | 0.869356 |
| 5411.0847 | 0.48095403E-05 | 0.54096851E-05 | 0.889061 |
| 5411.0937 | 0.48980614E-05 | 0.54096951E-05 | 0.905423 |
| 5411.1027 | 0.49702981E-05 | 0.54097050E-05 | 0.918774 |
| 5411.1117 | 0.50282983E-05 | 0.54097150E-05 | 0.929494 |
| 5411.1208 | 0.50741869E-05 | 0.54097249E-05 | 0.937975 |

Şekil 3.5. HD54731 yıldızının SYNTHES spektrum örneği

Şekil 3.5’de ilk sütun, Angstrom cinsinden dalgaboyunu; ikinci sütun, o çizgi için gerçek akıyı; üçüncü sütun, o çizgi için devamlı(continuum) akıyı; dördüncü sütun da o çizgi için geçerli şiddeti verir. Dördüncü sütundaki değer, üçüncü sütundaki değerini ikinci sütundaki değere bölünmesi ile elde edilir.

3.2.4. SPECTRUM

SPECTRUM, Appalachian Devlet Üniversitesi’nde görevli Richard O. Gray tarafından astronomide eğitim ve araştırma için kullanılmak üzere yazılan bir sentetik spektrum elde etme programıdır. SPECTRUM, “C” program dili ile yazılmış ve çoğu Linux/Unix dağıtımı ve bazı Windows sürümlerinde çalışabilmektedir. SPECTRUM hesaplamalarını LTE varsayımına göre yapar ve her ne kadar ATLAS modelleri ile çalışmak üzere yazılmışsa da uygun formatlı her türlü düzlem-paralel atmosfer modelleri ile çalışabilmektedir. SPECTRUM, spektrum sınıfı olarak B yıldızlarından orta M yıldızlarına ve 4500 °K– 20000 °K sıcaklık aralığındaki bütün yıldızların spektrumlarının hesaplanmasında kullanılabilir. SPECTRUM, temel kullanımında yıldız diski boyunca normalize edilmiş spektrumunu

hesaplasa da uygun parametreler girilerek yıldız atmosferinden mutlak monokromatik akıyı veya yıldız yüzeyinde bulunan herhangi bir noktadaki belirli bir yoğunluğu hesaplayabilir. SPECTRUM, doğal bütün atomları ve onlarla beraber toplam 308 izotopunu hesaplayabilir. Ayrıca bazı iki atomlu molekülleri de hesaplayabilir. Bunlar; H₂, CH, NH, OH, MgH, SiH, CaH, SiO, C₂, CN, CO, ZrO ve TiO.

3.2.4.1. Spektrumun hesaplanması

SPECTRUM, spektrumu hesaplamadan önce bazı ön hesaplamalar yapar. SPECTRUM, atmosfer modeli olarak Kurucz modellerine benzer yıldız atmosfer modelleri kullanır. Ancak bu modellerde sadece üç kolonu dikkate alır. Bunlar; kitle derinliği, sıcaklık ve gaz basıncı. SPECTRUM daha sonra kendisi için elektron sayı yoğunluğunu ve bazı önemli atom ve moleküllerin sayı yoğunluklarını hesaplar. Bu ön incelemelerde sayı yoğunluklarını belirlemek için 7 tane doğrusal olmayan denge denkleminin bir sistemini çözer. Bu denklemlerin içeriği, yıldızın etkin sıcaklığına bağlı olarak değişir. Örneğin, etkin sıcaklığı 8500 °K'den büyük yıldızlar için H₂ dışında hiçbir molekül hesaplanmaz. Hesaplanması gerek 7 tane denge denkleminin çeşitleri şunlardır.

1. Nötr ve iyonize hidrojen, H⁻, H₂, H₂⁺ ve 8500 °K'den küçük değerler için H₂O, CH, NH ve OH;
2. Helyum ve helyumun iki iyonu;
3. Karbon ve karbonun dört iyonu, ayrıca CH, CN, CO ve C₂ molekülleri;
4. Nitrojen ve nitrojenin dört iyonu, ayrıca CN, NH, NO ve N₂;
5. Oksijen ve oksijenin dört iyonu, ayrıca CO, NO, OH ve O₂;
6. H, He, C, N, O'nun iyonlarının katkıları, ayrıca Na, Mg, Al, Si, S, K ve Fe'in de işleme dâhil edilerek yük denge denklemi;
7. Yıldız atmosferinden okunan P_g/kT değeri ile uyumlu olacak şekilde hesaplanan toplam sayı yoğunluğu (buna diğer denklemler de dâhil edilir.).

Bu denklem sistemi atmosferin her seviyesinde iterasyonla çözülür. Elektron sayı yoğunlukları, atmosfer modellerinin %1'lik dilimleri içerisinde türetilir. Yakınsama çabuktur ve farklı atom ve moleküllerin bollukları, her bir atmosfer seviyesine özel

saklanır. SPECTRUM bundan sonra referans opasitelerini ve optik derinliğini atmosfer içindeki her seviyede hesaplanmasına geçer.

Bu ön hesaplamalar bittikten sonra SPECTRUM sentetik spektrumun hesaplanmasına başlar. SPECTRUM temel olarak spektrumu 20 Å'luk bölümler halinde hesaplar. Her 20 Å'luk bölüm için, SPECTRUM ilk önce bölümlerin iki ucunda da devamlı opaklığı ve öncül devamlı akıyı hesaplar. Arada kalan noktadaki devamlı opaklık ve devamlı akı interpolasyon yöntemiyle elde edilir. Bundan sonra SPECTRUM her spektrum noktasındaki çizgi opaklığını hesaplamaya başlar. Sonraki aşamada SPECTRUM her spektrum noktasında hangi spektral çizgilerin, çizgi opaklığının hesaplamasına dâhil edileceğine karar vermek zorundadır. Bunu yapmak için SPECTRUM çizgilerin iki tane listesini oluşturur. İlk liste, o anki spektrum noktasının 20 Å'luk(optik dalga boyu için 10 Å) kısmında bulunan çizgi listesindeki bütün spektral çizgileri içerir. Bütün bu listedeki çizgiler için SPECTRUM çizginin derinliğinin, çizginin merkezinden 0,0001 birim altına düştüğü yere dayanarak bir "hesaplama çapı" tayin eder. Eğer spektrum noktasında olan bir çizginin hesaplama çapı o anda hesaplanıyorsa bu listedeki o çizgi, ikinci listeye geçer. İkinci listedeki çizgiler, o noktadaki çizgi opaklığına katkı yapan çizgileri kapsar. SPECTRUM bütün hesaplama çapını bitirdiğinde o belirli çizgi listedenden de çıkarılır. İkinci listedeki her bir çizgi için, o iyonun bolluğu ve o belirli geçiş seviye sayısı, Saha ve Boltzmann denklemleri ile hesaplanır. Daha sonra genişleme katsayısı hesaplanır. Genişleme hesaplama mekanizmasına doğal, van der Waals ve ikinci dereceden Stark genişlemesi dâhildir. O noktadaki çizgi opaklığı (atmosferdeki her seviye için) Voigt fonksiyonu kullanılarak hesaplanır. Hesaplanan çizgi opaklığı, çizgi optik derinliği, devamlı opaklık ve devamlı optik derinlik bir "çizgi katkısı" hesabına eklenir ve o spektral noktadaki normalize olmuş artık yoğunluğun hesaplanmasına öncülük eder. SPECTRUM, varsayılan modunda diskle bütünleşik spektrumu hesaplar. Bu hesaplanan nitelik, dalgaboyu ile birlikte çıktı dosyasına yazılır. Bu çıktı, SPECTRUM'un farklı etiketleriyle değiştirilebilir.

