T.C.
ERCİYES ÜNİVERSİTESİ
FEN BİLİMLERİ ENSTİTÜSÜ
ASTRONOMİ VE UZAY BİLİMLERİ ANABİLİM DALI

GAUSS SÜREÇ YÖNTEMİ İLE TAYFSAL AYIRMA UYGULAMALARI

Hazırlayan
Vildan DİZDAROĞLU

Danışman
Doç.Dr. Ahmet DERVİŞOĞLU

Yüksek Lisans Tezi

Temmuz 2022
KAYSERİ

T.C.
ERCİYES ÜNİVERSİTESİ
FEN BİLİMLERİ ENSTİTÜSÜ
ASTRONOMİ VE UZAY BİLİMLERİ ANABİLİM DALI

GAUSS SÜREÇ YÖNTEMİ İLE TAYFSAL AYIRMA UYGULAMALARI

(Yüksek Lisans Tezi)

Hazırlayan
Vildan DİZDAROĞLU

Danışman
Doç.Dr. Ahmet DERVİŞOĞLU

Temmuz 2022
KAYSERİ

BİLİMSEL ETİĞE UYGUNLUK

Bu çalışmadaki tüm bilgilerin, akademik ve etik kurallara uygun bir şekilde elde edildiğini beyan ederim. Aynı zamanda bu kural ve davranışların gerektirdiği gibi, bu çalışmanın özünde olmayan tüm materyal ve sonuçları tam olarak aktardığımı ve referans gösterdiğimi belirtirim.

Vildan DİZDAROĞLU

“Gauss Süreç Yöntemi ile Tayfsal Ayırma Uygulamaları” adlı Yüksek Lisans tezi, Erciyes Üniversitesi Lisansüstü Tez Önerisi ve Tez Yazma Yönergesi’ne uygun olarak hazırlanmıştır.

Hazırlayan
Vildan DİZDAROĞLU

Danışman
Doç.Dr. Ahmet DERVİŞOĞLU

Astronomi ve Uzay Bilimleri ABD Başkanı
Doç.Dr. Hasan AK

TEŞEKKÜR

Lisans ve Yüksek lisans eğitim hayatımda bana yol gösteren, engin bilgi ve deneyimlerini benden esirgemeyen tez danışmanım **Doç.Dr. Ahmet DERVİŞOĞLU**'na ve bilgi birikimimde bana yol gösteren ve desteklerini esirgemeyen tüm hocalarıma teşekkür ederim.

Lisans ve yüksek lisans öğrenim hayatımı beraber geçirdiğim ve bu süreç boyunca bana her anlamda destek olan çok kıymetli dostlarım **Merve ŞAHİN, Nuray DEMİRÖZ, Emre BARBAROS, Ferhat ATLI ve Seyit HÖKELEK** 'e varlıklarından dolayı teşekkür ederim.

Son olarak, benim herzaman yanımda olan, desteklerini benden asla esirgemeyen ve beni koşulsuz seven canım aileme yani **DİZDAROĞLU** ailesine sonsuz teşekkürlerimi sunuyorum.

Vildan DİZDAROĞLU

Temmuz 2022, KAYSERİ

GAUSS SÜREÇ YÖNTEMİ İLE TAYFSAL AYIRMA UYGULAMALARI

Vildan DİZDAROĞLU

Erciyes Üniversitesi, Fen Bilimleri Enstitüsü
Yüksek Lİsans Tezi, Temmuz 2022
Danışman : Doç.Dr. Ahmet DERVİŞOĞLU

ÖZET

Gökbilimin en verimli alanlarından biri olan çift yıldızlar, yıldızlar hakkında bilgi sahibi olmamız için yegane kaynaklardır. Gauss süreçleri tarafından sunulan esnek olasılık çerçevesi, tayfsal ayırma/ çözümleme tekniklerinin birçok sınırlamasını ele almak için iyi bir araç sağlar. Çift veya çoklu yıldız sistemine ait bileşenlerin tayflarını ayrı ayrı elde edilmesi ve bileşen yıldızların dikine hızlarının hesaplanması amacıyla Gauss Süreçleri, yıldız tayflarını tamamen veri odaklı bir şekilde modelleyerek bize ilgi çekici bir alan sunar. Bu tez çalışması kapsamında Gauss Süreç yöntemini temel alan PSOAP kodu ile tayfsal çözümleme yapılmıştır. Gauss Süreç Yöntemi ile tayfsal çözümleme konusunu temel alan bu çalışmada, LP661-13 tayfsal çift yıldızı incelendi. LP661-13 iki orta tür M yıldızından oluşan tayfsal cüce çift sistemdir. Tayfsal çözümleme için LP661-13'e ait indirilen toplam 14 tayf verisi kullanıldı. Sonuç olarak LP661-13'ün bileşen tayfları Gauss Süreç Yöntemi ile başarılı bir şekilde ayrıldı.

Anahtar Kelimeler: Tayfsal Çözümleme, Gauss Süreç Yöntemi, PSOAP.

SPECTRAL DISENTANGLING APPLICATIONS WITH THE GAUSS PROCESS METHOD

Vildan DİZDAROĞLU

Erciyes University, Graduate School of Natural and Applied Sciences
Master Thesis, July 2022
Supervisor: Assoc.Prof.Dr. Ahmet DERVİŞOĞLU

ABSTRACT

Binary stars, one of the most productive fields of astronomy, are the most useful sources for us to learn about stars. The flexible probability framework offered by Gaussian processes provides a good tool to address the many limitations of spectral separation/disentangle techniques. Gaussian Processes offer us an interesting field by modeling star spectra in a purely data-driven manner, in order to obtain the spectra of the components of the binary or multiple star system separately and to calculate the vertical velocities of the component stars. Within the scope of this thesis, spectral analysis was performed with the PSOAP code based on the Gaussian Process method. In this study, which is based on spectral disentangling with the Gaussian Process Method, the LP661-13 spectral binary star was examined. LP661-13 is a spectral dwarf binary system consisting of two medium type M stars. A total of 14 spectral data downloaded from LP661-13 were used for spectral disentangling. As a result, component spectra of LP661-13 were successfully disentangle by Gaussian Process Method.

Keywords: Spectral Disentangling, Gauss Process, PSOAP.

İÇİNDEKİLER

GAUSS SÜREÇ YÖNTEMİ İLE TAYFSAL AYIRMA UYGULAMALARI

BİLİMSEL ETİĞE UYGUNLUK SAYFASI ii

YÖNERGEYE UYGUNLUK SAYFASI iii

KABUL VE ONAY iv

TEŞEKKÜR v

ÖZET vi

ABSTRACT vii

İÇİNDEKİLER viii

KISALTMALAR x

TABLOLAR LİSTESİ xi

ŞEKİLLER LİSTESİ xii

GİRİŞ 1

1. BÖLÜM

GENEL BİLGİLER ve LİTERATÜR ÇALIŞMASI

1.1. Çift Yıldızlar 3

1.1.1. Optik Çift Sistemler 4

1.1.2. Görsel Çift Sistemler 4

1.1.3. Astrometrik Çift Sistemler 5

1.1.4. Örten Çift Sistemler 6

1.1.5. Tayf Çifti Sistemler 9

1.1.6. Tayfsal Çift Sistemler 10

1.2. Tayfsal Analiz 11

1.2.1. Tayf ve Tayf Çizgi Yapısı 12

1.2.2. Çizgi Şiddeti 15

1.2.3. Çizgi Profili 21

1.2.4. Tayf Çizgi Yapısına Etki Eden Faktörler 24

1.2.5. Çizgi Genişleten Mekanizmalar **27**
1.2.6. Bolluk Analizi **31**
1.3. Tayfsal Ayırma Yöntemleri **31**
1.3.1. Spektroastrometrik Yarılma **35**
1.3.2. Tayfsal Ayırma **36**
1.3.3. Tayfsal Çözümleme **37**

2. BÖLÜM

YÖNTEM ve MATERYAL

2.1. Gauss Süreç Yöntemi **39**
2.2. Gauss Süreç Yönteminde Tayfsal Modeller **40**
2.2.1. Tek Yıldızların Tayfsal Gözlemleri için Model Oluşturmak **41**
2.2.2. Çift Yıldızların Tayfsal Gözlemleri için Model Oluşturmak **46**
2.3. PSOAP **50**
2.4. LP661-13 Yıldızı **51**

3. BÖLÜM

BULGULAR

3.1. LP66-13 Uygulaması ve Sonuçları **53**

4. BÖLÜM

TARTIŞMA-SONUÇ ve ÖNERİLER

4.1. Tartışma **63**
4.2. Sonuç ve Öneriler **64**
KAYNAKÇA **65**
EKLER **69**
EK 1. . . . . . **69**
ÖZGEÇMİŞ **79**

KISALTMALAR

GP	:	Gauss Süreç Yöntemi (Gauss Processes)
SPD	:	Tayfsal Çözümleme (Spectral Disentangle)
PSOAP	:	Bir Değişkene Bağlı Olarak/ Olmayarak Hassas Tayfsal Yörüngeler (Precision Spectroscopic Orbits A-Parametrically)
SNR	:	Sinyal/ Gürültü Oranı (Signal-to-Noise Ratio)
CCF	:	Çapraz-Korelasyon Fonksiyonu (Cross-Coralation Function)
EA	:	Algol Değişenler (Eclipsing Algol)
EB	:	Beta Lyrae Değişenler (Eclipsing Beta)
EW	:	W Ursae Majoris Değişenler (Eclipsing W)
SB1	:	Tek-Çizgili Tayfsal Çift Sistemler (Single-lined Spectroscopic Binary)
SB2	:	Çift-Çizgili Tayfsal Çift Sitemler (Double-lined Spectroscopic Binary)
DAG	:	Doğu Anadolu Gözlemevi
L	:	Yıldızların Işınım Gücü
YYTG	:	Yarı Yükseklikteki Tam Genişlik
EG	:	Eşdeğer Genişlik
R	:	Tayfsal Çözünürlük
RV	:	Dikine Hız (Radial Velocity)
FFT	:	Hızlı Fourier Dönüşümleri (Fast Fourier Transform)
MCMC	:	Marcov Chain Monte Carlo

TABLOLAR LİSTESİ

Tablo 1.1. Tayf türleri ve özellikleri. 16

Tablo 2.1. LP661-13'e ait parametre değerleri. 52

ŞEKİLLER LİSTESİ

Şekil 1.1. Görselde ikizler takımyıldızının en parlak yıldızları yer almaktadır. Solda sarı renginde Pollux ve mavi renkli komşusu Castor görünmektedir. Her ne kadar renkleri çok farklı olsa da parlaklıkları aşağı yukarı aynıdır. Ayrıca Pollux'un uzaklığı 33 ışıkyılı iken Castor 51 ışıkyılı uzaklıktadır. Bu nedenle açı olarak birbilerine yakın görünmeleri onların astronomiksel olarak el verişli oldukları anlamına gelmez. (Kaynak: Rogelio Bernal Andreo (Deep Sky Colors)) 4

Şekil 1.2. Görsel çift sistemlerin şematik gösterimi. 5

Şekil 1.3. Sirius A ve Sirius B'nin ortak kütle merkezi etrafındaki astrometrik hareketinin şematik gösterimi. Sirius A'yı (beyaz yıldız) ve Sirius B'yi (siyah daire) gösteriyoruz. Sirius sisteminin uzun vadeli (1844-1950) görünür hareketi temsil edilmiştir. 5

Şekil 1.4. Örten çift sistemlerde zamana göre parlaklık değişimi. 6

Şekil 1.5. Sol paneller: Farklı türdeki örten çift sistemlerin ışık eğrisine göre türleri. Paneller evreye karşılık V parlaklığına göre çizdirilmiştir. Sağ paneller: Örten çiftlerin görselleştirilmesi verilmiştir. Her görsel sırasıyla soldaki türe karşılık gelmektedir [1]. 7

Şekil 1.6. Ayrık (a), yarı-ayrık (b) ve değen (c) sistemlerin Roche lobları içerisindeki görünümleri [2]. 8

Şekil 1.7. Doppler kaymasına göre tayf çifti sistemin tayf çizgilerinin gösterimi. 9

Şekil 1.8. SB1 ve SB2 sistemlerinin tayflarındaki Doppler etkisi ile oluşan çizgilerin gösterimidir. [3]. 10

Şekil 1.9. Elektromanyetik tayf bölgelerinin gösterimi. Elektromanyetik tayf kısa-dalga boyundan uzun-dalga boyuna kadar olan geniş bir aralığı kapsamaktadır (Kaynak: Wikipedia). 12

Şekil 1.10. Şeklin üst kısmında normalize akı değerine karşılık dalgaboyunda Eps Aur yıldızına ait 31 Ekim 2008 tarihinde alınmış tayfı görülmektedir. Hemen altında da Echelle tayftaki görüntüsü görülmektedir. Tayflar 4100 ila 6700 Å aralığındadır. (Kaynak: threehillsobservatory.co.uk) 13

Şekil 1.11. Kirchhoff yasalarına göre, ışınım yapan bir kaynağın tayfında üç temel yapı vardır; süreklilik, soğurma çizgileri ve salma çizgileri. Görseldeki (a) durum, akkor halindeki katı, sıvı veya sıkıştırılmış gaz tarafından meydana gelir. Bu da sürekli tayf olarak adlandırılır. (b) durum sağurma tayfıdır; Sürekli tayf veren bir ışınım kaynağının önünde, kaynaktan daha soğuk bir gaz bulutu varsa prizmadan geçen ışınım sürekli tayf üzerinde karanlık çizgiler oluşturacaktır. Son olarak salma tayfı olan (c) durum, doğrudan soğuk gaz tarafından gelen ışınımın sonucu olarak ortaya çıkar. Bu durumda karanlık tayf üzerine parlak çizgiler oluşur. (Kaynak: sites.ualberta.ca) 14

Şekil 1.12. O, B, A, F, G, K ve M tayf sınıfında bulunan yıldızlar ve bunlara karşılık gelen tayfları gösterilmektedir. Her bir yıldızın tayfında görülen soğurma çizgileri siyah olarak karşımıza çıkmaktadır. Şekilde x-ekseninde dalgaboyuna karşılık, y-ekseninde tayf türleri ve sıcaklıkları bulunur. Ayrıca şeklin altında ve üstünde soğurma çizgilerinin isimleri ve hangi dalgaboyuna karşılık geldikleri belirtilmiştir. [3] 17

Şekil 1.13. Şekil 1.12'ye benzer olarak oluşturulmuştur ancak yıldızlar bu şekilde yoğunluk profilleri ile temsil edilmektedirler. [3] 18

Şekil 1.14. Çizgi derinliğini tanımlamak için oluşturulan görsel. x-ekseninde dalgaboyu, y-ekseninde normalıze akı yoğunluğu değeri bulunur. Şekildeki kırmızı kesikli çizgi normalize akı değerinden başlayarak merkez dalgaboyu λ_0'a kadar çizilmiştir. 19

Şekil 1.15. Çizgi genişliğini tanımlamak için oluşturulan görsel. x-ekseninde dalgaboyu, y-ekseninde normalize akı değeri bulunur. Soğurma çizgisinin ortasındaki kırmızı kesikli çizgi, çizgi derinliğini temsil etmektedir. Mavi kesikli çizgi ise çizgi derinliğinin yarı yüksekliğinde yatay olarak ölçülen çizgi genişliğini tanımlar. 20

Şekil 1.16. Eşdeğer genişliği tanımlamak için oluşturulan grafik. Burada kırmızı dikdörtgen alanı eşdeğer genişlik olarak tanımlanır. 21

Şekil 1.17. Python ile Gauss, Lorentz ve Voigt çizgi profilleri çizdirilmiştir. Apsiste -0.8 ila 0.8 arasında frekans aralığı ve buna karşılık ordinatta σ değeri verilmiştir. Mavi ince çizikli çizgi Gauss profiline, turuncu geniş aralıklı çizgi Lorentz profiline ve yeşil sürekli çizgi de Voigt profiline aittir. α ve γ değerlerin her biri 0.1'dir. 23

Şekil 1.18. ϵ Lupi çift sistemine ait dikine hız eğrisi. Sistemdeki baş(mor) ve yoldaş(yeşil) bileşene ait tayf çizgilerinin dikine hız ölçümleri verilmiştir. x-ekseninde evreye karşı y-ekseninde dikine hız değerleri verilmiştir. [4] 26

Şekil 1.19. ϵ Lupi çift sistemine ait tayflar gösterilmektedir. Şekilde ϵ Lupi sistemine ait farklı evrelerden alınan bileşke tayflar sarı ve mavi renkte gösteilmektedir. Tayfsal çözümleme ile elde edilen ayrılmış tayflar ise mor(baş bileşen) ve yeşil(yoldaş bileşen) olarak gösterilmektedir. Tayflar dalgaboyuna karşı normalize akı değerleri olacak şekilde çizdirilmiştir. [4] 32

Şekil 2.1. Üstteki iki panel: Çok değişkenli, denklem (2.13) tarafından verilen, ortalaması 1 olan (siyah çizgi) ve şekilde belirtilen Gauss süreç hiperparametreleri a ve l'yi kullanarak fonksiyonların öncül dağılımından çizim yapar. Veriler tarafından tamamen kısıtlanmamış olan Gauss sürecinin olası gerçekleşmeleri, geniş bir akı uzayı aralığını kapsar. Uzunluk ölçeği l küçüldükçe, gerçekleşmelerin korelasyon uzunluğu da kısalır. Üçüncü panel: maksimum olabilirlik tahminleriyle, tek bir tayfsal gözlemden elde edilen gözlemlenen verilere koşullandırılmış Gauss sürecinin çizimlerini içerir. Sonsal tahmin dağılımından çoklu çizimler, ortalama tahmin siyah ve altta kalanlar ile gösterilmiştir, bu da tayfları doğru bir şekilde modellemek için Gauss sürecinin kullanılabileceğini gösterir. Alt panel: aynı yıldızın bir dizi gece boyunca alınan çoklu gözlemlerini içerir. Barycentric çerçevenin kayması nedeniyle örnekleme yoğunluğu önemli ölçüde artar. [5] 45

Şekil 3.1. PSOAP kurulumu sonrası oluşan dosya yapısı. 53

Şekil 3.2. '$chunk$_40_7080_7090.$hdf5$' dosyasının içnde bulunan toplam 13 tayfa ait 7080-7090 Å aralığındaki chunks parçalarının toplu çizimleri. x-ekseninde dalga boyuna karşılık, y-ekseninde akı değeri verilmiştir. 57

Şekil 3.3. '$chunk$_40_7080_7090.$hdf5$' dosyasının içnde bulunan 2457026.8 evredeki tayfa ait 7080-7090 Å aralığındaki chunks çizimi. x-ekseninde dalga boyuna karşılık, y-ekseninde akı değeri verilmiştir. 58

Şekil 3.4. LP661-13 yıldızı için elde edilen parametrelerin olasılık değerleri. . . 60

Şekil 3.5. LP661-13 tek bir chunk için analiz örneği gösterilmektedir. 2457026.8 evredeki tayfa ait 7080-7090 Å aralığındaki chunks elde edilen tahmini sonuçlarla bileşenlerine ayrılmıştır.Şekildeki birinci kutucuk bileşke tayfı temsil etmektedir. ikinci ve üçüncü kutucuk sırasıyla baş ve yoldaş yıldızın tahmin edilen tayflarını temsil etmektedir. En altta bulunan kutucuk ise bileşik tayfın ortalama tahminlerinden elde edilen kalıntı değerlerini temsil etmektedir. x-ekseninde dalga boyuna karşılık, y-ekseninde akı değeri verilmiştir. 61

Şekil 3.6. LP661-13 yıldızının bileşenlerine ait tayf görüntüsü. 7080-7090 Å aralığındaki yeniden yapılandırma ile elde edilen birncil(f) ve ikincil(g) yıldıza ait tayflar. Şekildeki birinci kutucuk baş yıldızı ve ikinci kutucuk yoldaş yıldızı temsil etmektedir. x-ekseninde dalga boyuna karşılık, y-ekseninde akı değeri verilmiştir. 62

GİRİŞ

Bu tez çalışması kapsamında, Gauss Süreç Yöntemi(Gauss Processes, GP) kullanarak, çift yıldız sistemlerinde Tayfsal Çözümleme (Spectral Disentangling, SPD) uygulamasının yapılması hedeflenmektedir. Bu bağlamda, Gauss Süreç Yönteminin seçilmesi, daha önce bu tekniğin tercih edilmemesi bakımından önemlidir.