SPECTRUM'un çıktı dosyası oldukça temeldir. Şekil 3.6'da HD54371 yıldızı için SPECTRUM ile yapılan sentetik spektrumun bir bölümü gözükmetedir.

| | |
|----------|----------|
| 5418.260 | 0.994479 |
| 5418.280 | 0.994527 |
| 5418.300 | 0.994764 |
| 5418.320 | 0.995142 |
| 5418.340 | 0.995269 |
| 5418.360 | 0.995250 |
| 5418.380 | 0.995144 |
| 5418.400 | 0.995334 |
| 5418.420 | 0.995091 |
| 5418.440 | 0.994031 |
| 5418.460 | 0.993505 |
| 5418.480 | 0.994178 |
| 5418.500 | 0.994494 |
| 5418.520 | 0.993708 |
| 5418.540 | 0.992346 |
| 5418.560 | 0.990315 |
| 5418.580 | 0.986826 |
| 5418.600 | 0.981569 |
| 5418.620 | 0.975681 |
| 5418.640 | 0.971635 |
| 5418.660 | 0.968061 |
| 5418.680 | 0.933714 |
| 5418.700 | 0.745489 |
| 5418.720 | 0.483513 |
| 5418.740 | 0.376667 |
| 5418.760 | 0.372679 |
| 5418.780 | 0.466846 |
| 5418.800 | 0.722776 |
| 5418.820 | 0.938522 |
| 5418.840 | 0.984935 |
| 5418.860 | 0.988358 |
| 5418.880 | 0.985204 |
| 5418.900 | 0.978936 |
| 5418.920 | 0.974626 |

Şekil 3.6. HD54371 için SPECTRUM ile yapılan sentetik spektrum

Şekil 3.6’da ilk sütun Angstrom cinsinden dalgaboyunu, ikinci sütun da normalize edilmiş çizgi şiddetini göstermektedir.

3.4.5. ABUNDANCE

ABUNDANCE, eşdeğer genişliklerden element bolluğu hesaplamaya yarayan SPECTRUM’un yardımcı programlarından biridir. Bunu yaparken üç veriye ihtiyaç duyar; yıldız atmosfer modeli, atom ve moleküllerin olduğu bir veri dosyası ve eşdeğer genişliklerin olduğu bir çizgi listesi. Şekil 3.7’de HD54371 için Abundance ile bolluk hesaplanmasında kullanılması üzere hazırlanan çizgi dosyası gözükmektedir.

| | | | | | | | | |
|----------|------|-------|-------|--------|-------|----|------|------------------|
| 5417.039 | 26.0 | 35612 | 54067 | -1.680 | 1.000 | 12 | 42.2 | NIST |
| 5470.092 | 26.0 | 35856 | 54133 | -1.792 | 1.000 | 12 | 34.1 | NIST |
| 5522.447 | 26.0 | 33947 | 52050 | -1.561 | 1.000 | 10 | 50.9 | NIST |
| 5525.539 | 26.0 | 34122 | 52214 | -1.331 | 1.000 | 99 | 67.4 | KFE _m |
| 5539.284 | 26.0 | 29372 | 47420 | -2.660 | 1.000 | 01 | 27.9 | NIST |
| 5543.937 | 26.0 | 34017 | 52050 | -0.917 | 1.000 | 99 | 69.4 | KFE |
| 5546.500 | 26.0 | 35257 | 53282 | -1.308 | 1.000 | 12 | 61.7 | NIST |
| 5560.207 | 26.0 | 35768 | 53748 | -1.188 | 1.000 | 12 | 58.8 | NIST |
| 5618.631 | 26.0 | 33947 | 51740 | -1.150 | 1.000 | 99 | 61.9 | KFE |
| 5652.320 | 26.0 | 34363 | 52050 | -1.704 | 1.000 | 99 | 30.7 | KFE |
| 5661.348 | 26.0 | 34556 | 52214 | -2.044 | 1.000 | 99 | 28.3 | KFE |
| 5679.025 | 26.0 | 37521 | 55125 | -0.927 | 1.000 | 99 | 70.4 | KFE |

Şekil 3.7. HD54371'in çizgi listesi

Şekil 3.7'de ilk sütun Angstrom cinsinden dalga boyunu; ikinci sütun, atom numarasını; üçüncü sütun, cm^{-1} cinsinden aşağı orbital enerjisini; dördüncü sütun, üst orbital enerjini; beşinci sütun, $\log(gf)$ değerini; altıncı sütun, fudge faktörünü; yedinci sütun, proses tipini; sekizinci sütun, $\text{m}\text{\AA}$ cinsinden eşdeğer genişlikleri ve son sütun da çizginin kaynağını gösterir. NIST olanlar, National Institute of Standards and Technology'den; K ile başlayanlar ise Kurucz'un çizgi listesinden alındıklarını belirtir.

Çıktı dosyası şekil 3.8.'de verilmiştir.

| | | | | | |
|----------|------|------|--------|-------|--------|
| 5417.039 | 26.0 | 1.30 | -4.379 | 7.662 | 0.161 |
| 5470.092 | 26.0 | 1.30 | -4.388 | 7.653 | 0.152 |
| 5522.447 | 26.0 | 1.30 | -4.493 | 7.548 | 0.047 |
| 5525.539 | 26.0 | 1.30 | -4.388 | 7.652 | 0.152 |
| 5539.284 | 26.0 | 1.30 | -4.444 | 7.596 | 0.096 |
| 5543.937 | 26.0 | 1.30 | -4.778 | 7.262 | -0.238 |
| 5546.500 | 26.0 | 1.30 | -4.468 | 7.573 | 0.072 |
| 5560.207 | 26.0 | 1.30 | -4.578 | 7.462 | -0.038 |
| 5618.631 | 26.0 | 1.30 | -4.696 | 7.345 | -0.156 |
| 5652.320 | 26.0 | 1.30 | -4.705 | 7.335 | -0.165 |
| 5661.348 | 26.0 | 1.30 | -4.396 | 7.645 | 0.144 |
| 5679.025 | 26.0 | 1.30 | -4.354 | 7.686 | 0.186 |

Şekil 3.8. HD54371 yıldızının ABUNDANCE çıktı dosyası

Şekil 3.8'de ilk sütun, Angstrom cinsinden dalgaboyunu; ikinci sütun, atom numarasını; üçüncü sütun, mikrotürbülans hızını; dördüncü sütun, orijinal bolluk değerini; beşinci sütun, hidrojenen çıkarılmış bolluk sonucu ve son sütun da Güneş'e oranlanmış bolluk sonucunu vermektedir. Literatürde yıldızların bolluk oranları Güneş'e göre verildiğinden bolluk sonucu olarak son satır kullanılabilir.

4. ARAŞTIRMA BULGULARI VE TARTIŞMA

4.1. Spektrumlar

4.1.1. Gözlemsel Spektrum

Yıldızlara ait gözlemsel spektrumlar, Fransa'daki Haute-Provence Gözlemevi'nde bulunan 1,93m'lik, yüksek çözünürlüklü(R=42000) teleskop sayesinde elde edilen ELODIE veri arşivinden alınmıştır. Alınan spektrumlar indirgenmiş haldedir ve sadece normalizasyonu yapılmamıştır. Gözlemsel spektruma ait bilgiler Çizelge 4.1.'de görülmektedir.

Çizelge 4.1. Gözlemsel spektrumlara ait bilgiler

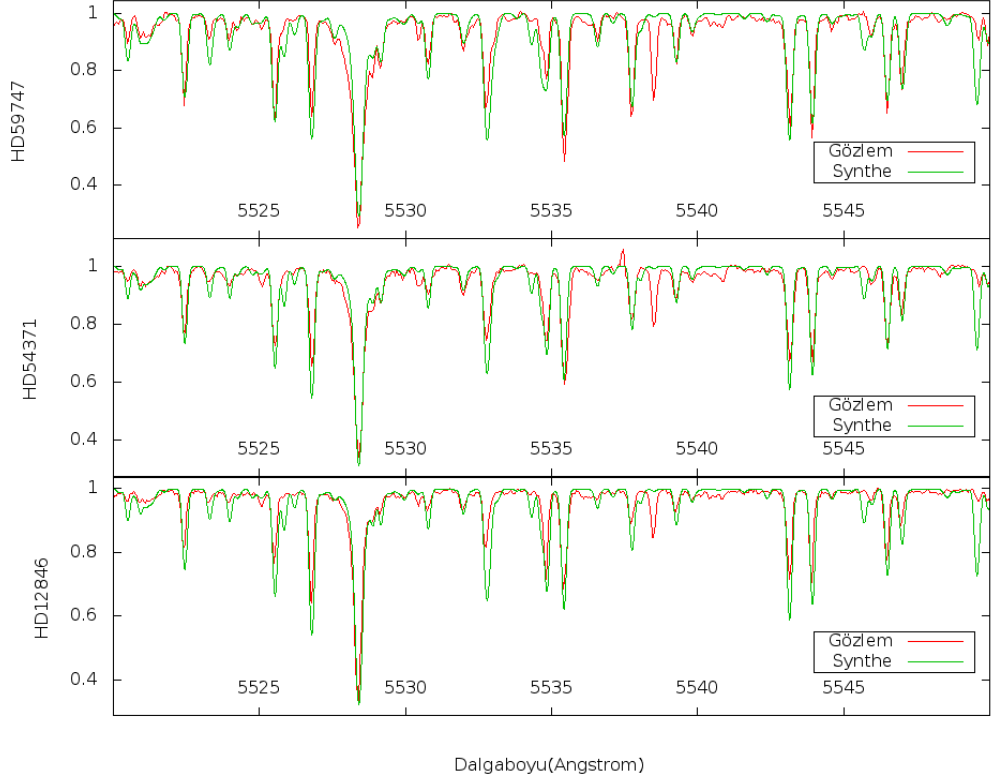
| HD | S/N | Gözlem Tarihi | Ayrırma Gücü | Spektrum Aralığı(Å) |
|-------|-------|---------------|--------------|---------------------|
| 12846 | 204,2 | 04/11/2003 | 42000 | 5000-6000 |
| 54371 | 135,7 | 15/03/2001 | 42000 | 5000-6000 |
| 59747 | 172,6 | 02/11/2003 | 42000 | 5000-6000 |

Burada S/N, sinyal/gürültü oranını; Spektrum aralığı da Angstrom (Å) cinsinden verilmiştir.

4.1.2. Sentetik Spektrumlar

Bu çalışmada kullanılan yıldızlara ait sentetik spektrumlar, yıldızlara ait oluşturulan yeni atmosfer modelleri yardımıyla SYNTHÉ ve SPECTRUM yazılımları kullanılarak elde edilmiştir. Hesaplanan sentetik spektrumlarda elde edilen spektrumun atmosfer boyunca bulunan ışınım transfer örneklemesini etkilememesi için çözünürlük olarak SYNTHÉ için 600000, SPECTRUM için 500000 seçilmiştir. Sentetik spektrum hesaplamalarında yıldızların dönme hızı işlemlere dâhil edilmemiştir.

Şekil 4.1'de SYNTHÉ ile elde edilen sentetik spektrumların, gözlemsel spektrumlar ile karşılaştırılması verilmiştir.



Şekil 4.1. Spektrumların karşılaştırılması

4.2. Çizgi Tanısı, Normalizasyon ve Eşdeğer Genişlikler

Hesaplamalarda kullanılmak üzere belirlenen Fe I çizgileri temel olarak Güneş spektrumunda bulunan 5000-6000 Å arasında bulunan çizgilerden elde edilmiştir. Bu çizgilerden saçılma yaratanlar çıkartılarak bolluk belirlemek için en uygun çizgiler seçilmiştir.