Gauss süreçleri tarafından sunulan esnek olasılık çerçevesi, tayfsal ayırma/çözümleme tekniklerinin birçok sınırlamasını ele almak için iyi bir araç sağlar. Çift veya çoklu yıldız sistemine ait bileşenlerin tayflarını ayrı ayrı elde edilmesi ve bileşen yıldızların dikine hızlarının hesaplanması amacıyla Gauss Süreçleri, yıldız tayflarını tamamen veri odaklı bir şekilde moddelleyerek bize ilgi çekici bir alan sunar. Bu bağlamda Gauss Süreçlerinin, mercekli kuazarların zaman gecikmelerinin modellenmesi [6], yıldızların dönme sürelerinin çıkarılması [7], gezegen geçişlerinin ve tutulmalarının fotometrik gözlemlerde elde edilen gürültünün modellenmesi [8] [9] gibi astronomideki uygulamaları başrılı bir şekilde gerçekleştirilmiştir. Çift sistemlerde tayfsal ayırma/çözümleme alanıda ise ilk başarılı girişim Czekala ve ark. tarafından uygulanmıştır [5] [10]. Yapılan bu çalışmanın yaklaşık otuz farklı çalışmada umut verici bir yaklaşım olduğu ve tayfsal ayırma alanında kullanılması gerektiği dile getirilmitir (örn.: [11] [12]). Ancak tayfsal ayırma alanında başka bir çalışmanın olmamasından kaynaklı bu alanada hala yetersizlikler olduğu görülmektedir.

Gauss Süreçleri tarafından bize sunulan esnek olasılık çerçevesini baz alarak biz de bu çalışma kapsamında Gauss Süreç Yönetiminin bir uygulaması olan "Bir Değişkene Bağlı Olarak/ Olmayarak Hassas Tayfsal Yörüngeler (Precision Spectroscopic Orbits A-Parametrically, PSOAP)" kodunu yapılan literatür değerlendirmesinden sonra elde ettiğimiz aşağıdaki avantajlardan dolayı kullanılmayı hedeflemekteyiz.

- Alışılmış tayfsal ayırma teknikleri birçok yüksek SNR tayfı gerektirse de PSOAP

daha az ve daha düşük SNR tayfları için güçlü bir tekniktir.

- Alışılmış tayfsal ayırma teknikleri dikine hızları hesaplamak için şablon tayflara ihtiyaç duyarken PSOAP hem şablon tayflara ihtiyaç duymaz hem de modellerken daha doğru sonuçlar elde eder.
- PSOAP ile yüksek kalitede yıldız şablonları oluşturulabilir.
- Standart CCF tabanlı tayfsal çözümleme teknikleri ile bu yeni Gauss Süre yöntemi tabanlı tayfsal çözümleme tekniğini yani PSOAP'ı karşılaştırmak.

Gauss Süreç Yöntemi ile yapılan çalışmaların azlığı, özellikle PSOAP kodu kullanılmış güncel bir tayfsal ayırma çalışmasının olmaması bu yönde bir çalışmaya yapılmasına bizde merak uyandırmıştır. Gauss Süreçlerinin tayfsal ayırma alanındaki avantajlarını kullanarak çift yıldızlar için hata payının minimum olduğu değerleri (etkin sıcaklık, kimyasal bolluk vs.) elde etmeyi ve seçilen yıldız sisteminin bileşen tayflarını ayrı ayrı yeniden yapılandırmayı planlıyoruz. Ayrıca bu çalışmada, tayfsal ayırma işlemini Gauss Süreç Yöntemi ile yapıp diğer tayfsal ayırma teknikleri ile karşılaştırma yaparak hangi yöntemindaha iyi olduğu konusunda tartışmayı hedefliyoruz.

Bu çalışmanın düzenlemesi şu şekildedir; 1. bölümde, yaptığımız çalışmayı daha iyi anlayabilmek için genel bilgilere ve literatür değerlendirmelerine ayırdık. Çift yıldızlar hakkında bilgiler, tayfsal analiz ve tayfsal ayırma yöntemlerine bu bölümde değindik. 2. bölümde, çalışmanın yöntem ve materyal kısmına ayırdık. Yani, Gauss süreç yönteminin ne olduğuna, GP mantığı ile çalışan ve bizim de tayfsal ayırma için kullanacak olduğumuz kod 'PSOAP'a ve çalışılacak yıldız hakkında bilgilere bu bölümde yer verdik. 3. bölümde, PSOAP kudunun seçtiğimiz yıldız üzerindeki uygulamasına ve elde ettiğimiz sonuçlarını sunduk. 4. bölümde ise elde edilen genel sonuçları ve daha sonraki çalışmalar üzerine önerilerimizi paylaştık.

1. BÖLÜM

GENEL BİLGİLER ve LİTERATÜR ÇALIŞMASI

1.1. Çift Yıldızlar

Çift yıldızlar, kütle çekimi etkisiyle ortak kütle merkezi dolayında Kepler kanunlarına göre yörünge hareketi yapan ikili veya çoklu yıldız sistemleridir. Gökbilimin en verimli alanlarından biri olan çift yıldızlar, yıldızlar hakkında bilgi sahibi olmamız için yegane kaynaklardır. Özellikle yıldız evriminin anlaşılabilmesi bakımından temel parametre olan kütlenin tayini çift yıldızlar sayesinde daha doğru bir şekilde hesaplanır. Dolayısıyla çift yıldız üyesi olan bir yıldızın evrim aşamaları sırasında göstereceği değişimler bileşen yıldızıda etkiler. Bileşen yıldızların ışınım gücü, yoğunluk, yarıçap ve yörünge parametreleri dolaysız yollarla hesaplanır. Bu bağlamda çift yıldızlar bizlere yani gökbilimcilere tek yıldızlara kıyasla daha fazla bilgi sunar. Yıldızların büyük bir bölümünün çift veya çoklu sisteme üye olmaları bakımdan çift yıldızlar bizler için çok önemli bir yere sahiptir.

Mizar çift yıldızının keşfiyle [13] başlayan Çift yıldız serüveni bu alandaki gözlemsel çalışmalar ile devam etmiştir. Bu süreçte gökyüzünde gördüğümüz çoğu yıldızın aslında çift veya çoklu sistem üyesi olduğu bulunmuştur. Çift yıldız gözlemlerinin artması ile artık bu sistemlerin nasıl sınıflandırılması gerektiği konusu birçok gökbilimci tarafından ele alınmıştır. Bu bağlamda en uygun sınıflandırma yıldızların spesifik fiziksel ve gözlemsel özelliklerine göre yapılmıştır. Yörünge parametrelerini elde etmek için kullanılan yöntemler; sistem geometrisine, gözlemciden uzaklığına, bileşenlerin göreli kütlelerine ve parlaklıklarına bağlı olarak değişir. Sonuç olarak, bu sınıflandırmaya göre çift yıldızlar altı alt başlık altında incelenecektir.

1.1.1. Optik Çift Sistemler

Gökyüzüne baktığımızda aynı görüş hattında bulunan ancak fiziksel olarak bir etkileşimde bulunmayan yıldızlar vardır. Bunlar 'görünür çiftler' olarak da adlandırılan optik çift sistemlerdir. Yani, bu sistemler fiziksel olarak ilişkili değildir. Sadece tesadüfi olarak aynı doğrultuda dizilim göstermişlerdir. Bu yıldızlar hem gözlemciye göre hem de birbirlerine göre farklı uzaklıklardadır. Ayrıca bu yıldız sistemlerinde bir etkileşim bulunmadığı için bileşen yıldızların kütlelerini belirlemede kullanışlı değildir. İkizler takımyıldızında bulunan Castor, optik çift yıldız sisteminin iyi bilinen bir örneğidir (Şekil 1.1).

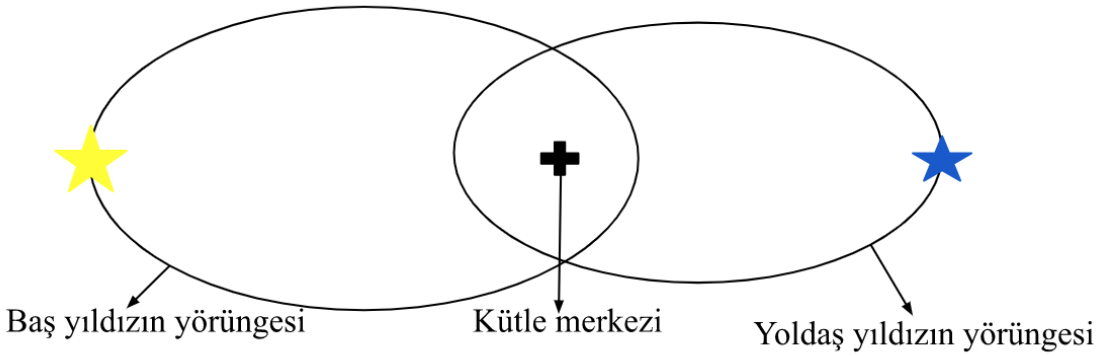


Şekil 1.1. Görselde ikizler takımyıldızının en parlak yıldızları yer almaktadır. Solda sarı renginde Pollux ve mavi renkli komşusu Castor görünmektedir. Her ne kadar renkleri çok farklı olsa da parlaklıkları aşağı yukarı aynıdır. Ayrıca Pollux'un uzaklığı 33 ışıkyılı iken Castor 51 ışıkyılı uzaklıktadır. Bu nedenle açı olarak birbilerine yakın görünmeleri onların astronomiksel olarak el verişli oldukları anlamına gelmez. (Kaynak: Rogelio Bernal Andreo (Deep Sky Colors))

1.1.2. Görsel Çift Sistemler

Bu sistemlerde bileşen yıldızlar birbirlerine fiziksel olarak bağlıdır. Bileşen yıldızların evrim durumları birbirini etkiler. Bileşenler ortak kütle merkezinde hareket ederler. Dolanma dönemleri bir yıl ile binlerce yıl arasında değişir. Ayrıca sistemin her bir üyesini teleskop ile gözlemlemek mümkündür. Görsel çift sistemlerin şematik gösterimi Şekil

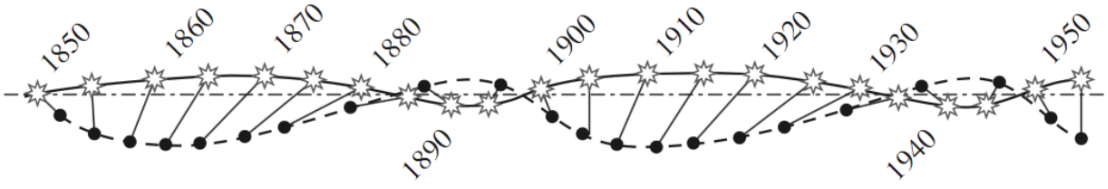
1.2'de verildi.



Şekil 1.2. Görsel çift sistemlerin şematik gösterimi.

1.1.3. Astrometrik Çift Sistemler

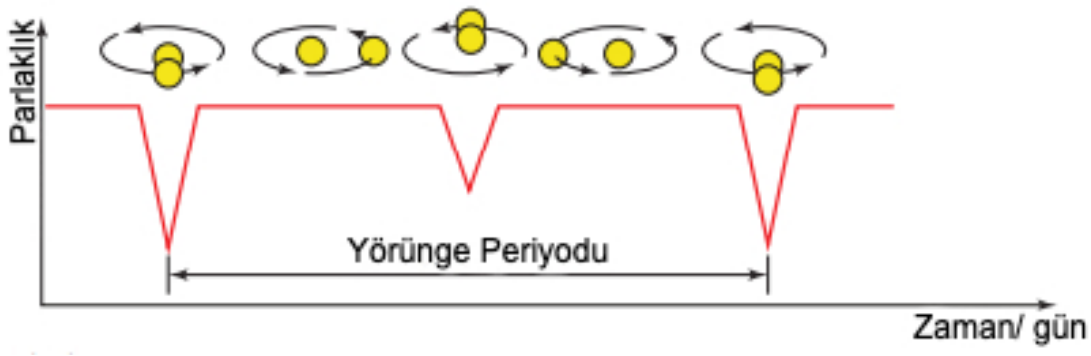
Teleskopla bakıldığında tek yıldız gibi görünürken, özünde çift sistem olan yıldız türlerine astrometrik çift sistemler denir. Bunlarda bir bileşen diğer bileşene göre önemli ölçüde parlaktır. Bu durumda daha az parlak olan yıldız diğer bileşenin devinim hareketi gözlemlenerek belirlenebilir. Örnek olarak Sirius(A+B) yıldızının gökyüzündeki yalpalanma hareketi verilebilir. Sirius yıldızı aslında ikili bir sistemdir, ancak Sirius A, Sirius B'den o kadar parlaktır ki, yalnızca Sirius A'yı görürüz. Sirius B, daha parlak olan Sirius A'nın astrometrik hareketi gözlemlenerek tespit edilmiştir (Şekil 1.3).



Şekil 1.3. Sirius A ve Sirius B'nin ortak kütle merkezi etrafındaki astrometrik hareketinin şematik gösterimi. Sirius A'yı (beyaz yıldız) ve Sirius B'yi (siyah daire) gösteriyoruz. Sirius sisteminin uzun vadeli (1844-1950) görünür hareketi temsil edilmiştir.

1.1.4. Örten Çift Sistemler

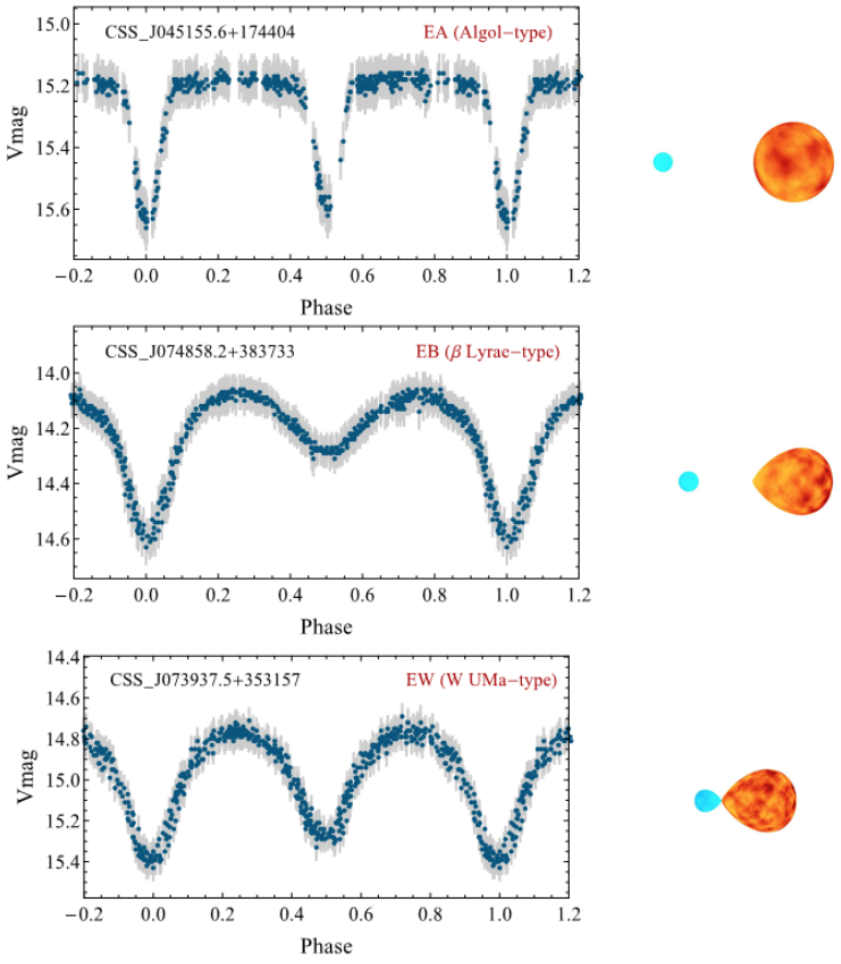
Örten çift sistemler, yörünge düzlemleri tesadüfen bizim görüş doğrultumuzla aynı hizada olan yakın ikili çiftlerdir. Bir yıldız diğerinin önünden geçerken diğerinden gelen ışığı gölgeler ve sistemin parlaklığında bir düşüş meydana gelir. Böylece periyodik değişkenlik gördüğümüz durumlardır (Şekil 1.4). En çok ışık, iki bileşenden sönük olanı daha parlak olanın önünden geçtiğinde kaybolur. Bunlar birincil tutulmalar olarak bilinir. Çoğu durumda, daha parlak yıldız da sönük olanın önünden geçerek ikincil bir tutulmaya neden olabilir. Birincil tutulmalar arasındaki zaman aralığı, sistemin yörünge periyoduna eşittir. Örten çiftlerin birbirine çok yakın olması, yıldızların nasıl evrimleştiğini önemli ölçüde etkileyebilir. Örten çiftlerin ışık eğrileri, yıldız bileşenlerinin boyutu/ yarıçapı, kütlesi, parlaklığı ve sıcaklığı gibi fiziksel özelliklerin belirlenmesinde önemli ipuçları verir.



Şekil 1.4. Örten çift sistemlerde zamana göre parlaklık değişimi.

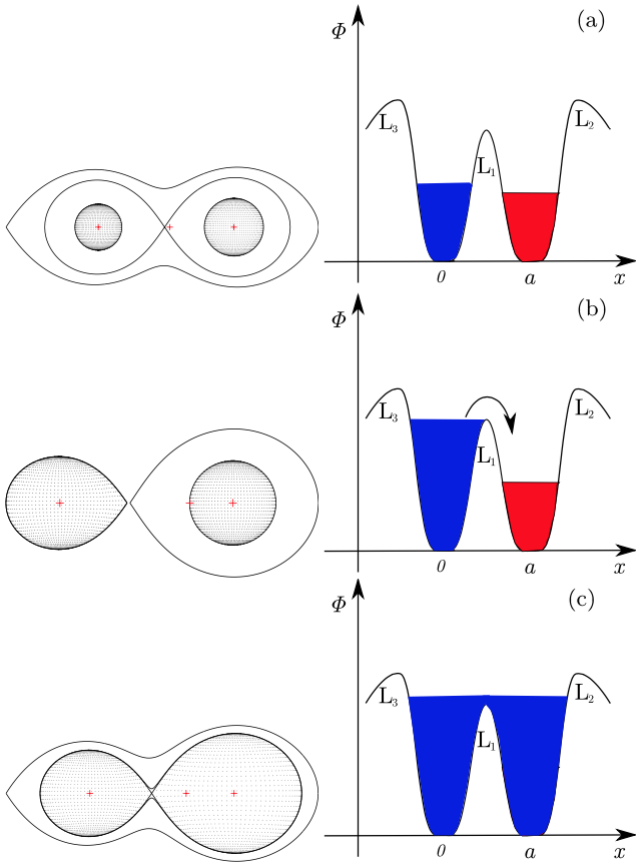
Örten çift sistemler aynı zamanda ışık eğrisi biçimine göre alt sınıflara ayrılır. Bunlar; i) Algol değişenler (Eclipsing Algol, EA), ii) Beta Lyrae tipi değişenler (Eclipsing Beta, EB) ve iii) W Ursae Majoris tipi değişenler (Eclipsing W, EW) türü çift sistemler olarak ele alınır. Örnek olarak Şekil 1.5'de üç sistemde verilmiştir.

Ancak günümüz biliminde fotometrik sınıflandırmanın yetersiz kalmasından dolayı çift sistemlerin eşpotansiyel yüzeylerine göre yeni bir sınıflandırma kullanılmaktadır.Bu sınıflama Roche modeline dayanır ve kendi içinde üç gruba ayrılır.



Şekil 1.5. Sol paneller: Farklı türdeki örten çift sistemlerin ışık eğrisine göre türleri. Paneller evreye karşılık V parlaklığına göre çizdirilmiştir. Sağ paneller: Örten çiftlerin görselleştirilmesi verilmiştir. Her görsel sırasıyla soldaki türe karşılık gelmektedir [1].