ELODIE arşivinden alınan gözlemsel spektrumların normalizasyon işlemi için IRAF(Image Reduction and Analysis Facility) programının “continuum” taskı kullanılmıştır. SYNTHES ve SPECTRUM programları ile elde edilen sentetik spektrumların normalizasyonu hazır halde elde edilmektedir. Bu çalışmada kullanılan Fe I çizgileri ve bu çizgilerden hesaplanan eşdeğer genişlikler, Çizelge 4.2.’de verilmiştir. Spektrumlardaki çizgi şekilleri farklı olsa da ölçülen eşdeğer genişlikler birbirlerine yakın değerlerde çıkmıştır

| Çizgiler | Element | Gözlemsel | | | Sentetik Broadened | | | Sentetik Unbroadened | | | SPECTRUM | | |
|----------|---------|-----------|---------|---------|--------------------|---------|---------|----------------------|---------|---------|----------|---------|---------|
| | | HD12846 | HD54371 | HD59747 | HD12846 | HD54371 | HD59747 | HD12846 | HD54371 | HD59747 | HD12846 | HD54371 | HD59747 |
| 5417,037 | Fe I | 25,97 | 42,2 | 50,43 | 35,1 | 37,45 | 50,14 | 32,83 | 35,87 | 48,58 | 37,06 | 37,15 | 46,01 |
| 5470,093 | Fe I | 18,41 | 34,07 | 40,95 | 25,04 | 26,62 | 37,63 | 24,69 | 26,66 | 36,93 | 25,17 | 26,69 | 35,45 |
| 5522,446 | Fe I | 35,3 | 50,9 | 59,21 | 51,82 | 54,38 | 69,05 | 53,19 | 56,3 | 71,82 | 47,36 | 49,21 | 58,52 |
| 5525,544 | Fe I | 48,21 | 67,39 | 73,88 | 71,89 | 75,51 | 92,12 | 75,07 | 71,31 | 86,43 | 60,43 | 60,62 | 69,16 |
| 5539,28 | Fe I | 15,24 | 27,85 | 32,73 | 23,18 | 25,74 | 39,88 | 23,62 | 24,94 | 41,07 | 24,39 | 26,64 | 37,36 |
| 5543,936 | Fe I | 53,29 | 69,44 | 80,82 | 76,84 | 79,91 | 93,43 | 80,03 | 83,3 | 97,62 | 79,26 | 80,28 | 86,81 |
| 5546,506 | Fe I | 43,41 | 61,7 | 68,88 | 56,34 | 59,12 | 71,65 | 58,43 | 61,45 | 75,29 | 53,5 | 55,1 | 63,95 |
| 5560,212 | Fe I | 43,92 | 58,81 | 64,13 | 60,28 | 62,7 | 74,94 | 62,24 | 65,09 | 78,7 | 56,12 | 57,29 | 66,35 |
| 5618,632 | Fe I | 43,85 | 61,89 | 68,27 | 63,56 | 66,73 | 82,51 | 65,02 | 68,31 | 83,63 | 68,89 | 70,41 | 78,8 |
| 5652,318 | Fe I | 19,41 | 30,66 | 38,57 | 27,05 | 28,93 | 40,7 | 26,88 | 29,31 | 41,33 | 37,07 | 38,84 | 48,68 |
| 5661,345 | Fe I | 16,6 | 28,33 | 35,65 | 24,4 | 26,76 | 37,31 | 23,8 | 25,52 | 36,56 | 21,86 | 23,28 | 31,93 |
| 5679,024 | Fe I | 52,14 | 70,39 | 80,35 | 64,97 | 68,03 | 79,02 | 65,81 | 68,67 | 81,98 | 56,96 | 60,32 | 64,32 |
| 5625,312 | Ni | 33,49 | 50,56 | 50,5 | 50,1 | 52,4 | 49,94 | 52,07 | 53,81 | 62,87 | 32,15 | 38,5 | 38,73 |
| 5637,115 | Ni | 26,54 | 48,72 | 46,03 | 26,01 | 28,45 | 45,4 | 25,27 | 53,56 | 43,42 | 35,23 | 50,78 | 54,02 |
| 5682,198 | Ni | 44,73 | 68,31 | 63,03 | 63,99 | 65,74 | 73,22 | 65,86 | 68,04 | 45,62 | 55,43 | 60,12 | 60,19 |
| 5662,151 | Ti | 21,1 | 34,15 | 43 | 39,79 | 44 | 78,17 | 38,08 | 43,3 | 76,04 | 32,44 | 36,34 | 60,78 |
| 5679,916 | Ti | 8,3 | 15,64 | 24,42 | 12,26 | 14 | 31,19 | 12,25 | 14,4 | 31,93 | 10,95 | 12,57 | 28,02 |

Çizelge 4.2. Bu çalışmada yıldızlara ait elde edilen eşdeğer genişlik değerleri (mÅ)

4.3. Atmosferik Parametreler

Yıldızların atmosfer modellerini oluşturmak için gerekli olan atmosferik parametreler renk indeksleri sayesinde fotometrik yollardan hesaplanmıştır. Çizelge 4.3’de bu çalışmada incelenen yıldızlara ait fotometrik bilgiler bulunmaktadır.

Çizelge 4.3. Yıldızlara ait fotometrik bilgiler

| HD | Tip | V | b-y | m_1 | c_1 | B-V | BC | Π |
|-------|-----|-------|-------|-------|-------|-------|--------|-------|
| 12846 | G2V | 6,897 | 0,409 | 0,202 | 0,292 | 0,662 | -0,21 | 43,91 |
| 54371 | G6V | 7,09 | 0,435 | 0,25 | 0,316 | 0,7 | -0,163 | 39,73 |
| 59747 | G5V | 6,197 | 0,517 | 0,403 | 0,284 | 0,851 | -0,3 | 50,6 |

HD, Henry-Draper yıldız katalogunu; Tip, yıldızın spektral tipini; V, görünen parlaklığı; b-y, Strömgen ubvy sistemindeki renk indeksini; m_1 , ışınım azaltılmasının bir ölçütünü; c_1 , Balmer süreksizliğinin bir ölçütü; B-V, UBV sistemindeki renk indeksini; BC, tüm ışınım düzeltilmesini ve π , paralaksı belirtir. HD54371 yıldızındaki BC değeri Mishenina vd. (2006)’dan alınmıştır. Diğer yıldızların BC değerleri, Allen’in “Astrofiziksel Nicelikler” (Cox, 1999) kitabında verdiği sıcaklıklara göre “tüm ışınım düzeltmeleri” çizelgesinden kalibrasyon yapılarak bulunmuştur.

4.3.1. Metalisite

Yıldızların atmosferik parametrelerinden biri olan metalisite, yıldız atmosfer modellemesinde büyük önem taşımaktadır. Etkin sıcaklık ve bolluk hesabı için gerekli olan başlangıç metalizite değeri, Schuster ve Nissen (1989)’nin kalibrasyonları kullanılarak, Strömgen m_1 indeksinden hesaplanmıştır.

$$[\text{Fe}/\text{H}] = -2,0965 + 22,45 * m_1 - 53,8 * m_1^2 - 62,04 * m_1 * (b - y) + 145,5 * m_1^2 * (b - y) + (85,1 * m_1 - 13,8 * c_1 - 137,2 * m_1^2 * c_1) \quad (4.1)$$

Bu çalışmada bu kalibrasyonlar kullanılarak yıldızlara ait bir başlangıç metalisite değerleri hesaplanmıştır, bu değerler Çizelge 4.3.’de görülmektedir.

Çizelge 4.3. Yıldızlara ait başlangıç metalisite değerleri

| HD | [Fe/H] dex |
|-------|------------|
| 12846 | -0,25 |
| 54371 | 0 |
| 59373 | 0,20 |

4.3.2. Etkin sıcaklıklar

Atmosfer modellerini oluşturmak için gereken parametrelerden birisi olan etkin sıcaklık değerleri Alonso vd (1996)'nin sıcaklık kalibrasyonu kullanılarak elde edilmiştir. Bu çalışmada elde edilen değerler ile literatürde bulunan bazı çalışmalardaki değerlerin karşılaştırılması Çizelge 4.4'de görülmektedir.

$$T_{eff} = \frac{5040}{\theta_{eff}} \quad (4.2)$$

$$\theta_{eff} = 0,541 + 0,533 * (B - V) + 0,007 * (B - V)^2 - 0,019 * (B - V) * [Fe/H] - 0,047 * [Fe/H] - 0,011 * \left[\frac{Fe}{H} \right]^2 \quad (4.3)$$

Çizelge 4.4. Yıldızlara ait etkin sıcaklık değerleri ve literatür ile karşılaştırması(°K)

| | HD12846 | HD54371 | HD59747 |
|-----------------------|---------|---------|---------|
| Bu çalışma | 5594 | 5488 | 5005 |
| Mishenina vd. (2013) | 5766 | 5670 | 5126 |
| McDonald vd. (2012) | 5700 | | 5100 |
| Da Silva vd. (2011) | 5632 | | 5023 |
| Casagrande vd. (2011) | 5741 | 5590 | 5065 |
| Petigura vd. (2011) | 5626 | | |
| Kovtyukh vd. (2004) | 5751 | 5666 | 5137 |

Çizelge 4.4'den görüldüğü üzere, bu çalışmada elde edilen etkin sıcaklar literatürde bulunan çalışmalarla uyumludur.

4.3.3. Yüzey çekim ivmeleri

Bu çalışmada yıldızlara ait yüzey çekim ivmeleri Hipparcos paralakslarından BC ve M_{bol} değerlerinden kullanılarak aşağıdaki denklemlerden hesaplanmıştır.

$$M_{bol} = V + BC + 5 \log \pi + 5 \quad (4.4)$$

$$\log \frac{g}{g_{\odot}} = \log \frac{M}{M_{\odot}} + 4 \log \frac{T_{eff}}{T_{eff\odot}} + 0,4(M_{bol} - M_{bol\odot}) \quad (4.5)$$

Bu denklemlerde g , yıldızın yüzey çekim ivmesini; g_{\odot} , Güneş'in yüzey çekim ivmesini; M , yıldızın kütesini; M_{\odot} , Güneş'in yüzey çekim ivmesini; T_{eff} , yıldızın etkin sıcaklığını; $T_{eff\odot}$, Güneş'in etkin sıcaklığını; M_{bol} , yıldızın tümşınım parlaklığını; $M_{bol\odot}$, Güneş'in tümşınım parlaklığını belirtmektedir.

Yıldızlara ait kütle değerleri, Girardi vd. (2000)'nin evrim yollarından hesaplanmıştır. Bu çalışmada elde edilen değerler ile literatürde bulunan bazı çalışmalardaki değerlerin logaritmik olarak karşılaştırılması Çizelge 4.5.'de görülmektedir.

Çizelge 4.5. Yıldızların yüzey çekim ivme değerleri ve literatür ile karşılaştırması

| | HD12846 | HD54371 | HD59747 |
|-----------------------|---------|---------|---------|
| Bu çalışma | 4,321 | 4,365 | 3,900 |
| Mishenina vd. (2013) | 4,50 | 4,20 | 4,40 |
| Casagrande vd. (2011) | 4,51 | | 4,60 |
| Da Silva vd. (2011) | 4,26 | | 4,29 |
| Petigura vd. (2011) | 4,41 | | |
| Kovtyukh vd. (2004) | 4,50 | 4,30 | 4,20 |

Çizelge 4.5.'den görüldüğü üzere, bu çalışmada elde edilen yüzey çekim ivme değerleri literatürde bulunan çalışmalarla genellikle uyum içerisindedir. Yalnızca HD59747 için hesaplanan yüzey çekim ivmesi literatürdeki çalışmalara göre biraz düşük çıkmıştır.

4.3.4 Mikrotürbülans hızları

Bu çalışmada yıldızlara ait mikrotürbülans hızları Prieto vd. (2004)'nin mikrotürbülans bağıntısından elde edilmiştir. Bu çalışmada elde edilen mikrotürbülans hızları ile literatürde bulunan bazı çalışmaların karşılaştırılması km/s cinsinden Çizelge 4.6.'de verilmiştir.

Çizelge 4.6. Bu çalışmada elde edilen yıldızlara ait mikrotürbülans hızları.

| | HD12846 | HD54371 | HD59747 |
|----------------------|---------|---------|---------|
| Bu çalışma | 1,36 | 1,3 | 1,19 |
| Mishenina vd. (2008) | 1,2 | 1,2 | 1,1 |
| Takeda vd. (2007) | 0,94 | | |
| Kovtyukh vd. (2004) | 1 | 1,2 | 1,3 |

4.4. Model Atmosferler

Yıldızların model atmosferlerini oluşturmak için kullanılacak olan başlangıç grid modelleri Castelli ve Kurucz'un 2004'de yayınladığı grid modellerinden seçilmiştir.

Elde edilen atmosferik parametrelere bağlı olarak kullanılan grid modellerinin özellikleri Çizelge 4.7.'de görülmektedir.

Çizelge 4.7. Kullanılan atmosfer gridlerinin özellikleri

| HD | [Fe/H] | T _{eff} | log g | ξ | Grid model ismi |
|-------|--------|------------------|-------|---|-----------------|
| 12846 | 0 | 5500 | 4,500 | 2 | ap00k2odfnew |
| 54371 | 0 | 5500 | 4,500 | 2 | ap00k2odfnew |
| 59747 | 0 | 5000 | 4,000 | 2 | ap00k2odfnew |

Burada HD, yıldız isimlendirme biçimini; [Fe/H], dex cinsinden metalisite değerini; T_{eff}, Kelvin cinsinden sıcaklıkları; logg, yüzey çekim ivmesini ve ξ, km/s cinsinden mikrotürbülans hızını belirtmektedir.

Bu başlangıç grid modelleri, yıldızların hesaplanan sıcaklık ve yüzey çekim ivmelerine ATLAS9 tarafından iterasyonu yapılarak yıldızlara ait atmosfer modelleri hesaplanmıştır.

4.5. Bolluklar ([Fe/H])

Yıldızlara ait [Fe/H] değerleri WIDTH9 programı ile her yıldızda ait belirlenen mikrotürbülans değerleri kullanılarak hesaplanmıştır. Bu çalışmada elde edilen bolluk değerleri ve literatürdeki değerlerle karşılaştırılması Çizelge 4.8.'de görülmektedir.