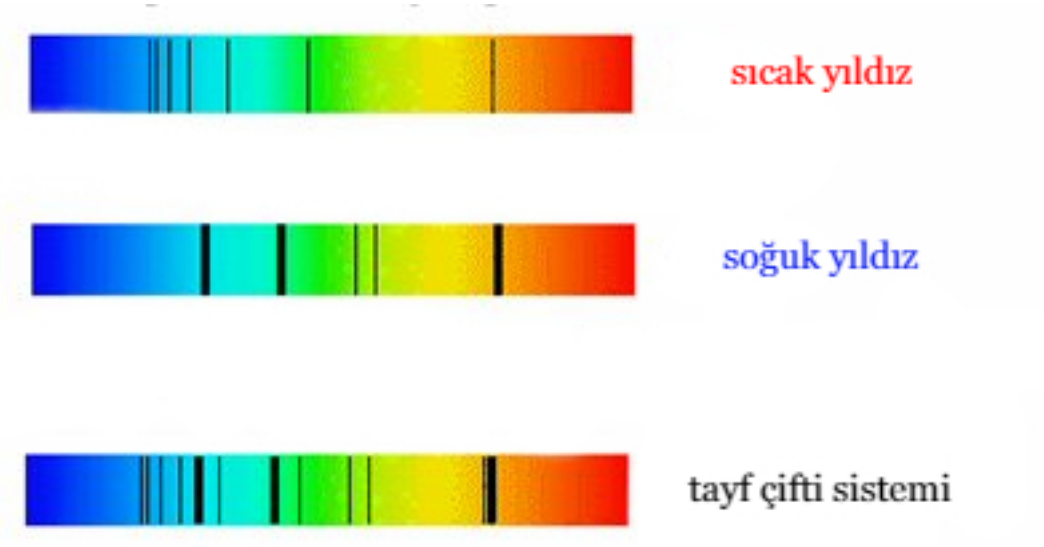
- **Ayrık Çift Sistemler:** Her iki bileşenin de Roche lobları içinde iyi durumda olduğu yani küreselliğini koruduğu sistemlerdir (Şekil 1.6 (a)). Yıldızlar neredeyse küresel kalır ve gelgit bozulması minimum düzeydedir. Yani fiziksel bir kontak yoktur ve her iki yıldız küreseldir.
- **Yarı Ayrık Çift Sistemler:** Bir yıldızın Roche lobunu doldurduğu ve bozulduğu sistemlerdir (Şekil 1.6 (b)). Muhtemelen iç Lagrangian noktasında baş yıldızdan yoldaş yıldızına yığılma yoluyla kütle aktarımı gerçekleşir.
- **Değen Çift Sistemler:** Her iki yıldız da Roche loblarını doldurduğunda ve esasen birbirleriyle temas halindeyken ortaya çıkan durumdur (Şekil 1.6 (c)). Bazı durumlarda, yıldızlar arasındaki ayrımı bulanıklaştıran ortak bir plazma zarfı da çifti çevreleyebilir. Bunlar genellikle ortak zarf veya aşırı temaslı değen çiftler olarak adlandırılır.



Şekil 1.6. Ayrık (a), yarı-ayrık (b) ve değen (c) sistemlerin Roche lobları içerisindeki görünümleri [2].

1.1.5. Tayf Çifti Sistemler

Teleskop gözlemleri ile tek yıldız olarak görülen ama sistemin tayfı alındığında iki bileşene ait tayf çizgileri gözleniyorsa bu sistemlere "tayf çifti" denir. Bir yıldız sistemi sıfırdan farklı bir dikine hıza sahipse, Doppler etkisi bu sistemin tayf çizgilerinin olması gereken dalgaboylarından farklı dalgaboylarına kaymasına neden olur. Çift sistemdeki yıldızlar, karşılıklı kütle merkezleri etrafında sürekli hareket halinde olduklarından, yörünge düzlemi görüş hattına tam olarak dik olmadığı sürece her yıldızın her tayf çizgisinin dalgaboyunda mutlaka periyodik kaymalar olması gerekir. Ancak bu sistemlerde tayf çizgilerinde dönemsel kaymalar meydana gelmez. Bu durumun sebebi, bu sistemlerin yörünge dönemlerinin çok uzun olmasından kaynaklanabilir. Yörünge düzlemi görüş hattına dik olduğu durumlarda Doppler etkisi önemsiz hale gelir. Bu durumda bile aşırı farklı tayfsal özelliklere sahip yıldızlardan tayf alınıyorsa her iki bileşene ait tayf elde edilebilir. Her halükarda, sistemdeki bir yıldız diğerinden çok daha parlak değilse ve yıldızlar ayrı ayrı çözümlenemiyorsa, üst üste binen zıt Doppler-kaydırmalı tayfı gözlemleyerek sistemi tayf çifti olarak tanımlamak mümkün olabilir (Şekil 1.7).

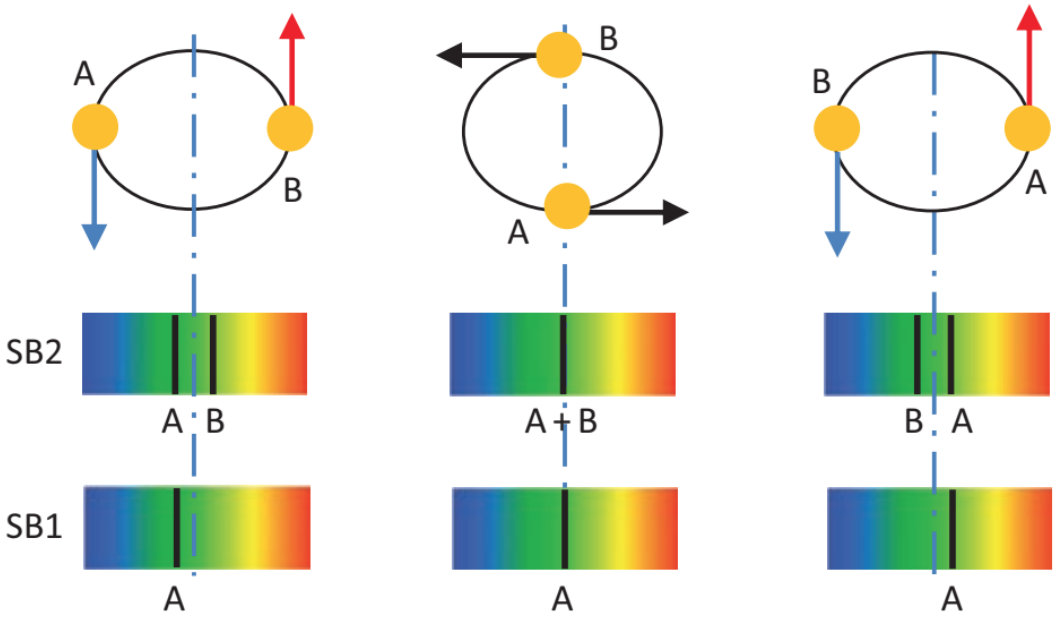


Şekil 1.7. Doppler kaymasına göre tayf çifti sistemin tayf çizgilerinin gösterimi.

1.1.6. Tayfsal Çift Sistemler

Tayfsal çift sistemler, bileşen yıldızların biribirlerine çok yakın olduğu sistemlerdir. Genellikle tek bir yıldız olarak gözlenirler. Çift sistem oldukları tayflarının incelenmesi ile anlaşılır. Sistemdeki yıldızların parlaklıkları birbine yakın değerlerde ise, gözlenen tayfta bileşen yıldızların her birine ait olan tayf çizgisi görülür. Bu bileşke tayf olarak adlandırılabilir. Tayf çizgileri evre dağılımına göre birbirine zıt yönde yer değiştirir.

Bu sistemlerde de bileşenler ayrı ayrı gözlenmez ve tayf çizgilerindeki kaymalardan sistemin tayfsal çift olduğu anlaşılır. Tayf Çifti Sistemlerden farklı olarak bu sistemlerin tayfındaki çizgiler dönemli olarak dalgaboyu ekseninde salınımda bulunur. Bu durum dönemlerinin kısa olması ve görüş hattımız boyunca yıldız hızının periyodik olarak değiştiğinden ileri gelir.



Şekil 1.8. SB1 ve SB2 sistemlerinin tayflarındaki Doppler etkisi ile oluşan çizgilerin gösterimidir. [3].

Tayfsal çift sistemler, bileşenlerin her ikisinden veya sadece bir bileşeninden tayf bilgisi almamıza bağlı olarak tek-çizgili tayfsal çift (single-lined Spectroscopic Binary, SB1) ve çift-çizgili tayfsal çift (double-lined Spectroscopic Binary, SB2) olmak üzere iki alt sınıf ayrılır. SB1'de bileşen yıldızlardan birinin daha sönük olduğu durumda, sönük bileşene

ait tayfsal çizgi yapısı gözlenmez. SB2'de ise bileşen yıldızların ışınım güçleri birbirine yakındır. Dalgaboyu ekseninde zıt fazda hareket eden iki adet tayfsal çizgi ile karşılaşılır. Şekil 1.8'de bu olay bir görsel ile açıklanmıştır.

Tayfsal çift sistemler, gökbilimi için muazzam bir değere sahiptir. Çünkü bileşen yıldızların hızları ve yörünge periyodunun bilinmesi ayrıca tutulmalardan elde edilen bilgiler ile yıldızların kütlelerini hesaplayabiliriz. Tutulmaların uzunlukları ile yıldızların yarıçaplarını belirleyebiliriz. Tayf türleri yıldız sıcaklıkları hakkında bilgi içerdiğinden hem yarıçap hem de etkin sıcaklık ile iki yıldızın mutlak parlaklıklarını hemen hesaplayabilir. Tüm bu bilgileri ölçtüğünüz kütlelerin evrimsel izleriyle karşılaştırılabilir.

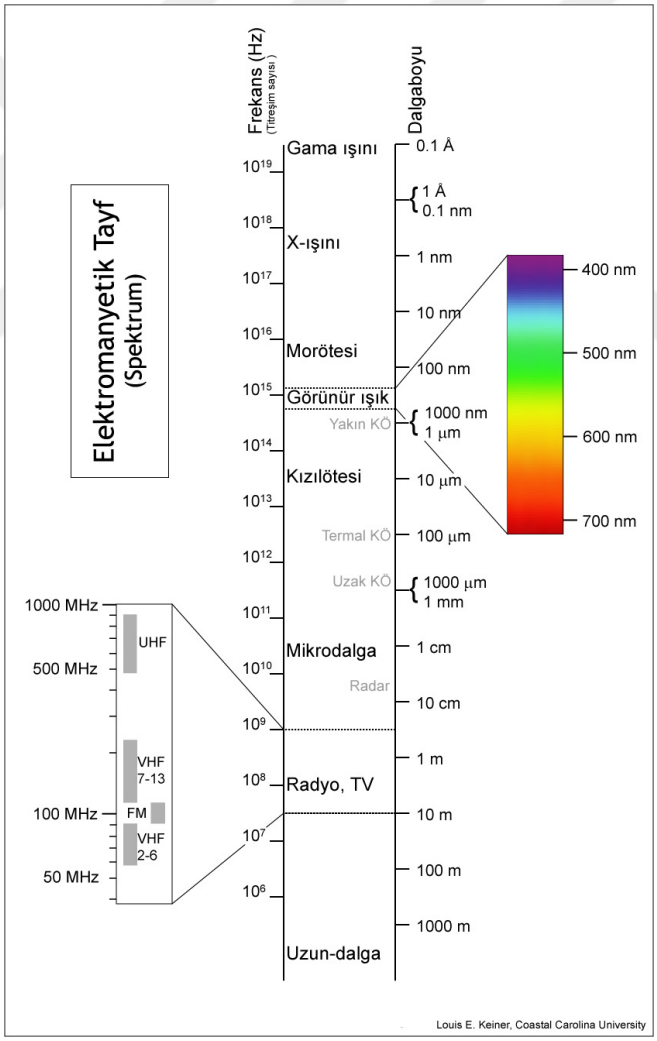
1.2. Tayfsal Analiz

Son yıllarda çift yıldızların tayfsal analizi için birçok yöntem geliştirilmiştir. Bu yöntemlere 1.4. bölümde değinilecektir. Bu bölümde ise tayf yapısına, çizgi şiddetine, çizgi profiline, çizgi yapsına etki eden faktörlere ve son olarakta bolluk analizine değinilecektir.

Tayfsal analiz için ilk olarak yıldıza ait tayf verisinin elde edilmesi gerekir. Bunun için öncelikle herhangi bir gözlemevinden (örn. Doğu Anadolu Gözlemevi, DAG) uygun teleskoplarla gözlem yapılması gerekir. Başka bir alternatif çözüm yolu ise daha önce gözlemi yapılmış ve gözlem verilerinin saklandığı veri sitelerinden (örn. PolarBase, ESO) uygun yıldızın verilerini indirmektir. Elde edilen bu tayfların farklı evrelerde olması önemlidir. Elde edilen bu tayflar akı normalizasyonu yapılmamış ham tayflardır. Bundan dolayı tayf analizinden önce akı normalizasyonu yapılması gerekir. Bu süreçten sonra tayflar dalgaboyuna karşılık normalize akı değerine göre çizdirilir. Tayf çizgilerinin şiddetini gözle tahmin etmek oldukça basit gibi görülebilir. Ancak Bazı sistemlerde çok derin ve çok geniş çizgiler bulunabilir. Bu çizgilerin kıyaslamasını yaparken bazı yöntemleri kullanmak daha anlamlıdır.

1.2.1. Tayf ve Tayf Çizgi Yapısı

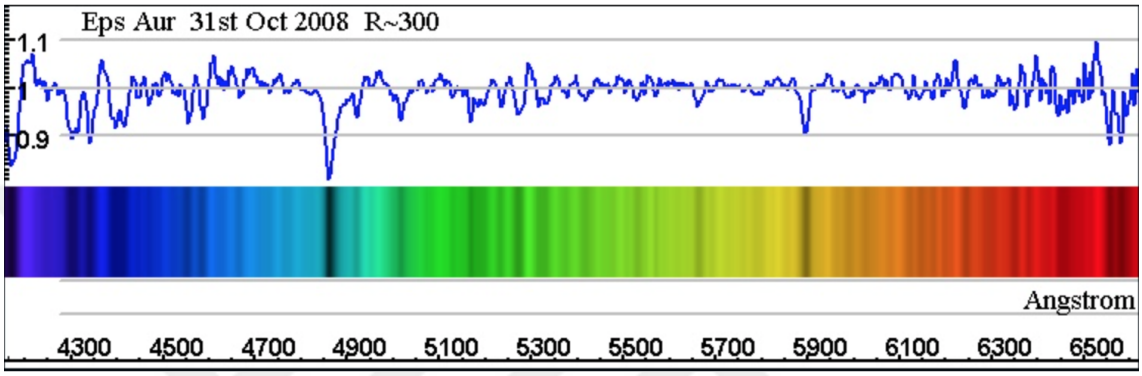
Tayf, ışınım yapan bir kaynaktan gelen enerjinin dalgaboyuna göre dağılımı olarak tanımlanır. Yani, ışık kaynağının belirli bir dalgaboyu aralığında yaydığı enerjidir. Tayfin en bilinen örneği, güneş ışığının yağmur damlaları tarafından bileşen renklerine dağıldığı doğal gökkuşağıdır. Işık kaynakları, elektromanyetik tayfin her bölgesinde ışınım yaparlar. Bu bölgeler dalgaboyu aralığına göre isimlendirilir. Şekil 1.9'de de görüldüğü üzere, sırasıyla kısa dalgaboyundan uzun dalgaboyuna göre γ-ışın, X-ışın, morötesi, kızılötesi, optik, mikro dalga ve radyo bölgesi olarak rejimlere ayrılır.



Şekil 1.9. Elektromanyetik tayf bölgelerinin gösterimi. Elektromanyetik tayf kısa-dalga boyundan uzun-dalga boyuna kadar olan geniş bir aralığı kapsamaktadır (Kaynak: Wikipedia).

Farklı dalgaboylarında yayımlanan elektromanyetik ışınımın dağılım grafiği, ışınım

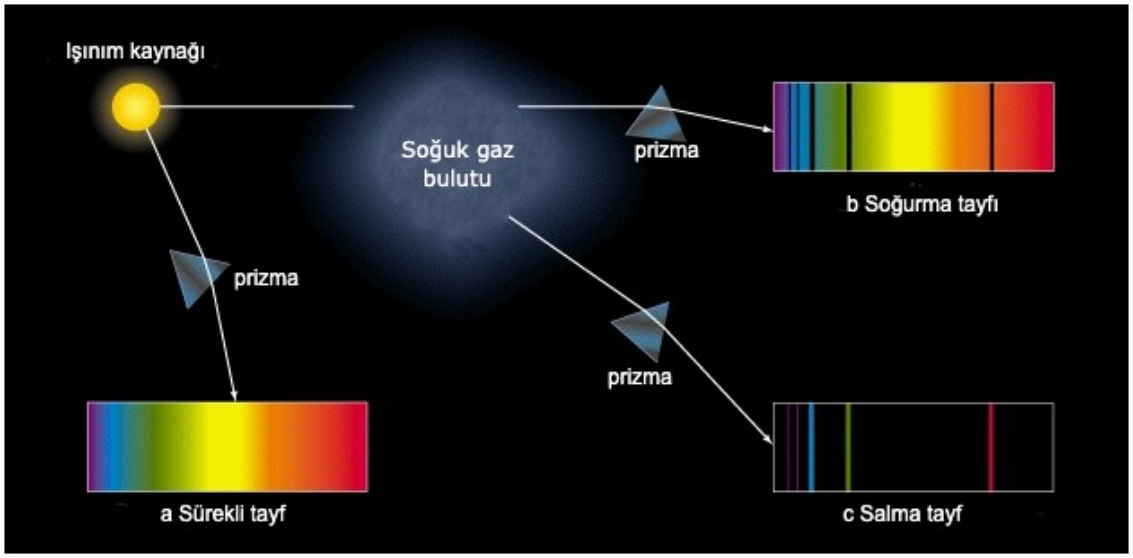
yapan kaynak hakkında bize bilgiler sunar. Kayanğın atom ve molekül yapısını bu sayede inceleyebiliriz. Örnek olarak, şekil 1.10'da verilen belirli bir dalgaboyu aralında alınan ışınım kaynağı ve Echelle tayfı verilmiştir. Şekilde de görüldüğü üzere tayftaki soğurma veya salma çizgileri, aynı dalgaboyunda Echelle tayfta karanlık veya parlak çizgilere denk düşmektedir. Buradaki 4861 Å dalgaboyundaki H_β soğurma çizgisinin çok siyah olmasının nedeni süleklilikten daha düşük bir değerde olmasıdır.



Şekil 1.10. Şeklin üst kısmında normalize akı değerine karşılık dalgaboyunda Eps Aur yıldızına ait 31 Ekim 2008 tarihinde alınmış tayfı görülmektedir. Hemen altında da Echelle tayftaki görüntüsü görülmektedir. Tayflar 4100 ila 6700 Å aralığındadır. (Kaynak: threehillsobservatory.co.uk)

Kirchhoff yasalarına göre üç ana tayf türü vardır. Bunlar sürekli, salma ve soğurma tayfıdır. Parlaklık bir grafik olarak dalgaboyuna karşı çizilirse, sürekli bir tayf keskin çıkışlar veya düşüşler olmayan düz bir çizgidir(Şekil 1.11,a). Salma tayf çizgileri, nispeten dar ani artışlar veya yoğunluk zirveleri olarak gösterilir(Şekil 1.11,c). Soğurma tayf çizgileri, sürekli bir tayf yoğunluğundaki nispeten dar düşüşlerdir(Şekil 1.11,b). Her üç tür de aynı ışınım kaynağının tayfında mevcut olabilir.