Yıldızlara ait elde edilen bolluk değerleri ufak farklılıklar gösterse de hata payları dâhilinde literatürdeki değerlere yakın sonuçlar elde edilmiştir. HD12846'nın bolluk değerinin sentetik ve gözlemsel olarak bu kadar fark olmasının nedeninin gözlemsel spektrumdaki hatalardan kaynaklandığı düşünülmektedir

| | HD12846 | | | HD54371 | | | HD59747 | | |
|----------------------------|------------------|------------------|------------------|------------------|-----------------|------------------|------------------|------------------|------------------|
| | [Fe/H] | [Ni/H] | [Ti/H] | [Fe/H] | [Ni/H] | [Ti/H] | [Fe/H] | [Ni/H] | [Ti/H] |
| Gözlemsel (W9) | -0,39 \mp 0,05 | -0,28 \pm 0,03 | -0,26 \pm 0,07 | 0,09 \mp 0,08 | 0,15 \mp 0,06 | -0,04 \mp 0,08 | -0,10 \mp 0,10 | 0,01 \pm 0,03 | -0,26 \pm 0,12 |
| SYNTHE Broadened (W9) | -0,10 \mp 0,07 | -0,04 \mp 0,21 | 0,03 \pm 0,04 | 0,08 \mp 0,08 | 0 \mp 0,20 | -0,03 \mp 0,05 | 0,02 \mp 0,11 | 0,07 \pm 0,14 | 0,17 \pm 0,15 |
| SYNTHE Unbroadened (W9) | -0,08 \mp 0,09 | -0,02 \mp 0,23 | 0,02 \pm 0,02 | 0,08 \mp 0,08 | 0,20 \mp 0,05 | -0,03 \mp 0,03 | 0,04 \mp 0,12 | -0,05 \pm 0,24 | 0,16 \pm 0,12 |
| SPECTRUM (W9) | -0,12 \pm 0,09 | -0,15 \mp 0,11 | -0,03 \pm 0,00 | -0,13 \pm 0,09 | 0 \mp 0,20 | -0,03 \mp 0,00 | -0,11 \pm 0,09 | -0,04 \pm 0,19 | -0,04 \pm 0,01 |
| Gözlemsel (ABU) | -0,24 | -0,01 | -0,18 | 0,03 | 0,38 | 0,04 | 0,02 | 0,25 | -0,17 |
| Sentetik Broadened (ABU) | 0,03 | 0,16 | 0,11 | 0,04 | 0,24 | 0,11 | 0,13 | 0,31 | 0,26 |
| Sentetik Unbroadened (ABU) | 0,05 | 0,23 | 0,10 | 0,05 | 0,43 | 0,11 | 0,14 | 0,20 | 0,25 |
| SPECTRUM (ABU) | 0,01 | 0,11 | 0,01 | 0,01 | 0,26 | 0,01 | 0,15 | 0,63 | 0,04 |
| Da Silva vd. (2011) | -0,27 | | | | | | -0,10 | | |
| Casagrande vd. (2011) | -0,20 | | | | | | -0,13 | | |
| Petigura vd. (2011) | -0,20 | -0,21 | | | | | | | |
| Takeda vd. (2010) | -0,295 | | | | | | | | |
| Holmberg vd. (2009) | -0,26 | | | -0,10 | | | -0,14 | | |
| Mishenina vd. (2008) | -0,24 | -0,24 | -0,14 | 0,06 | 0,04 | 0,04 | -0,04 | -0,05 | 0,01 |
| Soubiran vd. (2008) | -0,28 | | | | | | -0,14 | | |
| Valenti vd. (2005) | -0,28 | -0,29 | -0,19 | | | | 0,06 | -0,03 | 0,03 |
| Karataş vd. (2005) | -0,24 | | | | | | -0,13 | | |
| Kovtyukh vd. (2004) | -0,22 | | | 0,11 | | | -0,09 | | |

Çizelge 4.8. Elde edilen bolluk değerleri ve literatürle karşılaştırılması

5. SONUÇLAR VE ÖNERİLER

ATLAS kodu, 1D atmosfer modelleme yazılımlarından en eski ve en geçerli kodlarından biridir. Yıllardır üzerine eklenen güncellemelerle beraber geliştirilmiş ve hala birçok çalışmada kullanılmaktadır. Bu çalışmada incelenen ATLAS9'un en güçlü olduğu kısımlar -Kurucz'un çizgi verileri dâhilinde- çizgi opaklığı kısımlarıdır. Buna karşılık LTE, soğuk karbon yıldızlarında, karbonmonoksit (CO) ve siyanür (CN) derinliklerinde, HCN-C₂H₂ yüzey katmanlarında zayıf bir yaklaşım göstermektedir. Ayrıca ATLAS9'un IR'ye yakın bölgelerdeki bolluk hesaplamalarında zayıf sonuçlar verdiği bilinmektedir.

ATLAS9 her ne kadar 1D modellemelerde çok iyi olsa da daha detaylı bolluk çalışmaları için 3D modellemelere ihtiyaç duyulmaktadır.

WIDTH kodu, bolluk hesaplamalarında özellikle Kurucz'un çizgi verileri kullanıldığında gayet iyi sonuçlar vermektedir. Ayrıca, WIDTH'in iyi sonuçlar vermesi için girdi bilgilerinin de(yıldızın modeli, eşdeğer genişlik ölçümleri ve çizgi listesi) iyi olması gerekmektedir. WIDTH, başka atmosfer modelleri ile de çalışabilmektedir. Ancak WIDTH kodunun en büyük problemi, 3D atmosfer modellerinde çalışmamaktadır ve bu da gelecekteki bolluk çalışmalarında kullanılmasında büyük bir engel teşkil etmektedir.

Sentetik spektrumlar, bolluk çalışmalarında gayet önemli bir yardımcı araçtır. Hatta Li vb gözlemsel spektrumda görülemeyen çizgilerin bolluk hesabının yapılmasında tek araçtır. SYNTHES de, bu çalışmada gösterildiği gibi girdi bilgileri doğrultusunda gayet iyi çalışmaktadır. Çalıştırmak için gerekli olan atmosfer modeli ne kadar iyi olursa, SYNTHES ve diğer spektrum analiz programlarından elde edilecek sentetik spektrumlar da o kadar kaliteli olur.

SPECTRUM kodu her ne kadar Helyumca zengin yıldızlarda çalışmak üzere olarak tasarlanmışsa da eşdeğer genişlik ölçümleri için bu özelliği pek fark yaratmıyor. Ancak SYNTHES kodu gibi SPECTRUM da yalnızca 1D atmosfer modellemeleri ile çalışabildiğinden oldukça kısıtlayıcı ve çağa uyduramayan bir kod olarak kalıyor.

Ayrıca Hidrojence zengin yıldızlarda detaylı analizler yapmak için içerisindeki çizgi listesinin değiştirilmesi gereklidir.

ABUNDANCE, WIDTH9 gibi sadece 1D modellerde çalışabildiği için gelişmiş bolluk testlerinde özellikle de 3D modelleme gerektirecek bolluk hesaplarında çağa ayak uyduramıyor. Üstelik Helyumca zengin yıldızlar için tasarlandığından içerisindeki çizgi listesi ve atom bilgilerinin de güncellenmesi gerekiyor. Bu özellikleri göz önüne alındığında çabuk ve etkili olması temel element bolluklarının hesaplanmasında kullanılması için etkin bir çözüm oluyor.

6.KAYNAKLAR

- Allende Prieto, C., Barklem, P. S., Lambert, D. L., Cunha, K., 2004. S⁴N: A Spectroscopic Survey of Stars in The Solar Neighborhood. The nearest 15pc. *Astronomy and Astrophysics*, 420, 183-205.
- Alonso, A., Arribas, S., Martinez-Roger, C., 1996. The Empirical State of Temperatures of the Low Main Sequence (F0V-K5). *Astronomy and Astrophysics*, 313, 873-890.
- Aslan, M. S., 2006. Zayıf ve Şiddetli Çizgili Geç F ve Erken G Spektral Sınıf Anakol Yıldızlarının Spektroskopik İncelenmesi. İstanbul Üniversitesi, Fen Bilimleri Enstitüsü, Doktora Tezi, 88s, İstanbul.
- Basak, N. Yu., Mishenina, T. V., Soubiran, C., Kovtyukh, V. V., Belik, S. I., 2010. n-Capture Elemental Abundances in Active and Non-Active Stars. *Odessa Astronomical Publications*, 23, 17.
- BASS2000, 2013. Solar Survey Archive. İnternet Adresi: http://bass2000.obspm.fr/solar_spect. Erişim tarihi: 18.03.2013
- Bensby, T., Feltzing, S., Oey, M. S., 2014. Chemical Abundances of Solar Neighbourhood dwarfs. *Astronomy and Astrophysics*, 562, 71-90.
- Bienaymé, O., Soubiran, C., Mishenina, T., Kovtyukh, V., Siebert, A., 2005. Chemistry and Kinematics in The Solar Neighbourhood. *ESA SP-576*.
- Bilir, S., Ak, S., Karaali, S., Cabrera-Lavers, A., Chonis, T. S., Gaskell, C. M., 2008. Transformations between 2MASS, SDSS and BVRI Photometric Systems; Bridging the near infrared and optical. *Monthly Notices of The Royal Astronomical Society*, 384, 1178-1188.
- Böhm-Vitese, E. 1989. *Introduction of Stellar Astrophysics*. Cambridge University Press, Cambridge.
- Casagrande, L., Schönrich, R., Asplunda, M., Cassisi, S., Ramirez, I., Melendez, J., Bensby, T., Feltzing, S., 2011. New Constraints of the Chemical Evolution of The Solar Neighbourhood and Galactic Disc(s). Improved Astrophysical Parameters for The Geneva-Copenhagen Survey. *Astronomy and Astrophysics*, 530, 138-149.
- Castelli, F., Kurucz, R. L., 2004. New Grids of Model Atmospheres. *IAU Symp. No 210*.
- Chen, Y. Q., Nissen, P. E., Zhao, G., Zhang, H. W., Benoni, T., 2000. Chemical Composition of 90 F and G Disk Dwarfs. *Astronomy and Astrophysical Supplement Series*, 141, 491-506.
- Cox, N. A., 1999. *Allen's Astrophysical Quantities*. The Antlone Press, London.

- Edvardsson, B., Andersen, J., Gustafsson, B., Lambert, D. L., Nissen, P. E., Tomkin, J., 1993. The Chemical Evolution of Galactic Disk. *Astronomy and Astrophysics*, 275, 101-152.
- Eggen, O. J. 1998. Kinematics and Metallicity of Stars in The Solar Region. *The Astrophysical Journal*, 115, 2397-2434.
- ESA, 1997. The Hipparcos and Tycho Catalogues. İnternet adresi: <http://vizier.cfa.harvard.edu/viz-bin/Vizieer?-source=I/239>. Erişim Tarihi: 25.12.2012.
- Gaidos, E. J., Gonzales, G., 2002. Stellar Atmospheres of Nearby Young Solar Analogs. *New Astronomy*, 7, 211-226.
- Girardi, L., Bressan, A., Bertelli, G., Chiosi, C., 2000. Evolutionary Tracks and Isochrones for Low- and Intermediate- Mass Stars: From 0.15 to Msun and From $Z=0.0004$ to 0.0030. *Astronomy and Astrophysics Supplement*, 141, 371-383.
- Gray, D. F., 2005. *The Observation and Analysis of Stellar Photospheres*. Cambridge University Press, 552s, New York.
- Gray, R. O., 2006. Parameterization of Stars. *Memorie della Societa Astronomica Italiana*, 77, 1123.
- Grevesse, N., Sauval, A., J., 2002. The Composition of Solar Photosphere. *Advances in Space Research*, 30, 3-11.
- Gustafsson, B., Bell, R. A., Eriksson, K., Nordlund, A., 1975. A Grid of Model Atmospheres for Metal-deficient Giant Stars I. *Astronomy and Astrophysic*, 42, 407-432.
- Hauck, B., Mermilliod, M., 1997. uvby-beta Catalogue. *Astronomy and Astrophysics*, 501, 941-947.
- Holmberg, J., Nordström, B., Andersen, J., 2009. The Geneva-Copenhagen Survey of The Solar Neighbourhood. III. Improved Distances, Ages, and Kinematics. *Astronomy and Astrophysics*, 501, 941-947.
- IRAF 2015. İnternet Adresi: <http://iraf.noao.edu>. Erişim Tarihi: 15.08.2012.
- Karaali, S., Bilir, S., Karataş, Y., Ak, S. G., 2002. Yeni Bir Metal Bolluğu Kalibrasyonu. XIII Ulusal Astronomi Toplantısı, 2-6 Eylül 2002, TUG, Antalya, 42-47.
- Karataş, Y., Bilir, S., Schuster, W. J., 2005. Kinematics, Ages and Metallicities for F- and G-type Stars in The Solar Neighbourhood. *Monthly Notices of The Royal Astronomical Society*, 360, 1345-1354.