Bir yıldız tayfının görünümüne göre sınıflandırmalar oluşturulmuştur. Yıldızın tayf tipi esas olarak yüzey sıcaklığını yansıtmaktadır ancak bir parlaklık sınıfı da (yıldızın bir cüce ya da dev olması fark etmeksizin) sıklıkla sınıflandırmaya dahil edilmektedir. Yıldızların tayfsal özellikleri ve sıcaklıkları arasındaki bağıntının anlaşılması üzerine Harvard Sınıflaması olarak da bilinen tek boyutlu tayfsal sınıflama ortaya çıkmıştır. Halen kullanılan bu sınıflandırma temel türler: O, B, A, F, G, K ve M tayf sınıflarıdır (Tablo 1.1). Ana sınıflar, 0'dan 9'a kadar sayılarla gösterilen en fazla 10 alt bölüme sahiptir(örn. B0, G5). Tablo 1.1'de yıldızların temel tayfsal sınıfları verilmiştir. Günümüzde bu tayf türlerine eklemeler yapılmış ve bazı türlerin alt sınıfları oluşturulmuştur. O alt sınıfı olan



Şekil 1.11. Kirchhoff yasalarına göre, ışınım yapan bir kaynağın tayfında üç temel yapı vardır; süreklilik, soğurma çizgileri ve salma çizgileri. Görseldeki (a) durum, akkor halindeki katı, sıvı veya sıkıştırılmış gaz tarafından meydana gelir. Bu da sürekli tayf olarak adlandırılır. (b) durum sağurma tayfıdır; Sürekli tayf veren bir ışınım kaynağının önünde, kaynaktan daha soğuk bir gaz bulutu varsa prizmadan geçen ışınım sürekli tayf üzerinde karanlık çizgiler oluşturacaktır. Son olarak salma tayfı olan (c) durum, doğrudan soğuk gaz tarafından gelen ışınımın sonucu olarak ortaya çıkar. Bu durumda karanlık tayf üzerine parlak çizgiler oluşur. (Kaynak: sites.ualberta.ca)

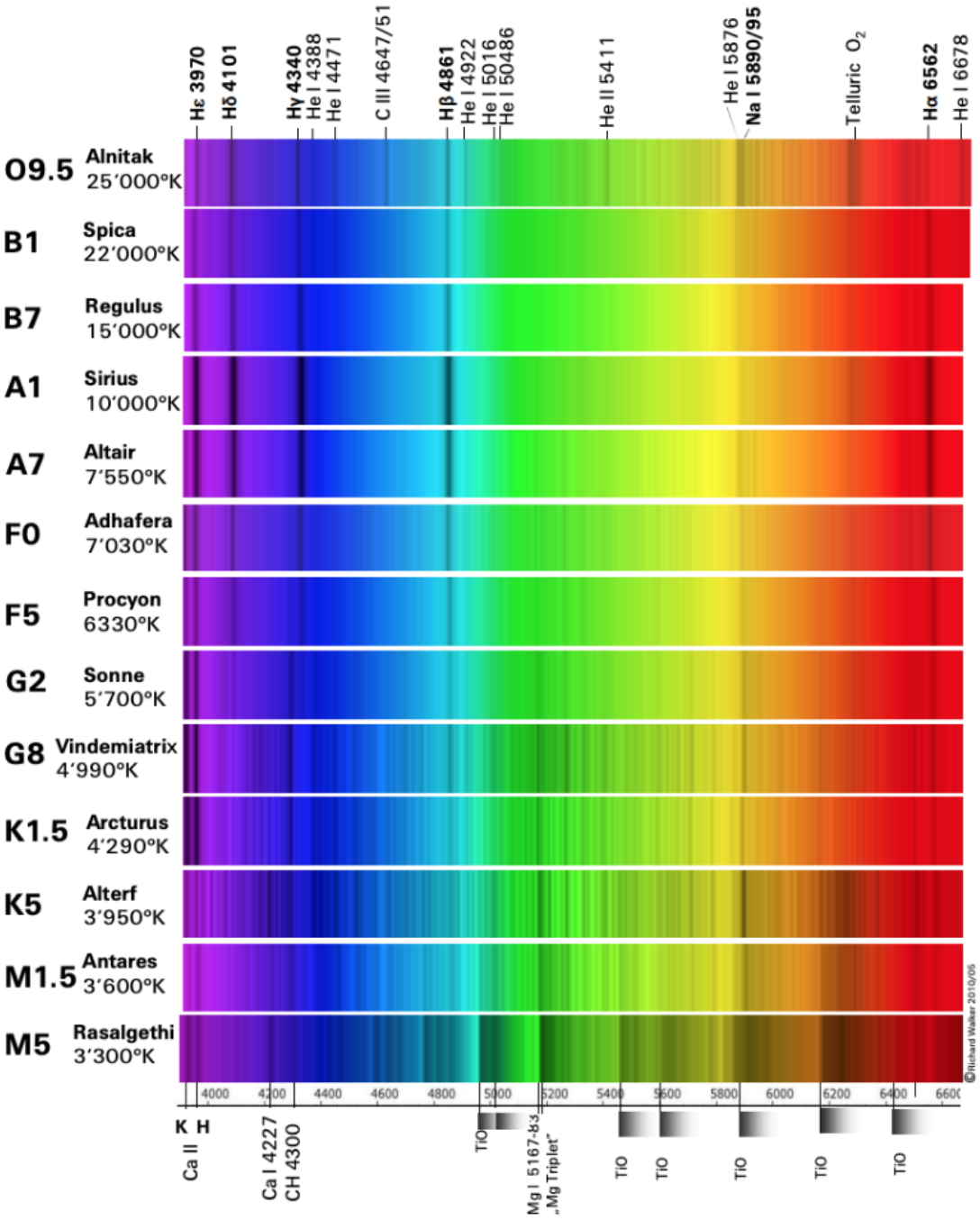
WN ve WC sınıfları birlikte WR (Wolf-Rayet) şeklinde adlandırılmaktadır. G'nin alt sınıfında yer alan R ve N yıldızları birlikte C sınıfı olarak da isimlendirilmektedir. K'nın alt sınıfı olarakta S karşımıza çıkmaktadır. Benzer olarak M tayf türünden sonra gelecek şekilde L, T ve Y sınıfları eklenmiştir. O, B, A, F, G, K ve M tayf sınıflarına ait ayrıntılı görseller Şekil 1.12 ve Şekil 1.13'de verilmiştir. Yıldızların renkleri üzerine yapılan çalışmalar ile tayfsal sınıflamanın sıcaklığın bir belirteci olduğu anlaşılmıştır. Ancak aynı tayf türüne ait yıldızların yarı çaplarının çok geniş bir aralığa yayıldığı gözlenmiştir. Bu durum, yıldızların yarı çapları ve parlaklıkları arasında bir bağıntı olması gerektiğini ortaya koymuştur. Hertzprung ve Russell tarafından ilk kez çizilen diyagramda, uzaklığı bilinen yıldızların mutlak parlaklıkları ve sıcaklıkları dikkate alınmıştır. Bu çalışmanın temelinde devam eden araştırmalar ile 1900'lerin başında Morgan Keenan ve Kellman işbirliği ile yıldızların sınıflamasına ikinci boyut olan ışınım gücü sınıflaması eklenmiştir. Yıldızların Luminositesi; $L = 4\pi R^2 \sigma T^4$"yarıçapın karesi ve sıcaklığın dördüncü kuvveti ile orantılıdır. Parlaklık ise Luminositenin logaritmik formu ile orantılıdır. Ancak yıldızların parlaklığına etki eden bir başka bileşen uzaklık olduğundan, tüm yıldızların sabit bir (10 pc) uzaklıktaki parlaklığı olan Mutlak Parlaklık kullanılması, kıyaslama yapabilmeye imkân vermektedir. MKK sınıflaması olarak da isimlendirilen ışınım gücü sınıflaması, şöyle verilir: Ia ve Ib, süper devler; II, parlak devler; III, devler; IV, alt devler; V, anakol yıldızları; VI, alt cüceler; VII/Wd, beyaz cüceler. Buna göre bir yıldızın tayf türü, Harvard sınıfı ve MKK sınıfı yan yana verilecek şekilde tanımlanmaktadır. Örneğin Güneş, G2V sınıfından bir yıldızdır. Sirius'un birinci bileşeni A1V ve ikinci bileşeni ise A5Wd (ya da A5VII) sınıfındandır. Aynı tayf türünden dev ve cüce yıldızların belirlenebilmesi için çeşitli tayf çizgilerinin çizgi şiddetlerinin oranları kullanılmaktadır. Harvard ve MKK sınıflamalarının bir birleşimi kısaca H-R diyagramı olarak adlandırılmaktadır. H-R diyagramına göre, x-ekseninde tayf türü, sıcaklık, B-V rengi, y-ekseninde mutlak parlaklık, luminosite (Işıma gücü) yer almaktadır.

1.2.2. Çizgi Şiddeti

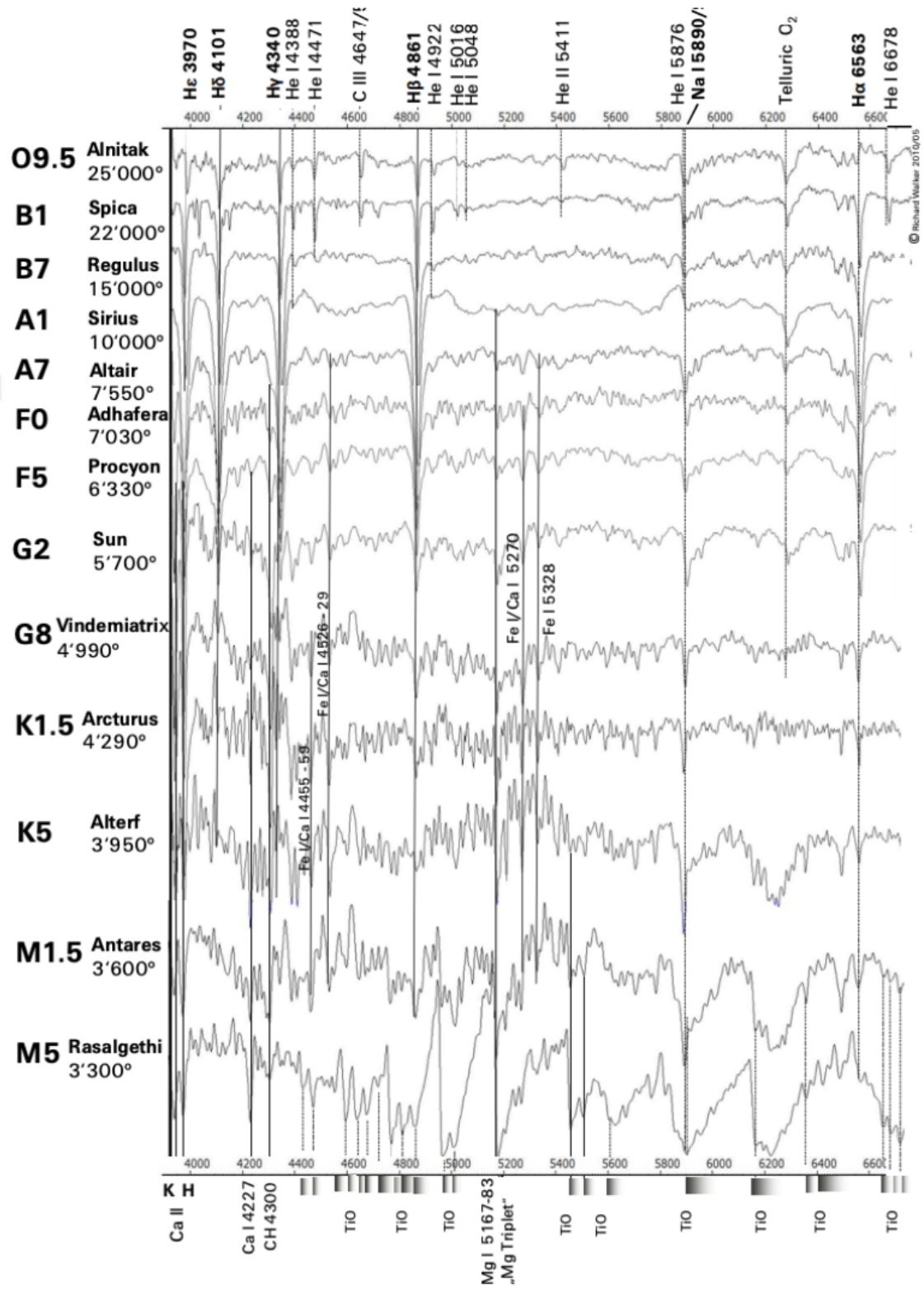
Çizgi şiddeti, en basit tanımıyla tayftaki bir atom veya molekül çizgisinin hangi dalgaboyunda olduğu gösteren salma veya soğurmalardır. Yıldızlara ait tayfsal çizgi yapıları kimyasal bolluk ile ilişkili bir şekilde atış gösteren çizgi şiddetiyle yakından ilişkilidir. Kısacası bolluk arttıkça, çizgi şiddeti artmaktadır. Örneğin, soğurma çizgileri

Tablo 1.1. Tayf türleri ve özellikleri.

Tayf Türü	Sıcaklık Aralığı	Görünür Tayfın Genel Özellikleri
O	>25000 K	Sıcak ve büyük kütleli yıldızlardır. Mavi renktedirler. Nispeten az soğurma çizgisi barındırır. İyonize He çizgisi çok baskındır, iki kat iyonize N, üç kat iyonize Si gibi metal çizgileri gözlenir. Zayıf H çizgileri vardır.
B	11000-25000 K	Nötr He, tek iyonize O ve Mg çizgileri baskındır. Mavi/beyaz renktedirler. Beklenenden daha güçlü He çizgileri vardır.
A	7500-11000 K	Beyaz renktedirler. H Balmer çizgilerinin en şiddetli görüldüğü tayf türüdür.Tek başına iyonize Mg, Si, Fe, Ti, Ca vb. ve bazı nötr metaller barındırır.
F	6000-7500 K	Sarı/beyaz yıldızlardır. H daha zayıftır. Nötr metal çizgileri gözlenir. Genelde metalce zengin yıldızlardır. Tek başına iyonize Ca, Fe, Cr.
G	5000-6000 K	İyonize Ca en belirgin olanıdır. İyonize ve nötr metallerin ve CH molekülünün birçok çizgisi bulunur. Sarı renktedirler. Güneş G2 tayf türünde bu sınıfta bulunur. Balmer çizgileri zayıftır.
K	3500-5000 K	Nötr metaller baskındır. CH molekülü gözlenir. Turuncu rentedirler. molekül bant yapıları vardır.
M	<3500 K	Nötr metallerin ve TiO molekülünün güçlü çizgileri vardır. Kırmızı renkleri vardır. Genellikle evrimleşmiş yıldızlardır.



Şekil 1.12. O, B, A, F, G, K ve M tayf sınıfında bulunan yıldızlar ve bunlara karşılık gelen tayfları gösterilmektedir. Her bir yıldızın tayfında görülen soğurma çizgileri siyah olarak karşımıza çıkmaktadır. Şekilde x-ekseninde dalgaboyuna karşılık, y-ekseninde tayf türleri ve sıcaklıkları bulunur. Ayrıca şeklin altında ve üstünde soğurma çizgilerinin isimleri ve hangi dalgaboyuna karşılık geldikleri belirtilmiştir. [3]



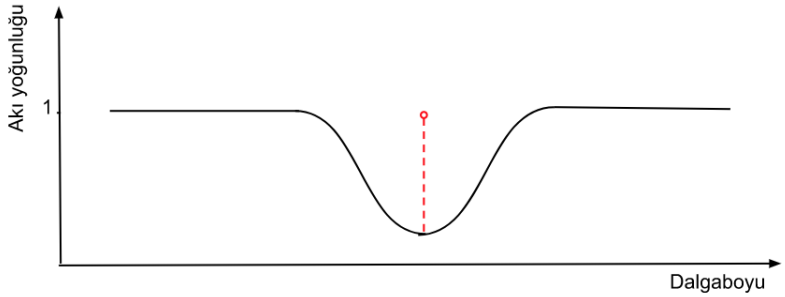
Şekil 1.13. Şekil 1.12'ye benzer olarak oluşturulmuştur ancak yıldızlar bu şekilde yoğunluk profilleri ile temsil edilmektedirler. [3]

tayfta karanlık çizgiler olarak gözükürler. Eğer bir başka tayf alıp aynı dalgaboyuna aralığını gözlemlersek ve bu bölge daha karanlıksa, bu durumda gözlenen çizginin şiddeti daha azdır. Daha az karanlık olduğu durumda ise çizgi şiddeti daha fazla olur. Çizgi Şiddetini tanımlayan parametreleri alt başlıklar altında incelenebilir. Bunlar;

- **Çizgi Derinliği:** Çizgi derinliği, çizginin şiddetini tanımlamak için kullanılan bir parametredir. Çizginin merkezinin, sürekliliğe kıyasla ne kadar derin olduğunu tanımlar. Çizgi derinliği, ölçümü basit bir parametre olsa da soğurma çizgisini oluşturan soğurucu gaz hakkında önemli bilgiler sağlar. Derinlik değeri, ilk önce her bir çizginin en derin noktası belirlenip ardından normalize edilerek hesaplanır. Çizginin merkez dalgaboyunu λ_0 alırsak, sürekliliği tanımlayan 1 değeri ile λ_0'a karşılık gelen değer arasındaki fark bize derinliği verecektir (Şekil 1.14). Yani çizgi derinliği d,

$$d = 1 - f(\lambda_0) \tag{1.1}$$

olarak hesaplanır. Burada (λ_0) çizginin merkez dalgaboyu, 1 ise sürekliliği tanımlar.



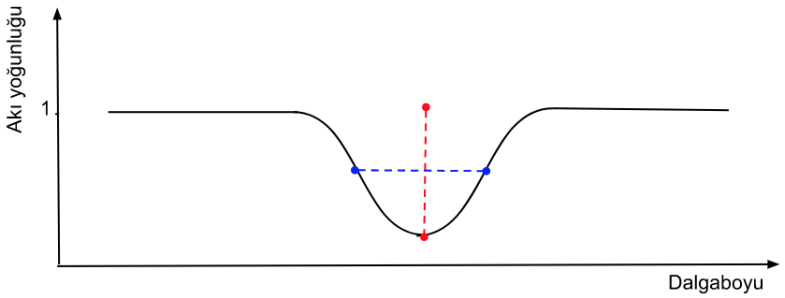
Şekil 1.14. Çizgi derinliğini tanımlamak için oluşturulan görsel. x-ekseninde dalgaboyu, y-ekseninde normalıze akı yoğunluğu değeri bulunur. Şekildeki kırmızı kesikli çizgi normalize akı değerinden başlayarak merkez dalgaboyu λ_0'a kadar çizilmiştir.

- **Çizgi Genişliği:** Yarı Yükseklikteki Tam Genişlik Hesabı olarakt bilinir. Bu tanımlama sıklıkla YYTG kısaltması ile kullanılır. En kısa tanımıyla YYTG değeri, yoğunluğun maksimum olduğu noktadan itibaren yarı yüksekliğinde çizgi genişliğidir. Yani, önce çizginin derinliği hesaplanır ve böylece çizgi derinliğinin yarı değeri elde edilir. Bu yarı değere karşılık gelen düz çizgi boyunca, çizginin tam genişliği hesaplanır (Şekil 1.15).

YYTG hesabı için öncelikle Çizgi Derinliği (d) hesplanır. Ardından çizginin yarı yüksekliği (Şekil 1.15'deki mavi çizgi) hesaplanır. Yarı yükseklik hesabı;

$$YY = 1 + \frac{d}{2} \tag{1.2}$$

şeklindedir. Çizginin kırmızı kanadında YY değerinin görüldüğü dalgaboyu ve çizginin mavi kanadında YY değerinin görüldüğü dalgaboyu arasındaki fark bize YYTG sonucunu verir (Şekil 1.15')deki mavi kesikli çizginin iki ucu arasındaki fark).



Şekil 1.15. Çizgi genişliğini tanımlamak için oluşturulan görsel. x-ekseninde dalgaboyu, y-ekseninde normalize akı değeri bulunur. Soğurma çizgisinin ortasındaki kırmızı kesikli çizgi, çizgi derinliğini temsil etmektedir. Mavi kesikli çizgi ise çizgi derinliğinin yarı yüksekliğinde yatay olarak ölçülen çizgi genişliğini tanımlar.

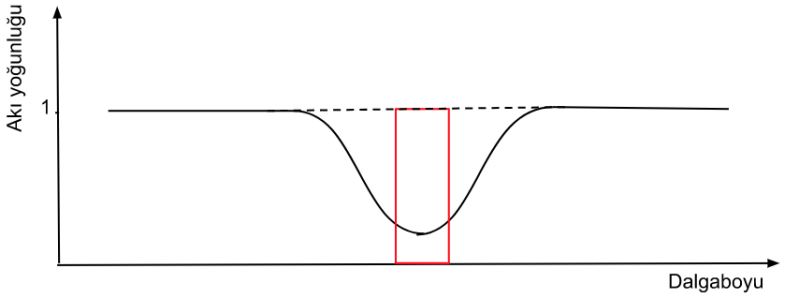
- **Eşdeğer Genişlik Hesabı:** Eşdeğer genişlik, çizginin şiddetini ölçmek için en çok kullanılan parametredir. Bu parametre, bir anlamda çizginin alanını vermektedir. Eşdeğer genişlik tanımlaması gereği, x eksenindeki değerlerin y eksenindeki değerlerle çarpımı olduğundan, çizginin süreklilik ile arasında kalan alanı vermektedir. Akı yoğunluğu değeri normalize edildiğinden birimsizdir. Bu nedenle eşdeğer genişlik tanımlamasının birimi; dalgaboyu birimine eşittir ve genellikle Å olarak verilir. Eşdeğer genişlik hesabı için,

$$EG = \frac{Cizgi\ profil\ alani}{Normalize\ aki\ degeri} \tag{1.3}$$

ifadesi kullanılır. Eş değer genişlik, çizginin alanına eşit bir alan sahip olan ve yüksekliği sürekliliğin yüksekliği ile aynı olan bir dikdörtgenin genişliği şeklinde tanımlanır. Şekil 1.16'da gösterilen kırmızı dikdörtgen alanı eşdeğer genişliği temsil

etmektedir. Normalize edilmiş tayflarda süreklilik 1'e eşit olacağından, normalize akı değeri bir olarak alınmıştır. Bunun matematiksel ifadesi de denklem 1.4'te verilmiştir.

$$EG = \int (1 - f_\lambda) d\lambda \tag{1.4}$$



Şekil 1.16. Eşdeğer genişliği tanımlamak için oluşturulan grafik. Burada kırmızı dikdörtgen alanı eşdeğer genişlik olarak tanımlanır.

1.2.3. Çizgi Profili

Çizgi şiddetini tanımlamak için tanımlanan parametreler, ölçümlerin sayısal değerini gösterdiği için kıyaslamak daha kolay hale gelmektedir. Bunun yanında tayf yapısı hakkında bilgi sahibi olmak için gauss profili, bisektör hesabının yapılmasına ayrıca tayfsal çizgilerin dönemli kaymalarında ölçülen dikine hız hesaplaması hakkında bilgi verilecektir.

Çizgi profili, Gauss profili olarak da isimlendirilir. Tayfta gözlenen soğurma ve salma çizgilerini matematiksel bir model kullanarak tanımlamak çoğunlukla mümkündür. Tayf çizgi yapılarını modelleme en sık kullanılan profiller, Gauss, Lorentz ve Voigt profilleridir (Şekil 1.17). Bu profil yapılarına ait temel denklemler 1.5 , 1.6 ve 1.7'de verilmiştir.

Gauss Profili;

$$G(\alpha, \mu, \sigma; \lambda) = \alpha e^{\frac{-(\lambda-\mu)^2}{2\sigma^2}} \tag{1.5}$$

şeklinde tanımlanır. α, μ ve σ parametreleri eşitlikte serbest parametrelerdir. Bu parametrelerden α, çizginin derinliğini etkileyen bir çarpandır. μ çizginin merkeze göre

ne kadar kayacağını belirler.σ ise çizginin ne kadar basık ya da sivri olduğunu tanımlayan parametredir, YYTG değerinin yarısına karşılık gelmektedir.

Lorentz Profili;

$$L(\alpha, \mu, \sigma; \lambda) = \frac{\alpha}{1 - (\frac{\lambda - \mu}{\sigma})^2} \tag{1.6}$$

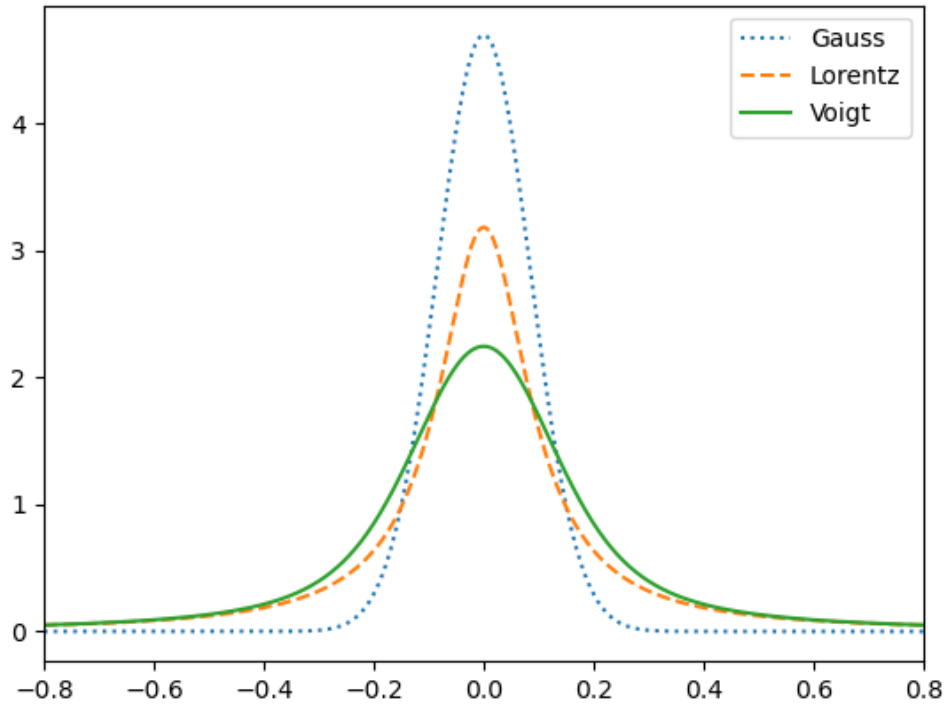
ile verilir. Lorentz için verilen parametrelerin tanımlamaları Gauss Profilindeki tanımlamalarla aynıdır.

Voigt Profili;

$$V(x, x'; \lambda) = \int G(x; \lambda) L(x'; \lambda) dx \tag{1.7}$$

ile verilir. Burada, $x = (\frac{\lambda - \mu}{\sigma})^2$ şeklinde tanımlanır. Voigt Profili; Gauss ve Lorentz Profilleri gibi basitçe hesaplanamamaktadır.

Şekil 1.17'de Gauss, Lorentz ve Voigt fonksiyonları verilmiştir. Bunlar çizgi profillerini tanımlarlar. Görüldüğü üzere, Gauss eğrisi diğer eğrilere kıyasla kanatlarda biraz daha basıktır. Lorentz ve Voigt profilleri de çizgilerinin başlangıç ve bitişini işaret eden omuz bölgelerinde daha baskındır. Bu üç profil arasındaki en büyük fark, çizgi yapısını ne yönde ifade ettiğidir. Örneğin, Gauss profili Doppler etkisinden dolayı bir çizginin yapısını açıklar, Lorentz profili ise çarpışma sonucu meydana gelen çizgi yapısı hakkında açıklık getirir. Voigt profili de bu iki olayı aynı anda ifade eder ve tayfsal enerji dağılımlardaki çizgilerin modellenmesi için en uygun profildir.



Şekil 1.17. Python ile Gauss, Lorentz ve Voigt çizgi profilleri çizdirilmiştir. Apsiste -0.8 ila 0.8 arasında frekans aralığı ve buna karşılık ordinatta σ değeri verilmiştir. Mavi ince çizikli çizgi Gauss profiline, turuncu geniş aralıklı çizgi Lorentz profiline ve yeşil sürekli çizgi de Voigt profiline aittir. α ve γ değerlerin her biri 0.1'dir.

1.2.4. Tayf Çizgi Yapısına Etki Eden Faktörler

- **Tayfsal Çözünürlük(R):** Tayf çekerler, tek bir demet halinde gelen ışığı yayarak renklerine ayırmak için kullanılırlar. Işığın ne kadar yayılacağı çözünürlük ile ifade edilir. Tayfsal çözünürlük nekadar iyi ise birbirine yakın olan tayfsal çizgiler daha iyi gözlenir. Tayfsal çözünürlük;

$$R = \frac{\lambda}{\Delta\lambda} \tag{1.8}$$

  eşitliği ile verilir. Burada λ gözlenen dalgaboyu ve $\Delta\lambda$ iki dalgabuyu arasındaki farktır.

- **Sinyal/Gürültü Oranı (SNR):** Bir tayf gözleminde kullanılan aletlerin hassaslığının yanı sıra, fotonların kendi doğası da gürültü oluşumuna sebep olmaktadır. Gürültünün normal dağılıma uyduğu durumlarda SNR oranı basitçe şöyle hesaplanabilir:

$$\frac{S}{N} = \frac{\mu}{\sigma} \tag{1.9}$$

  Burada μ ve σ, gürültüyü tanımlayan Gauss Dağılımının ortalama ve standart sapma değerleridir. Tayf üzerinde, çizgilerden uzak bir aralık seçilerek bu aralık içerisinde kalan değerlerin ortalama ve standart sapmalarının farkı hesaplandığında SNR elde edilmiş olur. Çok düşük SNR değerleri, tayf çizgilerinin derinlik, genişlik ve eşdeğer genişlik gibi parametrelerinin hatalı ölçülmesine neden olabilmektedir. Gözlemler sırasında poz süresinin uzun tutulması SNR değerini arttıran bir etkidir.

- **Doppler Kayması:** Doppler kayması, dalgakaynağının ve gözlemcinin birbirine göre yaklaşıp veya uzaklaşırken elektromanyetik ışınımın gözlenen frekansı ve dalgaboyundakı değişikliği ifade eder. Tayf maviye kayarsa, nesne bize yaklaşıyordur ve dikine hız verktörünün değeri negatif olur. Ancak tayf kırmızıya kaymışsa eğer nesne bizden uazaklaşıyordur. Çizginin kayma değeri ile hız arasındaki bağıntı, ışık hızına yakın olmayan hız değerleri için, basitçe Doppler formülü ile hesaplanabilir. Şöyle ki ν_r hız değeri için,

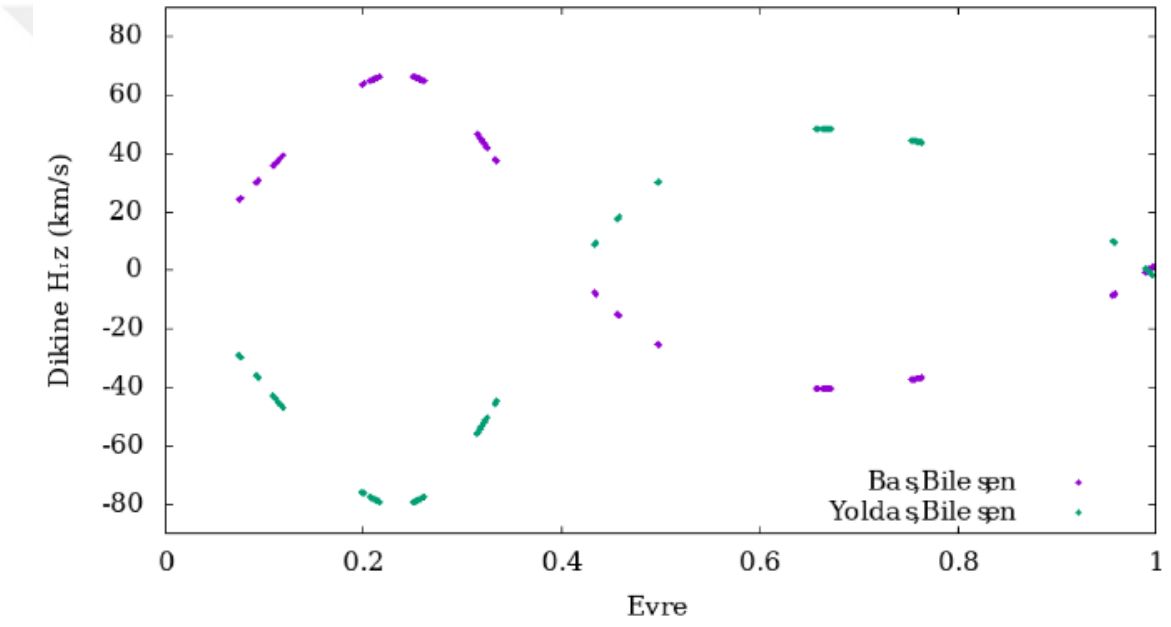
$$\frac{\Delta\lambda}{\lambda} = \frac{\nu_r}{c} \tag{1.10}$$

Burada λ dalgaboyu, $\Delta\lambda$ ifadesi kayma miktarı ve c de ışık hızıdır.

- **Dikine Hız Hesabı:** Dikine hız en basit tanımıyla bir nesnenin görüş hattı boyunca bir gözlemciye göre hızıdır. Yörünge dönemi boyunca düzenli zaman aralıklarında alınan tayflar, bileşen yıldızların dikine hızlarının yörünge dönemine bağımlılığı ve tayf özellikleri hakkında bilgiler içerir. Dikine hıza sahip ışınım kaynaklarının tayfsal verileri, hız vektörünün yönüne ve değerine bağlı olarak kırmızıya ya da maviye kayma gösterir. Genellkile çift sisteme ait dikine hız egrisi, x-ekseninde evreye karşılık, y-ekseninde dikine hız kms^{-1} olacak şekilde çizdirilir. Yıldız tayflarından bir soğurma çizgisinin beklenen dalgaboyu değerine göre ne kadar kaydığını bulmak için, tayfın üzerinde basit bir ölçüm yapmak yeterlidir. Yapılan ölçümle $\Delta\lambda$ değeri hesaplanarak dikine hız bulunabilir. Şekil 1.18'de örnek olarak bir tayfsal çift sisteme ait dikine hız eğrisi verilmiştir. Çift yıldız sistemlerinde periyodik olarak gözlenen tayflar üzerinden yapılan dikine hız ölçümleri, sistemin evresine göre çizildiğinde dikine hız grafiği elde edilmektedir. Ayrıca dikine hız değerlerinin maksimum olduğu noktalardaki hızların oranı, bileşen yıldızların kütle oranını vermektedir.

- **Asimetrik Çizgi Yapısı:** İsminden de anlaşılacağı üzere, bir çizginin simetrik yapısının bozulduğu durumdur. Beklenen profilden ayrı bir yapı gösteren hallerdir. Bu tür çizgilerle sıklıkla karşı karşıya gelinir ve birçok neden buna sebep olabilir. Bunları çözmek için kaynağın yapısıyla meşgul olmak gerekir. Dolayısıyla kaynak için de bilgi hazinesidir. Bisektör hesabı ile asimetrik çizgi yapısı anlaşılır hale getirilir.

- **Bisektör Hesabı:** Bisektör'ün sözlük anlamından yola çıkıldığında, bir açıyı veya bir doğru parçasını ikiye bölen düz bir çizgi anlamına gelmektedir. Astronomik anlamda da çizgilerin asimetrik yapısını ortaya çıkarmak için kullanılan bir ifadedir. Çift yıldızın herhangi bir evrede alınan tayfı kullanılarak belirli bir tayf çizgisi için bisektör ölçümü yapılır. Hesaplama yaparken x-eksenindeki değerler için dalgaboyu yerine hız (v/c) değerlerini kullanılır.



Şekil 1.18. ϵ Lupi çift sistemine ait dikine hız eğrisi. Sistemdeki baş(mor) ve yoldaş(yeşil) bileşene ait tayf çizgilerinin dikine hız ölçümleri verilmiştir. x-ekseninde evreye karşı y-ekseninde dikine hız değerleri verilmiştir. [4]

1.2.5. Çizgi Genişleten Mekanizmalar

Yıldızlarda kimyasal bolluk analizi, bir atom veya iyonun yıldız tayfında ortaya çıkardığı soğurma çizgisinin eşdeğer genişliğinden yola çıkarak yapılabilir. Ancak soğurma çizgisinin yapısı ve şiddetini değiştiren bazı etkenler vardır. Bu etkenlere "Çizgi Genişleten Mekanizmalar" denir. Bunlar; i) Doğal genişleme, ii) Doppler genişlemesi, iii) Çarpışma ile gemişleme, iv) Zeeman-Stark etkisi, v)Makro-Mikro Türbülans ve vi)Dönme etkisidir.

- **Doğal Genişleme:** Tayfsal çizgiler, tamamen izole edilmiş bir ortamda hareketsiz atomlar olsa bile çok ince yapıda olamazlar. Işığın bir gaz bulutundan geçerken soğrularak zayıflaması, uyarılmış durumdaki iki enerji seviyesinde bulunan elektronların yaşam sürelerinin sonlu olmasından kaynaklanır. Uyarılmış bir seviyedeki elektronun bu yörüngede bulunabilme süresi Δt ile ifade edilir. Bu durum Heisenberg Belirsizlik İlkesi ile tanımlanmaktadır.

  Heisenberg belirsizlik ilkesine göre, enerji belirsizliği ΔE ve elektronun bulunma süresi zaman Δt olmak üzere;

$$\Delta E \Delta t = \hbar = \frac{h}{2\pi} \tag{1.11}$$

  şeklinde ifade edilmektedir. Eşitlikte verilen h Planck sabitidir. Elektronların enerji sevilerinde kalma süresi, bulundukları enerji seviyesinin bir fonsiyonu olarak ifade edilir. Heisenberg belirsizlik ilkesinin bir sonucu olarak, elektronların saldıkları enerji miktarları beklenen değerden farklı olabilmektedir. Bu durumun neticesinde çizgilerin bir doğal genişliğe sahip olduğu gözlenir. Bu enerji 'foton enerjisi' olarakta tanımlanır ve $E = \frac{hc}{\lambda}$ eşitliği ile hesablanır. Bu eşitlik kullanılarak doğal genişlemenin ne kadarlık bir genişlemeye neden olacağını bulabiliriz. Doğal genişleme ifadesi;

$$\Delta\lambda = \frac{\lambda^2}{2\pi c}\left(\frac{1}{\Delta t_i} + \frac{1}{\Delta t_s}\right) \tag{1.12}$$

  şeklinde hesaplanabilir. Bu ifadede doğal genişleme $\Delta\lambda$ ile gösterilmektedir. Δt_i ve Δt_s ise sırasıyla ilk ve son yörüngelerde elektronun bulunma süresini ifade eder.

Uyarılma durumunda, elektronun ilk yörüngede bulunma süresi, herhangi bir dış etki olmadığı sürece sonsuzdur. Bu ifadeyi daha kullanışlı bir forma dönüştürerek;

$$(\Delta\lambda)_{\frac{1}{2}} = \frac{\lambda^2}{\pi c}\left(\frac{1}{\Delta t_0}\right) \tag{1.13}$$

Çizgi genişleten mekanizmaların sebep olduğu genişleme miktarı genel olarak $(\Delta\lambda)_{\frac{1}{2}}$ ile verilir. Bu ifade, YYTG ifadesidir ve genişlemenin yarı değerini dalgaboyu cinsinden tanımlar.

- **Doppler Genişlemesi:**

  Yıldız atmosferindeki atomlar, bulundukları ortamdaki gazın sıcaklığına göre rastgele hareket ederler. Bu ortamdaki her bir atom Maxwell-Boltzmann Hız Dağılımı Yasasına uygun olarak ν hızında gözlemciye göre hareket ederler. Atomların dikine hızları dikkate alındığında bazıları yaklaşan bazıları da uzaklaşan yönlerde hareket edecektir. Bu durum salınan veya soğurulan ışığın merkezi dalgaboyunda bir kaymaya yani Doppler etkisine (λ_D) neden olmaktadır(Denklem 1.14).

$$\frac{\Delta\lambda}{\lambda_0} = \frac{\nu}{c} \tag{1.14}$$

  Termal genişleme olarakda bilinen Doppler genişlemesinde atomların ince çizgi oluşturması durumunda, bu çizgiler üst üste gelerek genişlemeye neden olmaktadır. Sonuç olarak, sıcaklık nedeniyle genişlemiş bir çizgi yapısı gözlenmektedir. Bu durumda tayfsal çizginin Doppler genişlemesine karşılık gelen YYTG;

$$(\Delta\lambda)_{\frac{1}{2}} = \frac{2\lambda}{c}\sqrt{\frac{2kTln2}{m}} \tag{1.15}$$

  eşitliği ile hesaplanabilir. Eşitlikde görüldüğü üzere sıcaklık değeri arttıkça çizgi genişlemeside artacaktır. BİR başka değişle genişliği bilinen bir çizginin YYTG değeri, çizgiyi oluşturan gazın sıcaklık değerini verecektir. Bu hesaplama için çizginin genişlemesinde başka bir mekanizmanın etkisinin olmadığı varsayılmalıdır. Ayrıca termal genişleme, doğal genişlemeden yaklaşık 1000 kat kadar daha etkilidir.

- **Çarpışma ile Genişleme:**

  Yıldız atmosferlerinde bulunan atom veya moleküllerin aynı ortam içinde bulunan diğer iyonlarla etkileşime girmesi ve bunun sonucunda da uyarılmaya uğradığını

biliyoruz. Ataomların diğer atomlarla çarpışma olasılıkları, içinde bulundukları ortamın yoğunluğuna bağlıdır. Bu durum atomun gaz içerisinde alabildiği serbet yol olarakta ifade edilebilir. Bir atomun alabildiği serbet yolun atomun hızına bölümü bize iki çarpışma arasında geçen süreyi vermektedir.