- Kovtyukh, V. V., Soubiran, C., Belik, S. I., 2004. A New Böhm-Vitense Gap in The Temperature Range 5560 to 5610 K in The Main Sequence hm-Vitense gap in The Main Sequence. *Astronomy and Astrophysics*, 427, 933-936.
- Kurucz, R., 1969. The Grid of Model Stellar Atmospheres from 50,000° to 11,000°. *Proceedings of the 3rd Harvard-Smithsonian Conference on Stellar Atmospheres*, Cambridge, Mass: Massachusetts Institute of Technology (MIT), 1969, 375.
- Kurucz, R. L., 1969. A Matrix Method for Calculating the Source Function, Mean Intensity, and Flux in a Model Atmosphere. *Astrophysical Journal*, 156, 235.
- Kurucz, R. L., 1970. Atlas: A Computer Program for Calculating Model Stellar Atmospheres. *SAO Special Report*, Cambridge: Smithsonian Astrophysical Observatory.
- Kurucz, R. L., 1979. Model Atmospheres for G, F, A, B, and O stars. *Astrophysical Journal Supplement Series*, 40, 1-340.
- Kurucz, R. L., Avrett, E. H., 1981. Solar Spectrum Synthesis. I. A Sample Atlas from 224 to 300 nm. *SOA Special Report* (#391).
- Kurucz, R. L., 1993. SYNTHE spectrum synthesis programs and line data. Kurucz CD-ROM No. 18. Cambridge, Mass.: Smithsonian Astrophysical Observatory.
- Kurucz, R. L., 2005. ATLAS12, SYNTHE, ATLAS9, WIDTH9, et cetera. *Memorie della Società Astronomica Italiana Supplement*, 8, 14.
- Kurucz's Line Lists. İnternet Adresi: <http://kurucz.harvard.edu/linelists>. Erişim Tarihi: 20/11/2011
- Masana, E., Jordi, C., Ribas, I., 2006. Effective Temperature Scale and Bolometric Corrections from 2MASS Photometry. *Astronomy and Astrophysics*, 450, 735-746.
- McDonald, I., Zijlstra, A. A., Boyer, M. L., 2012. Fundamental Parameters and Infrared Excesses of Hipparcos Stars. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 427, 343-357.
- Melendez, J., Schuster, W. J., Silva, J. S., Ramirez, I., Casagrande, L., Coelho, P., 2010. uvby- β Photometry of Solar Twins. The Solar colors, Model Atmospheres, and T_{eff} and Metallicity Scales. *The Astronomy and Astrophysics*, 522, 15.
- Mishenina, T. V., Basak, N. Yu., Gorbaneva, T. I., Soubiran, C., Kovtyukh, V. V., 2007. Chemical Composition of Galactic Disk Stars. *Odessa Astronomical Publications*, 20, 149.

- Mishenina, T. V., Soubiran, C., Beinaymé, O., Korotin, S. A., Belik, S. I., Usenko, I. A., Kovtyukh, V. V., 2008. *Astronomy and Astrophysics*, 489, 923-930.
- Mishenina, T. V., Soubiran, C., Kovtyukh, V. V., Katsova, M. M., Livshits, M. A., 2012. Activity and The Li Abundances in The FGK dwarfs. *Astronomy and Astrophysics* 547, 8.
- Mishenina, T. V., Pignatari, M., Korotin, S. A., Soubiran, C., Charbonnel, C., Thielemann, F. -K. Gorbaneva, T. I., Basak, N. Yu., 2013. Abundances of neutron-Capture Elements in Stars of The Galactic Disk Substructures. *Astronomy and Astrophysics*, 522, 12.
- Nordström, B., Mayor, M., Andersen, J., Holmberg, J., Pont, F., Jorgensen, B. R., Olsen, E. H., Udry, S., Mowlavi, N., 2004. The Geneva-Copenhagen of the solar neighbourhood. Ages, metallicities, and kinematic properties of ~14000 F and G dwarfs. *The Astronomy and Astrophysics*, 418, 989-1019.
- Petigura, E. A., Marcy, G. W., 2011. Carbon and Oxygen in Nearby Stars: Keys to Protoplanetary Disk Chemistry. *The Astrophysical Journal*, 735, 10.
- Ramirez, I., Melendez, J., Asplund, M., 2009. Accurate Abundance Patterns of Solar Twins and Anologs. Does The Anomalous Solar Chemical Composition Come From Planet Formation? *The Astronomy and Astrophysics*, 508, 17-20.
- Sbordone, L., Bonifacio, P., Castelli, F., Kurucz, R. L., 2004. ATLAS and SYNTHE under Linux. *Mermorie della Società Astronomica Italiana Supplement*, 5, 93.
- Sbordone, L., 2005. Kurucz's codes under GNU-Linux. *Memorie della Società Astronomica Italiana Supplement*, 8, 61.
- Schuster, W. J. and Nissen, P. E., 1989. uvby- β Photometry of High Velocity and Metal-Poor Stars II. Intrinsic Color and Metallicity of Calibrations. *Astronomy and Astrophysics*, 221, 65-77.
- SIMBAD Astronomical Database 2012. İnternet adresi. <http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/>. Erişim Tarihi: 19.05.2012
- SPECTRUM. A Stellar Spectral Synthesis Program v2.76f. İnternet adresi. <http://www.appstate.edu/~grayro/spectrum/spectrum.html>. Erişim Tarihi: 20.07.2015
- Soubiran, C., Girard, P., 2005. Abundance Trends in Kinematical Groups of The Milky Way's Disk. *Astronomy and Astrophysics*, 438, 139-151.
- Soubiran, C., Le Campion, J.-F., Cayrel de Strobel, G., Caillo, A., 2010. The PASTEL Catalog of Stellar Parameters. *Astronomy and Astrophysics*, 515, 5.
- Takeda, Y., Honda, S., Kawanomoto, S., Ando, H., Sakurai, T., 2010. Behavior of Li Abundances in Solar-Analog Stars. II. Evidence of The Connection with Rotation and Stellar Activity. *Astronomy and Astrophysics*, 515, 11.

- Tokalı, S., 2011. G-Tip Yıldızların Spektroskopik İncelenmesi. Süleyman Demirel Üniversitesi, Fen Bilimleri Enstitüsü, Yüksek Lisans Tezi, 77s, Isparta.
- Valenti, Jeff A., Fischer, Debra A., 2005. Spectroscopic Properties of cool Stars (SPOCS). I. 1040 F, G and K Dwarfs from Keck, Lick and AAT Planet Search Programs. The Astrophysical Journal Supplement Series, 159, 141-166.
- Vernazze, J. E., Avrett, E. H., Loese, R., 1973. Structure of The Solar Chromosphere. I. Basic Computations and Summart of The Results. The Astrophysical Journal, 184, 605-631.

ÖZGEÇMİŞ

Adı Soyadı : Gökhan Yücel
Doğum Yeri ve Yılı : Antalya, 1988
Medeni Hâli : Bekar
Yabancı Dili : İngilizce
E-posta Adresi : gokhannyucel@gmail.com

Eğitim Durumu

Lise : Çağlayan Lisesi (2004)
Lisans : SDÜ, Fen-Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü (2006-2011)

Yayımlar

Aslan, M., Yücel, G., Güneş, E., 2012. Poster Sunumu. HD 43856'nın Kimyasal Bolluk Analizi. Türk Fizik Derneği 29. Uluslararası Fizik Kongresi, Bodrum, Muğla.