Atomların iki çarpışma arasında geçireceği süre; ortam sıcaklığına, ortamda bulunan atom sayısa ve bu atomların kütlelerine bağlı olarak değişmektedir. Örneğin ortam sıcaklığında bir artış olduğu zaman buna bağlı olarak atomların hızları artacak ve sonuç olarak iki çarpışma arasında alınan serbest yol ve zaman kısalacaktır. Bu süreçte atomların diğer parçacıklar ile etkileşime girmesi yani çarpışması tayf çizgi yapısında bir genişlemeye neden olmaktadır. Çarpışma ile genişleme YYTG değerine etki edecektir ve bu hesaplama,

$$(\Delta\lambda)_{\frac{1}{2}} = \frac{2\lambda}{c}\frac{n\sigma}{\pi}\sqrt{\frac{2kT}{m}} \tag{1.16}$$

şeklide ifade edilir. Eşitlikte atomların sayı yoğunluğu, n ve atomların tesir kesiti, σ ile gösterilmektedir. Çarpışma ile genişlemenin sonucunda çizgi bozularak asimetrik bir yapıya sahip olabilir. Ayrıca atomların içinde bulunduğu ortamın gaz basıncı atomların çarpışmasında etkili bir faktördür. Bu nedenle yüksek basınç değerine sahip olan nötron, beyaz cüce gibi yıldızlarda çarpışma ile çizgi genişlemesi daha fazla olacaktır.

- **Zeeman-Stark Etkisi:** Tayf, her bir salma/ soğurma durumunda bir dizi tayfsal çizgiden oluşur. Bu çizgiler, iki enerji düzeyinin arasındaki farkın sonucunu gösterir. Harici bir manyetik alan veya elektrik alanı mevcut olduğunda, atomlardan veya iyonlardan gelen salma çizgileri birkaç bileşene ayrılır. Dalgaboyu ayrımının büyüklüğü ve bölünmüş çizgi bileşenleri arasındaki göreli yoğunluk, alan kuvvetine bağlıdır. Manyetik alan ve elektrik alanın neden olduğu bu tür olaylara sırasıyla Zeeman ve Stark etkisi denir.

  Bir atom enerji aldığında, elektronlar bunu soğurur ve bir üst enerji seviyesine geçerler. Ancak çıktığı seviyede atom kararsız kalırsa, elektron enerjiyi salarak alt seviyeye iner. Bu durumda tayfta bir salma çizgisi görülür. Bir değil de üç çizgi meydana gelmişse eğer etrafta manyetik alan söz konusudur. Dolayısıyla bir atomun veya bir iyonun elektron yörüngesi manyetik alan nedeniyle bölünebilir. Bu

olay Zeeman etkisi olarak adlandırılır

Salınan bir atom, iyon ve molekülün etki ettiği tayfsal çizgilerin elektrik alan nedeiyle ayrılması ise Stark etkisi olarak adlandırılır. Bu etki, tayfsal çizgi yapısında kayma veya ayrılma olarak gözlenebilir. Bazı durumlarda ise ikisini birden gözlemlemek mümkündür. Yıldızlarda manyetik alan, elektrik alana kıyasla çok daha güçlüdür. Bu nedenle astronomik gözlemlerden elede edilen tayflarda Stark etkisi ihmal edilebilir.

- **Makro-Mikro Türbülans:** Bir yıldız atmosferinde Maxwell hız dağılımına göre rastgele yönlerde hareket eden birçok küçük gaz atomları olduğu bilinmektedir. Eğer bu parçacıklar bir bütün halinde hareket eder ve dikine hızlara sahipse, buna türbülans denir. İki tür türbülans vardır; makro türbülans ve mikro türbülans. Aralarındaki fark, mikro türbülansta gaz toplulukların boyutu çok küçük iken mikro türbülansta büyük boyutlu gaz hareketleri vardır.

  Yıldızları kütlelerine ve üst katmanlarına göre sınıfa ayrımak mümkündür. Bazı yıldızlarda sadece radyatif katman bulunurken bazısında (F2 tayf türünden daha geri) hem radyatif hem de konvektif katman vardır. Daha büyük ve daha soğuk yıldızlarda merkezde üretilen fotonlar önce radyatif bölgeden geçerek konvektif bölgeye ulaşırlar. Buradaki gaz grubunun yükselip alçalması ile türbülans hareketi gözlenir. Bu hareket yıldız atmosferindeki çizgilerin genişlemesine neden olur.

- **Dönme Etkisi:**

  Yıldızların kendi eksenleri etrafındaki dönme hareketleri, tayf çizgilerinde genişlemeye neden olmaktadır. Bir yıldızın yüzeyini dikey küçük şeritlere böldüğümüzü düşünelim. Yıldızın kendi ekseni etrafında dönüş hızının ekvatorda ve kutuplarda farklı olduğunu düşünelim. Yıldız yüzeyinin farklı dikine hız değerine sahip bölgelerinede, her bölgenin farklı dikine hızlara sahip kaymış çizgileri, toplamda oluşan çizginin genişlemesine sebep olmaktadır. Yıldızın kendi ekseni etrafındaki dönüşü tayfsal çizgi yapısını etkilemektedir. Yüksek dönme hızına sahip yıldızlarda soğurma çizgilerinin birbiriyle örtüştüğü bir tayf yapısı gözlenir.

1.2.6. Bolluk Analizi

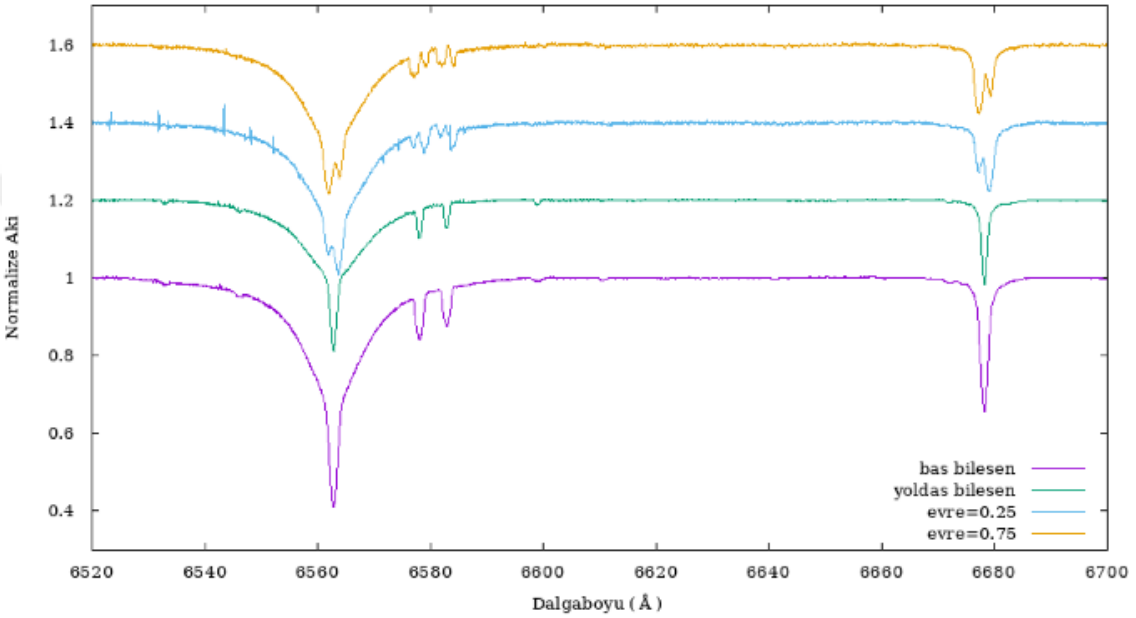
Bir yıldızın atmosferinde yer alan kimyasal atomlar tayftaki çizgilerin oluşumuna neden olur. Yıldız tayflarında oluşan salma ve soğurma çizgilerindeki genişlik belirli nedenlere dayanır. Tayf çizgisini oluşturan atomların sayısı da çizgi eşdeğer genişliği üzerinde bir etkiye sahiptir. Eşdeğer genişlik ölçümleriyle de yıldızın bolluk analizi yapılmaktadır. Bu yöntem ile çizgilerin üst üste binmediği durumlarda yıldız tayflarından bolluklar belirlenebilir.

Bir de sentetik tayflar kullanılarak bolluk analizi yapılabilir. Bu durumda ilk olarak sentetik tayfların elde edilmesi gerekir. Bunun için belirli dalgaboyu aralığında tayf üretilir. Ayrıca tayfsal çizgi genişlemesine neden olan faktörler de göz önünde bulundurulur. Üretilen sentetik tayflar ile gözlemsel tayflar arasında bir uyum sağlanana kadar değiştirilir. En iyi uyum yakalandığında bolluk değeri belirlenir.

1.3. Tayfsal Ayırma Yöntemleri

Bildiğimiz üzere Çift Sistemler, astrofiziğin yapı taşlarıdır. Bu sistemlerinin yörünge parametrelerinin ölçümü sayesinde yıldız evriminde temel parametre kabul edilen kütleyi hesaplayabiliriz. Bileşen yıldızların kütlelerinin belirlenmesi için sistemdeki bileşenlerin yörünge hareketi nedeniyle tayf çizgilerindeki kaymalara bakılır. Çİft sistemlerin yörünge parametrelerinin ölçmenin en yaygın yolu tayfsal dikine hız (Radial Velocity, RV) ölçümleridir. Yaygın olarak her bir yıldız bileşeni için, Doppler kaydırmalı yıldız şablonları ile gözlenen bileşik tayfların çapraz korelasyonu (cross-corelation, CCF) ile dikine hızlar ölçülür (örn.:TODCOR [14]). Her bileşenin hızı, maksimum çapraz korelasyon sinyalini ileten Doppler kaymasına karşılık gelmektedir. Ölçülen dikine hız profillerine uygulanan Gauss fiti yapılması, çapraz korelasyon teknikleri gibi yöntemler standart dikine hız ölçüm araçları olarak kabul edilir. Ancak çizgilerin karıştırılması, bileşen karışıklığı ve sinyal/ gürültü oranı (Signal-to-Noise Ratio, SNR) gibi zorluklar bu tür ölçümler için engel teşkil edebilir. Çapraz korelasyon tekniğinin uygulanmasıyla büyük bir ilerleme yaşanmıştır. Ancak bu tekniğin bile (üretilen sentetik tayflar veya belirli tayf türüne ait olan bilinen bir yıldızın tayfı gibi şablon tayflara olan ihtiyaç vb.) dezavantajı vardır. Yüzey sıcaklıklarının belirlenmesi veya yıldız atmosferindeki

kimyasal elementlerin bolluğunun incelenmesi gibi durumlarda sistemdeki bileşen yıldızların tayflarına ihtiyaç duyulur. Elde edilen bu karmakarışık bilgiler içeren tayf çizgilerinin ayrılması ve çözülmesi gerekir. Bu zorlukları gidermek için birkaç yöntem geliştirilmiştir. Tayfsal ayırma/ çözümleme mantığını daha iyi kavrayabilmek adına Şekil 1.19' de örnek olarak bir sisteme ait taylar ile bu sitemin ayrılmış bileşen tayfları gösterilmiştir.



Şekil 1.19. ϵ Lupi çift sistemine ait tayflar gösterilmektedir. Şekilde ϵ Lupi sistemine ait farklı evrelerden alınan bileşke tayflar sarı ve mavi renkte gösteilmektedir. Tayfsal çözümleme ile elde edilen ayrılmış tayflar ise mor(baş bileşen) ve yeşil(yoldaş bileşen) olarak gösterilmektedir. Tayflar dalgaboyuna karşı normalize akı değerleri olacak şekilde çizdirilmiştir. [4]

Tayfsal ayırma alanındaki ilk başarılı girişim 1991 yılında Bagnuolo ve Gies [15] tarafından yapılmıştır. SB2 sistem olan O tayf türü AO Cas'ın bileşke tayfına uyguladıkları tomografik yeniden yapılandırma tekniği ile sisteme ait bileşen tayflarını ayrı ayrı elde ettiler. Yaptıkları çalışmada bileşen yıldızların dikine hızları çapraz korelasyon tekniği ile ölçülmüştür. Tomografik yeniden yapılandırma tekniği aynı grup tarafından bir dizi çalışmada başarıyla uygulanmıştır [16].

Ardından 1994 de Simon ve Sturm [17], çift yıldıza ait bileşke tayfı bileşen yıldızların tayflarına ayırmak ve sistemin yörünge parametrelerini optimize etmek için yeni bir tayfsal çözümleme tekniğini(SPD) geliştirdiler. Bu teknik bileşen yıldızların dikine hız yarı genliklerini optimize ederek matris formatında çalışmaktadır. Tekniğe ait ilk uygulamalar yine Simon ve Sturm tarafından yapılmıştır [18] [19]. Geliştirilen bu teknik, dalgaboyu-uzayında çalışmaktadır. Alışılmış dikine hız tekniklerinin aksine SPD tekniği bileşen yıldızların tayflarını ve hızlarını eşzamanlı olarak belirleyebilmektedir. Ayrıca çapraz kolerasyon teknikleri için bir zorluk alanı olan her iki yıldızdan gelen tayf çizgilerinin üst üste bindiği durumlarda (tutulma anlarında, örn. 0.25 ve 0.75 evreleri) bile SPD daha doğru dikine hızları hesaplayabilir [20]. SPD tekniği başarılı bir şekilde gerçekleştirildikten sonra temel yıldız özelliklerini belirlemek için bileşen yıldız tayfları alışılmış tayf ölçüm teknikleri ile daha fazla analiz edilebilir. Buna örnek olarak Rawls ve arkadaşlarının Tutulma Gösteren Kırmızı Dev Çifti KIC 9246715'in tayflarını çözümlediği ve her bileşen için etkin sıcaklık, yüzey çekimi ve metalisiteyi tahmin etmek için MOOG [21] ışınım transfer kodunu kullanarak tayfsal analiz yaptıkları çalışma verilebilir [22].

Tayfsal ayırma alanındaki önemli bir ilerleme, Hızlı Fourier Dönüşümünün (Fast Fourier Transform, FFT) bu alanda kullanılması ile yaşanmıştır. Hadrava'nın 1995'de geliştirdiği KOREL kodu FFT ile hız uzayında çalışmaktadır [23]. FFT tekniğinin önceki çalışmalara göre birkaç sınırlamasının olmasına rağman, hesaplama açısından basit ve sağlam bir ayırma ve çözümleme tekniği olarak birçok araştırmacı tarafından kullanıldı (örnek olarak Hensberge ve ark. [24] çalışması verilebilir). Ancak FFT tekniğinin bazı olumsuz etkileri vardır. FFT, tayf sürekliliğine periyodik bir fonksiyon olarak davrandığı için tayf parçalarının(chunks) iyi belirlenmesi gerekir. Aksi takdirde tayfsal çizgiler, tayf parçalarının kenarlarından kırmızıya veya maviye kayma gösterir. Bu durumda tayfın

yeniden yapılandırmasını bozar [25]. Bu problem, yüksek yoğunluklu tayfsal çizgilere sahip geç tür yıldızlarda daha baskın hale gelebilir. FFT, girdi tayflarının log-λ aralığını kapsayan dalgaboyu alanında ara değer bulmaya yarar ve ölçüm hatalarını sabit varyans olarak ele alır. Yani alınan tayfın SNR'si dalgaboyuna bağlıysa tayfın belirli bölümlerini düzenlemek zorlaşır.

Daha sonra Ilijić 2003'deki çalışmasında tayfsal çözümleme alanında geliştirdiği FDBinary kodunu tanıttı [26] [27]. V453 Cygni yıldızına uyguladığı yöntem ile sisteme ait bileşen yıldızların tayflarını başarılı bir şekilde elde etti. Çalışmasında tayfsal ayırma/çözümleme için 'Tomografik', 'λ-uzayı' ve 'Fourier uzayı' tayfsal ayırma tekniklerinin büyük ölçüde birbirine eşdeğer olduğu gösterdi. Sadece Fourier uzayında çalışmanın daha basit ve CPU zaman açısından daha olumlu sonuçlandığını belirtti. FDBinary kodunun ilk versiyonu kullanılarak yapılan çalışma Griffin tarafından gerçekleştirildi [28] ve tayfsal ayırma başarı ile sonuçlandı.

2016'da ise Sablowski ve Weber tarafından 'Spectangular' pragramı geliştirilmiştir. Spectangular tayfsal ayırma yapmakta ve λ-uzayında çalışmaktadır. Bu programı diğer tayfsal ayırma yöntemlerinden ayıran özellik bileşen yıldızlara ait akı oranlarını optimize etmesi ve bunun yanında Yer atmosferinden kaynaklı oluşan tellürik çizgileri temizlemesidir. Programa ait ilk uygulamalar yine aynı grup tarafından Capella yıldızına uygulanmıştır. Yıldıza ait bileşen tayfları başarılı bir şekilde elde edilmiştir [29].

Son olarak tayfsal ayırma yöntemi olarak Gauss Süreçleri(Gauss Processes, GP) öne sürülmüştür. Gauss Süreçleri tarafından sunulan esnek olasılık çerçevesi, potansiyel olarak alışılmış yörünge ölçümlerinin ve tayfsal ayırma/çözümleme yöntemlerinin birçok sınırlamasını ele almak için iyi bir araç sağlar. Czekala tarafından 2017 yılında geliştirilen "Bir Değişkene Bağlı Olarak/ Olmayarak Hassas Tayfsal Yörüngeler (Precision Spectroscopic Orbits A-Parametrically, PSOAP)" kodu Gauss Süreç yöntemini temel almaktadır [30]. Uygulama, yörünge parametrelerinin arka plan dagılımlarını (posteriors) ve bileşke yıldız tayflarının çapraz korelasyon şablonlarına gerek kalmadan eş-zamanlı olarak tayfsal çözümleme için yeni bir teknik sunmaktadır. Bu tekniğe ait ilk tayfsal ayırma uygulaması Czekala ve arkadaşları tarafından gerçekleştirilmiştir [5]. Uygulama için orta M tayf türünden Cüce çift sistem olan LP661-13 yıldızı seçilmiştir. Yıldıza ait yörünge parametreleri alışılmış dikine hız hesaplamalarına kıyasla

daha yüksek hassasiyetle hesaplanmıştır. Bileşen yıldızlara ait tayflar Czekala ve ark. tarafından başarılı bir şekilde elde edilmiştir. Böyle bir sisteme, tayfsal ayırma tekniğinin uygulanması ilgi çekicidir çünkü Güneş tipi yıldızların aksine, M-cüceler şu anda yüksek doğruluklu sentetik tayfsal modellerden yoksundur. Bu da parametrik olmayan, veriye dayalı Gauss süreci yaklaşımını özellikle çekici kılmaktadır. Bu da PSOAP'ı diğer tayfsal ayırma uygulamalarından ayıran önemli bir özellik olarak karşımıza çıkmaktadır. Diğer bir uygulama ise yine Czekala ve ark. tarafından üç bileşenli GW Ori yıldız sistemine uygulanmıştır [10]. Bu sistemde PSOAP kodu iyi sonuçlar vermiştir. Özellikle İç sistemde bileşenlerin tayfsal özelliklerini açık bir şekilde tespit ettiler ancak dış sistemde zaman serisi tayflarının yetersizliğinden dolayı üçüncü bileşenin tayfsal özellikleri iyi bir şekilde belirlenememiştir. Benzer bir sisteme daha fazla zaman serisi tayfı kullanılarak yeniden uygulanmasıyla bu sorun ile başa çıkılabileceği öne sürülmüştür.

Astronomi alanında kullanılan ekipmanların(teleskop, dedektör, CCD vs.) teknolajiye paralel olarak gelişmesi ile büyük bir ilerleme yaşanmıştır. Bu durum yeni analiz tekniklerinin de geliştirilmesine yol açmıştır. Yeni yöntemler, hem kesin temel yıldız miktarlarını elde etmek hem de çift ve çoklu yıldızların kimyasal evrimini araştırmak için eşsiz fırsatlar sunmaktadır.

Son otuz yılda, çift ve çoklu sistemlere ait bileşik tayftan sisteme ait yıldızların ayrı ayrı tayflarını elde etmeye yarayan yaklaşık bir düzine yöntem icat edilmiştir. Bununla birlikte, Pavlovski ve Hensberge'in 2010 yılındaki çalışmasında [20] belirttiği gibi tayfları yeniden oluşturma yöntemleri üç temel gruba ayrılır: (i) Spektroastrometrik Yarılma, (ii) Tayfsal Ayırma ve (iii) Tayfsal Çözümleme teknikleridir.

1.3.1. Spektroastrometrik Yarılma

Spektroastrometik yarılma yöntemi konumsal ölçümlere dayanır. Kavramsal olarak, CCD üzerine düşen ışık yarıktan geçerken belli bir alana düşer. Bu alandaki akı dağılımı merkeze doğru yoğunlaşır. Bu akı değeri ölçülür. Yarığın değiştirilmesi ile verilen bir dalgaboyu için ışığın dağılımı yerel olarak değişir. Bu değişim bileşenlerden birinin diğerinden daha güçlü tayfsal bir özellik şeklinde katkıda bulunmasıyla göreli olarak sürekliliğe yakın kendini gösterir [20]. Ayrıca bu tekniğin miliyaysaniye ölçeğinde akı dağılımı hakkında bilgi sağlayan güçlü bir teknik olduğu 1998'de Bailey tarafından

kanıtlanmıştır [31]. Spektroastrometrik yarılma yönteminin 2009'da Wheelwright ve ark. tarafından yapılan uygulamasında, β Cep yıldızının tayfı, bileşen tayflarına ayrılmıştır [32]. Başarılı bir tayfsal ayırma sonucunda sönük bileşenin klasik bir Be yıldızı özelliklerini sergilediğini gösterilmiştir.

1.3.2. Tayfsal Ayırma

Bu teknik, çift veya çoklu yıldız sistemine ait bileşenlerin tayfları, karşılıklı dikine hızları ve ışık faktörleri dikkate alındığında bileşke tayftan bileşen yıldızların tayflarını yeniden oluşturur. Bu süreçte bileşenlere ait tayfsal özellikler hakkında herhangi bir ön bilgiye ihtiyaç duyulmaz. Tayfsal ayırma için gerekli matematiksel işlemi tanımlayan, sistemin kendi geometrisidir [33] ve teknikte en küçük kareler çözümünü temel alınır. Ayrıca bileşenlerin dikine hızları bilinmelidir ve uygulamada girdi olarak kullanılmalıdır. Dalgaboyu alanında tayfsal ayırma, Ilijic tarafından vurgulandığı gibi birkaç ilginç özelliğe sahiptir, (i)Genel yapıda bileşke tayfların kendi dalgaboyu noktaları alanında örneklemesine izin verirken, örneklemede bir düzeltme gerektirmez. Basit yapıda ise tüm bileşke tayfların dalgaboyunun logaritmasına eşit olan aynı dalgaboyu noktaları alanında örnekleme gerektirir. Bu seçim Doppler kaymalarının tayftaki konumundan bağımsız olarak veri kutularının (data-bins) sayısıyla ifade edilmesini sağlar. Aynı alan elde edilen bileşen tayfları için de kullanılır. (ii)Işık faktörü katsayılarının dalgaboyundan bağımsız olduğu varsayılır böylece üçünü bir değer atlanabilir. Ayrıca zamana bağımlılık ihmal edilebilir böylece sadece ilk değer kalır. Bunlara basitçe ışık faktörleri denebilir. (iii)Ölçüm belirsizlikleri, bir bileşke tayfın tüm genlik noktaları için eşit kabul edilir. Bu, bileşenlerin bireysel genliklere değil, bileşke tayfların tam dalgaboyu bölgesine uygun ağırlıkların atanmasına eşdeğerdir. Sonuç olarak gözlemlenen tayfların bazı bölümleri (yıldızlararası çizgiler ve bantlar, tellürik çizgiler, emisyon hatları, lekeler ve tayfların azaltılmasında temizlenmeyen diğer teknik kusurlar gibi) atlanabilir [26]. Tayfsal ayırma tekniğinde yıldız sisteminin farklı tutulma evrelerindeki bir bileşke tayfı başlangıçta kullanılırsa tam bir tayfsal yeniden yapılandırma olması mümkündür. Kavramsal olarak basit olmasına rağmen, bu yöntemin uygulanmasının geliştirilmesi gerekmektedir.

1.3.3. Tayfsal Çözümleme

Tayfsal ayırma tekniğinin bir uygulaması olan tayfsal çözümleme (SPD), bileşen tayflarına ek olarak çift sistemin yörünge parametrelerinin belirlenmesinde etkilidir. Bileşke tayfların çözülmesi, sadece bileşen yıldızların tayflarının yeniden yapılandırılmasına değil, aynı zamanda yıldız sisteminin yörünge parametrelerinin belirlenmesine yönelik bir uygulamadır. Yörünge elemanlarını elde etmek için ilk uygulamalarında bile, spektral çözümleme tekniğinin diğer yöntemlerden daha üstün olduğu bulunmuştur [17] [34].

Sistemin bileşke tayflarının her bir bileşen tayfı için doğru ışık faktörleri ve dikine hızları bilinmelidir. Bu değerler her bir bileşen için bilindiği takdirde bileşke tayfların yeniden yapılandırılması ve bileşenlerine ayrılması mümkün hale gelir. Işık faktörleri, ışık eğrilerinin analizi ile belirlenebilir. Dikine hızlar, Gaussları iyi çözülmüş tayf çizgilerine yerleştirilmesi gibi alışılmış teknikler yoluyla veya iki boyutlu çapraz korelasyon (2D cross-correlation, CCF) yoluyla doğrudan bileşke tayfdan ölçülebilir. Bileşke tayfların ayrılması için ışık oranı hakkında önceden bir bilgi sahibi olmamız gerekmez ancak dikine hızların yanlış belirlenmesi bileşen tayfları çözerken büyük bir sorun teşkil edebilir. Bu nedenle, doğru dikine hızlar, yıldız sisteminin bireysel bileşen tayflarını yeniden yapılandırmak için gereken bileşke tayflar olan verilerin ikinci en kritik kısmı olarak düşünülebilir. SPD ile ölçülen yörüngeler tutarlıdır ve karmaşık çizgiler için herhangi bir düzeltme gerektirmez. Bu bakımdan SPD tekniğinin uygulanması teşvik edicidir. SPD kullanımı yaygınlaşmış olsa da dikine hızlar, ışık eğrisi veya astrometrik bilgileri tayfsal bilgilerle birleştiren yazılımda kullanılır. Yani bileşen tayflarının şablon olarak kullanarak daha sonra ölçüm yapılır. Bu şekilde ölçülen dikine hızlar sayesinde yörünge elemanları hesaplanır. Ancak bileşen tayfları ile eşzamanlı olarak belirlenenlerden farklı olacağı unutulmamalıdır. Bu, iki girdi tayfından hesaplanan ve yörünge elemanları tarafından tanımlanan dikine hızlar verilen sentetik bileşke tayfların zaman serileri ile sayısal deneyler yapan Ilijic tarafından gösterilmiştir [25]. SPD mesafe ölçümleri içinde ilgi çekici bir yöntemdir. Çünkü doğru etkin sıcaklıklar çözülmüş tayflardan elde edilebilir. Spektral çözülme tekniği, dalgaboyu alanında, Fourier (hız uzayı) alanında ve fonksiyon uzayında uygulanabilir. Dalgaboyu uzayında tayfsal çözümleme Simon ve Sturm

tarafından 1994'te uygulanmıştır [17]. Fourier uzayında veya Fourier çözümlemesinde tayfsal çözümleme Hadrava tarafından 1995'te geliştirilmiştir [23]. Fonksiyon uzayında kullanılan Gauss Süreçlerinin SPD alanındaki uygulamasına Czekala ve ark. tarafından gerçekleştirilen çalışma [5] örnek olarak verilebilir.

Astrofizik literatüründe, Gauss Süreçlerine ait bir çok çalışma alanı karşımıza çıkmaktadır. Bunlar çoğunlukla gök cisminin ışık eğrilerindeki akı değişkenliğini modellemek üzerinedir. Ayrıca tayfsal kalibrasyon için model olarak kullanılmıştır. Bu modeller geniş çapta uygulanabilir. Ancak kullanımları hesaplama maliyeti ve ölçekleme ile sınırlıdır. Bunların yanında Gauss Süreçleri ile tayfsal ayırma alanında yeterli çalışma mevcut eğildir.

Son olarak yapılan literatür araştırmasında PSOAP'ı kullanarak Gauss Süreçleri ile yapılan tayfsal ayırma çalışması mevcut değildir. Buna karşılık PSOAP'ın yayınlanmasından sonra bazı gökbilimciler Gauss Süreç Yönteminin umut verici bir yaklaşım olduğunu dile getirmiştir. Bu yönde yapılacak olan bir çalışma literatüre katkı sağlayacağından dolayı önemlidir. Dolayısıyla literatür, alışılmış tayfsal ayırma yöntemleri ile PSOAP'ın karşılaştırılmasına ihtiyaç duymaktadır.

2. BÖLÜM

YÖNTEM ve MATERYAL

2.1. Gauss Süreç Yöntemi

Bilindiği üzere yıldız tayfları fiziksel olarak Gauss süreçleri tarafından üretilmez. Bunun yerine belirli dalga boylarına bağlı elemetsel ve moleküler soğurmalara sahip karmaşık yıldız atmosferleri boyunca ilerleyen doğrusal olmayan ışınım aktarının bir sonucunda oluşurlar. Çift yıldız sistemine ait bu bileşik tayfların ayrı ayrı çıkarılması ve dikine hızların hesaplanması amacıyla Gauss Süreçleri, yıldız tayflarını tamamen veri odaklı bir şekilde modellemek için ilgi çekici uygulama alanı sunar.

Gauss Süreç Yönteminin temelinde tayfsal çözümleme yer almaktadır. Yani GP Tayfsal çözümlemenin bir uygulaması, farklı bir uzaydaki yaklaşım çözümü olarak düşünülebilir. Çünkü GP, diğer uzayların aksine 'fonksiyon uzayında' çalışmaktadır. Bu bağlamda GP yıldız tayflarını modellemek için iyi entegre edilmiş esnek ve sürekli fonksiyonların örneklem dağılımını tanımlar ve zaman-serisi tayflarındaki çizgiler için yetkin aramalar sağlar. Kısacası bu fonksiyonlar yıldızlarda farklı zamanlarda alınan akılara karşılık gelir. Ayrıca GP çoklu sistemlerde içsel tayfların ve sisteme ait yıldızların dikine hızlarının elde edilmesi için kullanılabilir. Yıldız tayflarının veriye dayalı bir şekilde elde edilmesi bakımından kolaylık sağlayan bir araçtır. GP tarafından sunulan esnek olasılık çerçevesi, potansiyel olarak önceki yörünge ölçümlerinin ve tayfsal ayırma/çözümleme tekniklerinin bir çok sınırlamasını (örn. yıldız şablonlarına duyulan ihtiyaç) ele almak için araç sağlar.

Bu çalışma kapsamında Gauss Süreç Yöntemi ile tayfsal çözümleme uygulamalarının yapılması hedeflenmektedir. Yapılan çalışmalar doğrultusunda Tayfsal ayırmanın Gauss Süreç Yöntemi ile daha doğru sonuçlar verdiği öngörülmüştür. Yöntem olarak Gauss süreçlerini seçmemizin nedeni esnek ve yenilikçi olmasıdır. Bu yöntemin seçilen yıldız sistemlerine uygulanması ile sistemdeki bileşen yıldızların ayrı ayrı tayflarının elde

edilmesi amaçlanmaktadır. Bu sayede bileşen yıldızlar hakkında daha doğru bilgiler(etkin sıcaklık, element bollukları vb.) elde ederek hem sistem hem de evrimleri üzerine tartışılacak ve elde edilen sonuçlar sunulacaktır.

Gauss Süreçlerinin bir uygulaması olan PSOAP kodu ile yapılması planlanan tayfsal ayırma ise bileşen tayflarına ek olarak çift sistemin yörünge parametrelerinin belirlenmesinde etkilidir. İç içe geçmiş tayfların çözülmesi, sadece bileşen yıldızların tayflarının yeniden yapılandırılmasına değil, aynı zamanda yıldız sisteminin yörünge parametrelerinin belirlenmesine yönelik bir uygulamadır.

2.2. Gauss Süreç Yönteminde Tayfsal Modeller

Bu bölümde, bir yıldız tayfını modellemek için uygulama alanı ve yıldız tayflarının toplamlarını Gauss süreç yöntemleri olarak tanımlıyoruz. İlk olarak, çok boyutlu Gauss rastgele değişkenleri için ortak gösterim ve teoremleri gözden geçiriyoruz. İkinci olarak, zamanda durağan olan ve bir yoldaşın varlığından dolayı hiçbir yörünge hareketi göstermeyen tek bir yıldızın tayfını modellemek için Gauss süreç yönteminin nasıl kullanılabileceğini açıklıyoruz. Üçüncü olarak, Kepler yörünge modeli tanıtıyoruz ve Gauss süreç yöntemini, çift çizgili tayfsal çift yıldızın farklı evrelerde alınan tayfsal gözlemlerini modellemek için genişletiyoruz.

Temel olarak;

$$x \sim \mathcal{N}(\mu_x \Sigma_{xx}) \tag{2.1}$$

benimsiyoruz. Burada x vektörü, ortalama vektör μ ve kovaryans matrisi Σ_{xx}'nın çok boyutlu bir Gauss dağılımından çizildiğini varsayıyoruz. Σ_{xx}'in öğeleri, x içindeki ikili öğeler arasındaki kovaryanslardır. Tanım olarak, x ile ilişkili olabilirlik fonksiyonu (likelihood function) çok boyutlu Gauss fonksiyonudur.

$$p(x|\mu_x \Sigma_{xx}) = \frac{1}{[2\pi^N \det \Sigma_{xx}]^{\frac{1}{2}}} \exp\left(-\frac{1}{2}(x-\mu_x)^T \Sigma_{xx}^{-1}(x-\mu_x)\right) \tag{2.2}$$

burada N, x'in uzunluğudur. İşlemlerde hasaplama kolaylığından dolayı, olasılığın doğal logaritması sıklıkla kullanılır ve

$$\ln p(x|\mu_x \Sigma_{xx}) = \frac{1}{2}\left[(x-\mu_x)^T \Sigma_{xx}^{-1}(x-\mu_x) + \ln\det\Sigma_{xx} + N\ln 2\pi\right] \tag{2.3}$$

şeklinde gösterilir. Rasmussen ve Williams kitabındaki Denklem (A.5)'i takip ederek [35], x ve y'nin Denklem 2.4 kullanılarak rastgele çizilen ortak Gauss vektörleri olmasını varsaydık.

$$\begin{bmatrix} x \\ y \end{bmatrix} \sim \mathcal{N}\left(\begin{bmatrix} \mu_x \\ \mu_y \end{bmatrix}, \begin{bmatrix} \Sigma xx & \Sigma xy \\ \Sigma yx & \Sigma yy \end{bmatrix}\right) \tag{2.4}$$

burada μ_x ve μ_y vektör araçlarıdır?(ortalama vektör). Σ_{xx} ve Σ_{yy} alt matrisleri, x ve y içindeki öğelere karşılık gelen kovaryans matrisleridir. Σ_{xy}, x ve y'deki öğeler arasındaki kovaryansları içerir ve $\Sigma_{yx} = \Sigma_{xy}^T$'dir. Yalnızca x ve y bağımsızsa, $\Sigma_{xy} = 0$ olacaktır. x'i verilen y'nin koşullu dağılımı da bir Gauss dağılımıdır:

$$x|y \sim \mathcal{N}(\mu_x + \Sigma_{xy}\Sigma_{yy}^{-1}(y-\mu_y), \Sigma_{xx} - \Sigma_{xy}\Sigma_{yy}^{-1}\Sigma_{yx}) \tag{2.5}$$

Bu denklemler, aşağıdaki Gauss süreç yönteminde tayf modelinin oluşturulmasının temelidir. Tayfsal Çift yıldızlarda Gauss Süreç Yönteminin matematiksel kısmını iyi anlayabilmek için öncelikle tek yıldızlarda ki matematiksel kısmına değineceğiz.

2.2.1. Tek Yıldızların Tayfsal Gözlemleri için Model Oluşturmak

Sürekli, yıldız tayfını Gauss süreci olarak modelleyeceğiz. Tayfsal uygulama için girdi vektörü $\lambda_{i i=1}^{w}$, dedektörün örneklenen dalga boylarıdır ve veri vektörü $d_{i i=1}^{w}$, gözlemlenen akılardır. Bu vektörler

$$\lambda = \begin{bmatrix} \lambda_1 \\ \lambda_2 \\ \vdots \\ \lambda_w \end{bmatrix}, d = \begin{bmatrix} d_1 \\ d_2 \\ \vdots \\ d_w \end{bmatrix} \tag{2.6}$$

şeklinde ifade edilir. Burada anlatılmak istenen her pikselin 1'den w'ye kadar i ile indekslendiği durumda, söz konusu tayf bölgesindeki piksel sayısının elde edilmesidir.

$\lambda > 0$ olan bir $f(\lambda)$ fonksiyonunun, ortalama fonksiyon $\mu(\lambda)$ ve kovaryans çekirdeği $k(\lambda, \lambda')$ ile gauss işlemine sahip olduğu varsayılır. $f(\lambda_1), f(\lambda_2), \cdots, f(\lambda_w)$ çok değişkenli bir Gauss dağılımına sahip olması durumunda, $0 < \lambda_1 < \lambda_2 < \cdots < \lambda_w$ girdi

değerlerinin herhangi bir sonlu toplamı için, $\mu(\lambda_1), \mu(\lambda_2), \cdots, \mu(\lambda_w)$ ortalama vektör ve w $\times$ w boyutunda olan $k(\lambda_i, \lambda_j)$ öğelerine sahip kovaryans matrisi oluşturulur, burada $i, j = 1, 2, \cdots, w$ ve k, pozitif tanımlı bir çekirdek fonksiyonudur. Gauss sürecinden üretilen tek bir fonksiyona Gauss sürecinin gerçekleştirilmesi denir. Sürekli, yıldız tayfı f'nin Gauss süreci

$$f(\lambda) \sim GP(\mu(\lambda), k(\lambda, \lambda')) \tag{2.7}$$

üretilen bir fonksiyon olduğunu düşünüyoruz.

Bu çalışmanın amaçları doğrultusunda, her zaman Gauss sürecinin f sonlu uzunluklu örneklemeleriyle, ya dedektör dalga boylarında λ vektörlerinde çalışacağız. Tek bir yıldızın tek bir dönemini modellemek için, d verisini Gauss sürecinin bir f gerçekleşmesinin toplamı olarak ele alıyoruz ve N,

$$d = f + N \tag{2.8}$$

$$d \sim \mathcal{N}(\mu_f, \Sigma_f) + \mathcal{N}(0, \Sigma_N) \tag{2.9}$$

$$d \sim \mathcal{N}(\mu_f, \Sigma_f + \Sigma_N) \tag{2.10}$$

gürültü sürecinin bir gerçekleştirimi ile verilir. Burada Σ_N, veri kümesinin gürültüsünü açıklayan bir kovaryans matrisidir. Tayfsal gözlemlerin çoğu için, belirli bir teleskop indirgeme çözüm yolu(pipeline), pikseller arası kovaryanslar hakkında ek bilgi sağlamadıkça, her piksel için Poisson belirsizliği olan bir diyagonal matris olacaktır.

Tayfın ortalama akı değeri 1 olacak şekilde düzeltildiği varsayılır, bu nedenle tasarım gereği $\mu_f = 1$'e sahip Gauss sürecini seçiyoruz. Teoride, ortalama akının değişmesine izin verebiliriz, ancak uygulamada makul bir sayı (veya λ'nın fonksiyonu) ~ 1 olarak seçildiği sürece sonuç üzerinde çok az etkisi vardır. Kovaryans matrisi Σ_f'nin, λ çiftlerindeki girdi değerleri arasında bir çekirdek fonksiyonu değerlendirilerek doldurulur. Çekirdek fonksiyonunun seçimi, Gauss sürecinden çizilen fonksiyonların düzgünlüğünü belirler. Bir mesafe ölçüsü olarak, iki dalga boyu i ve j çifti arasındaki hız mesafesini;

$$r_{ij} = r(\lambda_i, \lambda_j) = \frac{c}{2}\left|\frac{\lambda_i - \lambda_j}{\lambda_i + \lambda_j}\right| \tag{2.11}$$

olarak hesaplıyoruz. Burada c ışık hızıdır ve r_{ij} birimi kms^{-1}'dir. Tayflarımızı modellemek için seçtiğimiz popüler bir çekirdek olan kare üstel çekirdektir. Bu çekirdek, iki piksel λ_i ve λ_j arasındaki kovaryansı

$$k_{ij}(r_{ij}, a, l) = a^2 \exp\left(-\frac{r_{ij}^2}{2l^2}\right) \tag{2.12}$$

olarak belirtir.

Burada a, Gauss sürecinin genliğini ayarlar ve normalize akı ile aynı birimlere sahiptir. l ise Gauss sürecinin uzunluk ölçeğini ayarlar ve kms^{-1} birimlerine sahiptir. Kısacası a çizgi genliği ve l çizgi genişliği olarak ölçülür. Bu yazıda a ve l'den Gauss süreci hiperparametreleri olarak bahsediyoruz ve bunları genellikle α ile ifade ediyoruz.

Buraya kadar olan süreçte, fonksiyonlar üzerinde bir dağılım olarak düşünülebilecek Gauss süreci f (Denkl2.1)) için örnekleme dağılımının bileşenlerini tam olarak belirledik. Bu dağılımdan çizim olan bir vektörün gerçekleşmelerini belirtmek için * alt simgesini kullanırız:

$$f_* \sim \mathcal{N}(1, \Sigma_f + \Sigma_N) \tag{2.13}$$

Gauss süreci hiperparametreleri a ve l'nin iki farklı seçeneği için, Şekil 2.1'in üst panellerinde f_*'nin çeşitli gerçekleşmeleri gösterilmektedir. Gauss sürecinin ortalaması 1 iken, Gauss sürecinin gerçek gerçekleşmeleri ortalamanın etrafında dağılır. l azaldıkça, uzak elemanlar arasındaki kovaryans azalır ve f_* daha hızlı salınır. a ve l'nin en iyi değerleri nasıl seçileceği konusunda Gauss süreç yöntemi, Denklem (2.2) ile verilen Gauss süreç olasılığı aracılığıyla en olası değerleri belirlemek için doğal bir mekanizma sağlar. Veri (x = d , akı vektörü), ortalama vektör seçimi ($\mu_x = 1$), kovaryans matrisi ($\Sigma_{xx} = \Sigma_f + \Sigma_N$) ile a ve l'deki öncüllerin(prior) varlığında, sonsal(posterior) olasılık dağılımı doğrudan a ve l'ye göre maksimize edebileceğimiz marjinal olabilirlik Denklem (2.2) ile belirlenir. Bu çalışma boyunca, a ve l için düz öncül olasılık dağılımlarını varsayıyoruz ve pozitiflik için;

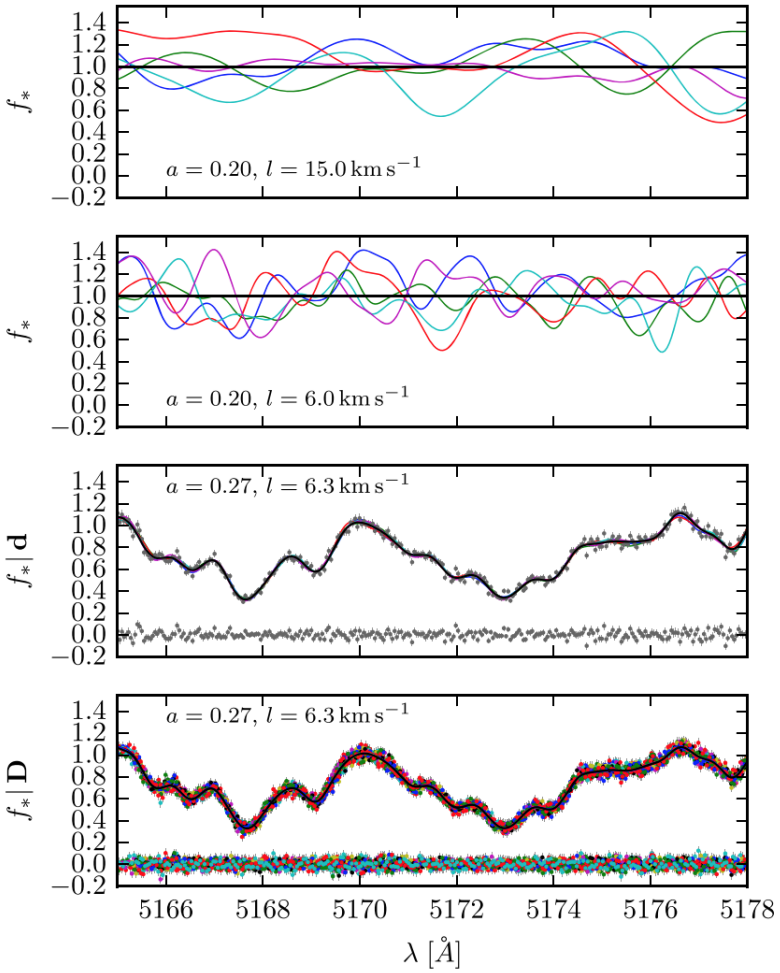
$$p(\alpha) = \begin{cases} 1 & a, l > 0 \\ 0 & a, l < 0 \end{cases} \tag{2.14}$$

uyguluyoruz. Optimize edilmiş hiperparametreler ile, artık sonsal tahmin dağılımından (Denklem (2.5)) rastgele çizimler alarak veriler üzerinde koşullandırılmış Gauss sürecinin gerçekleşmelerini yapabiliriz. Bu çizimler, çıkarsanan yıldız tayfının gerçekleşmelerini temsil ederken, çizimlerdeki saçılma, çıkarımımızdaki belirsizliği ve her dalga boyundaki Gauss olasılık dağılımlarının genişliğini göstermeye hizmet eder.

Denklem (2.5)'in bu uygulamasında, $x = f_*; y = d; \Sigma_{xx}$, f_*'ye karşılık gelen λ_* tahmini dalga boyları üzerinden değerlendirilen çekirdek tarafından doldurulur; $\Sigma_{yy} = \Sigma_f + \Sigma_N$, burada Σ_f, d'ye karşılık gelen λ dalga boyları üzerinden değerlendirilen çekirdek tarafından doldurulur; ve Σ_{xy}, hem λ_* hem de λ'ye karşılık gelen dalga boyu çiftleri üzerinden değerlendirilen çekirdek tarafından doldurulur. Gauss sürecinin rastgele çizimleri verilere "snap" olup (Şekil 2.1 üçüncü panel), sürekli yıldız tayfını modellemek için çok esnek bir mekanizma sağlar.

Gauss süreci, tek gözlem uygulamasında umut verici bir başarı elde etse de, gerçek yararı, farklı evrelerde alınan aynı yıldızın birden fazla gözlemi olduğunda ortaya çıkar [5]. Tayfölçerler çok kararlı olabilse de, dönemden döneme hemen hemen aynı dalga boyları toposentrik alanda dedektör tarafından örneklenir, kütle merkezi (barycentric) baz alındığında durum böyle değildir. Dünyanın dönüşü ve Güneş etrafındaki yörünge hareketi nedeniyle, farklı günlerde alınan bir kaynağın gözlemleri, kütle merkezine göre düzeltme olarak adlandırılan, toposentrik alan ile kütle merkezi alan arasında muhtemelen farklı göreli hızlara sahip olacaktır. Bu, her dönemde, dedektörün piksellerinin, yıldız tayfının biraz farklı dalga boylarını örneklediği anlamına gelir. Bu kütle merkezi düzeltme yüksek doğrulukla hesaplanabilir (örneğin, Wright Eastman 2014'deki çalışması [36]) ve bir zaman serisindeki tüm tayflarlar kütle merkezine göre düzeltildiğinde, kıvrımlı yıldız tayfının çok kalın (gürültülü de olsa) bir örneklemesine sahip oluruz (bkz. Şekil 2.1, alt panel). Verilerin W dönemlerini birleştiririz ve yeni değişkenler

$$\Lambda = \begin{bmatrix} \lambda_1 \\ \lambda_2 \\ \vdots \\ \lambda_w \end{bmatrix}, D = \begin{bmatrix} d_1 \\ d_2 \\ \vdots \\ d_w \end{bmatrix}, F = \begin{bmatrix} f_1 \\ f_2 \\ \vdots \\ f_w \end{bmatrix} \tag{2.15}$$



Şekil 2.1. Üstteki iki panel: Çok değişkenli, denklem (2.13) tarafından verilen, ortalaması 1 olan (siyah çizgi) ve şekilde belirtilen Gauss süreç hiperparametreleri a ve l'yi kullanarak fonksiyonların öncül dağılımından çizim yapar. Veriler tarafından tamamen kısıtlanmamış olan Gauss sürecinin olası gerçekleşmeleri, geniş bir akı uzayı aralığını kapsar. Uzunluk ölçeği l küçüldükçe, gerçekleşmelerin korelasyon uzunluğu da kısalır. Üçüncü panel: maksimum olabilirlik tahminleriyle, tek bir tayfsal gözlemden elde edilen gözlemlenen verilere koşullandırılmış Gauss sürecinin çizimlerini içerir. Sonsal tahmin dağılımından çoklu çizimler, ortalama tahmin siyah ve altta kalanlar ile gösterilmiştir, bu da tayfları doğru bir şekilde modellemek için Gauss sürecinin kullanılabileceğini gösterir. Alt panel: aynı yıldızın bir dizi gece boyunca alınan çoklu gözlemlerini içerir. Barycentric çerçevenin kayması nedeniyle örnekleme yoğunluğu önemli ölçüde artar. [5]

$$D = F + N \tag{2.16}$$

şeklinde ifade ederiz.

Yukarıda bahsedilen kovaryans matrisleri, daha önce olduğu gibi aynı çekirdekten üretilir. Çok dönemli Gauss süreci için sonsal tahmin çizimleri, Şekil 2.1'in alt panelinde gösterilmektedir.

2.2.2. Çift Yıldızların Tayfsal Gözlemleri için Model Oluşturmak

Bu bölümde Gauss süreç modelini, bir tayfsal çift yıldız sisteminin farklı dönemlerde alınan çoklu gözlemlerini içerecek şekilde ele alıyoruz. Tipik olarak, bir sistemi tayfsal çift olarak belirlemek, her iki yıldızdan gelen tayf çizgilerinin bileşik tayfta görüldüğü anlamına gelir. Her yıldızın yörünge hareketi, daha sonra bileşikte aynı anda gözlemlenen, durgun yıldız tayfında bir Doppler kaymasına neden olur. Bir yıldız, kütle merkezine göre dikine hızı ν ile hareket ediyorsa, tayfın durgun dalga boyları λ_0

$$\lambda(\nu) = \sqrt{\frac{c+\nu}{c-\nu}}\lambda_0 \tag{2.17}$$

göre kaydırılır. Burada pozitif bir ν, kırmızıya kaymayı veya geri kalan alandaki dalga boyu değerlerindeki artışı belirtir. Zamanın bir fonksiyonu olarak çift yıldızların dikine hızları, sırasıyla kütle oranı $q = \frac{M_B}{M_A} = \frac{K_A}{K_B}$, birincil yıldızın hız yarı genliği, eksantriklik, periastronun argümanı, yörünge periyodu, periastron dönemi ve sistemik hız olmak üzere yedi parametre $\theta = \{q, K_A, e, \omega, P, T_0, \gamma\}$ ile tam olarak tanımlanabilir. Ortalama anomali M, Kepler denklemi

$$M(t) = E(t) - esinE(t) = \frac{2\pi t - T_0}{P} \tag{2.18}$$

ile verilir ve eksantrik anomali E'yi bulmak için çözülmesi gerekir. Gerçek anomali f ise;

$$\cos f(t) = \frac{\cos E(t) - e}{1 - e\cos E(t)} \tag{2.19}$$

ile verilir. O halde, zamanın bir fonksiyonu olarak birincil yıldızın hızı

$$\nu_A = K_A(\cos(\omega + f(t)) + e\cos\omega) + \gamma \tag{2.20}$$

ve ikincil hız

$$\nu_B = \frac{K_A}{q}(\cos(\omega + f(t)) + e\cos\omega) + \gamma \tag{2.21}$$

şeklinde ifade edilir. Elde edilen tayfsal çift veri seti, tek yıldız veri seti ile aynı boyuta sahiptir, ancak şimdilik bunun, bir Gauss sürecinin gerçekleşmesi f ile gösterilen birincil yıldızın tayfının toplamından üretildiğini varsayıyoruz. Gauss sürecinin gerçekleştirilmesi g ile gösterilen ikincil yıldızdır. İkincil yıldız tayfı, aynı kovaryans çekirdeği (Denklem (2.12)) ile f'ye (örn. Denklem (2.7)) benzer bir Gauss sürecinden üretilir. Tayfsal çift veri setinin çeşitli bileşenlerini

$$\Lambda = \begin{bmatrix} \lambda_1 \\ \lambda_2 \\ \vdots \\ \lambda_w \end{bmatrix}, D = \begin{bmatrix} d_1 \\ d_2 \\ \vdots \\ d_w \end{bmatrix}, F = \begin{bmatrix} f_1 \\ f_2 \\ \vdots \\ f_w \end{bmatrix}, G = \begin{bmatrix} g_1 \\ g_2 \\ \vdots \\ g_w \end{bmatrix} \tag{2.22}$$

$$D = F + G + N \tag{2.23}$$

olarak belirtiyoruz.

Bu tayfsal çift sistem uygulaması, birincil yıldızın (yıldız A) tayflarının modellenmesi ve ikincil yıldızın (yıldız B) ayrı ayrı modellenmesi için yalnızca gürültünün varlığında farklı yörünge fazlarındaki tayfların toplamını temsil eden veri kümelerinde erişime sahip olmak olarak düşünülebilir. İki Gauss sürecinin birbirinden bağımsız olduğunu ve Doppler'in yörünge hareketindeki kaymasının onları çözmemize izin vereceğini ve yörünge parametreleri θ'nın bilindiğini varsayıyoruz. Bu nedenle birincil ve ikincil dikine hızları tüm dönemlerden hesaplayabiliriz. T_0 kovaryans matrisini doldurursak, önce her dönemde gözlemlenen akıyı A ve B için

$$\Lambda_F = \begin{bmatrix} \lambda_{1,A} \\ \lambda_{2,A} \\ \vdots \\ \lambda_{w,A} \end{bmatrix}, \Lambda_G = \begin{bmatrix} \lambda_{1,B} \\ \lambda_{2,B} \\ \vdots \\ \lambda_{w,B} \end{bmatrix} \tag{2.24}$$

gibi tayfların kaydırılmış versiyonlarıyla ilişkilendiren f ve g'ye karşılık gelen yeni girdi vektörleri yaratmalıyız. Bu vektörleri üretmek için, Λ'nin orijinal alt bileşenleri, Denklem 2.17'ye göre her dönemde her yıldız için tahmin edilen dikine hıza göre kaydırılır, öyle ki Λ_F ve Λ_G, ilgili alanda A ve B yıldızlarının dalga boylarına karşılık gelmelidir. Gösterimde açık olmak gerekirse, bu girdi vektörleri aslında yörünge parametrelerinin, $\Lambda_F(\theta)$ ve $\Lambda_G(\theta)$'nin bir fonksiyonudur. f ve g toplamı için olabilirlik fonksiyonu hala Denklem 2.2'de verilmektedir, ancak kovaryans matrisi artık iki kovaryans matrisi artı gürültü matrisinin birleşimidir ve

$$\Sigma_{xx} = \Sigma_F + \Sigma_G + \Sigma_N \tag{2.25}$$

ile gösterilir. Burada Σ_F, Λ_F kullanılarak hesaplanır ve Σ_G, Denklem 2.12'de belirtilen çekirdek ile Λ_G kullanılarak hesaplanır. Σ_F ve Σ_G'nin köşegen dışı alt matrisleri, her Gauss sürecinin çapraz dönem kovaryanslarını gösterir. Şimdi, bir tayfsal çift sistemin bileşen tayflarını çözmek için olabilirlik fonksiyonunu tamamen belirlediğimize göre, q'nun sabit olduğu varsayımını gevşetiyoruz. a ve l'nin uygun değerleri için, Kepler yörüngesi, çapraz matrislerin her bir yıldızın tayfını tutarlı bir şekilde tanımlamasını sağlayan her dönem için hız kaymaları sağlayacak şekilde q seçildiğinde olabilirlik fonksiyonu maksimize edilecektir.

Gerekli öncüllerin eklenmesiyle, θ yörünge parametrelerinin ve Gauss proses hiperparametrelerinin sonsal dağılımını da keşfedebiliriz. Şimdi, A ve B tayflarının genliği ve morfolojisi önemli ölçüde farklı olabileceğinden, her stayf için ayrı a, l değerlerine izin veriyoruz. Gauss süreçleri hiperparametrelerinin tüm dalga boylarında aynı olduğu varsayımını da gevşetebiliriz, örneğin, gözlemlenen dalga boyu aralığında tayfsal çizgi yoğunluğunun önemli ölçüde değiştiği bir yıldıza uyum sağlamak için kullanılabilir.

Son olarak, A ve B'nin tayflarını Λ_*, dalga boyları vektöründe yeniden oluşturmak için gerekli formalizme odaklanacağız. Gizli Gauss süreçlerinin ve veri setinin ortak olasılık dağılımı;

$$\begin{bmatrix} f_* \\ g_* \\ D \end{bmatrix} \sim \mathscr{N}\left(\begin{bmatrix} \mu_f \\ \mu_g \\ \mu_{FG} \end{bmatrix}, \begin{bmatrix} \Sigma_f & 0 & \Sigma_{fF} \\ 0 & \Sigma_g & \Sigma_{gG} \\ \Sigma_{Ff} & \Sigma_{Gg} & (\Sigma_F + \Sigma_G + \Sigma_N) \end{bmatrix} \right) \tag{2.26}$$

ile verilir. Burada Σ_f ve Σ_g, λ_* cinsinden dalga boyu çiftleri üzerinden hasaplanır; Σ_F ve Σ_G, sırasıyla Λ_F ve Λ_G'deki dalga boyları çiftleri üzerinden hesaplanır; ve Σ_{fF} ve Σ_{gG}, sırasıyla (λ_*, Λ_F) ve (λ_*, Λ_G) dalga boylarının çapraz çiftleri üzerinden hesaplanır. Sonsal tahmin dağılımı;

$$\begin{bmatrix} f_* \\ g_* \end{bmatrix} | D \sim \mathscr{N}\left(\begin{bmatrix} \mu_f \\ \mu_g \end{bmatrix} + \Sigma_{xy}\Sigma_{yy}^{-1}(D - \mu_{FG}), \Sigma_{xx} - \Sigma_{xy}\Sigma_{yy}^{-1}\Sigma_{yx} \right) \tag{2.27}$$

ile verilir. Burada;

$$\Sigma_{xy} = \begin{bmatrix} \Sigma_{fF} \\ \Sigma_{gG} \end{bmatrix}, \Sigma_{xx} = \begin{bmatrix} \Sigma_f & 0 \\ 0 & \Sigma_g \end{bmatrix}, \Sigma_{yy} = \Sigma_F + \Sigma_G + \Sigma_N \tag{2.28}$$

şeklinde tanımlanır.

Bu Gauss süreç formalizminin tayfsal çözümleme için birçok avantajını yakında gösterecek olsak da, aynı zamanda çoğu çözümleme tekniğinde ortak olan birkaç sınırlamayı da devralır. İlk olarak, bileşik tayfların farklı morfolojilerini elde etmek için ikili sistemin çoklu yörünge fazlarında gözlemlenmesi gerektiğine dair bariz bir sınırlama vardır. Sistemin yörünge periyodu çok uzunsa veya tesadüfen tüm gözlemler aynı yörünge fazında veya yakınında elde edilmişse, bileşik tayfları tek tek bileşenlere ayıramayız. İkincisi, bileşke tayflar, tayfın fiziksel modellerine referans olmaksızın parametrik olmayan bir şekilde modellendiğinden, yeniden oluşturma teknikleri, mutlak anlamda yıldız hızları hakkında hiçbir şey söyleyemez. Bu, tek başına tayfsal yeniden yapılandırmadan sistemin sistemik hızını sınırlayamayacağımız anlamına gelir, γ bu nedenle parametre analizimizde sıfıra sabit kalır. Bununla birlikte, tayflar yeniden oluşturulduktan sonra, γ fiziksel tayfsal şablonlarla çapraz korelasyon yoluyla kolayca geri kazanılabilir. İlgili sonuç, yeniden yapılandırma tekniğinin yalnızca her bir yıldızın dönemden döneme göreli hızlarını sınırlayabilmesidir; B yıldızının A yıldızına göre hızını herhangi bir dönemde yeniden yapılandırma tekniği ile ölçmek mümkün değildir. Bununla birlikte, bu daha sonra fiziksel tayf modelleri ile korelasyon yoluyla veya söz konusu iki yıldız bağlıysa, Kepler yörüngelerinden çıkarsanarak kolayca ölçülebilir.

2.3. PSOAP

PSOAP (Precision Spectroscopic Orbits A-Parametrically) [30], Python dilinde derlenmiş açık kaynaklı bir koddur. Gauss Süreç yöntemini temel alan tayfsal çözümleme için Ian Czekala (2017) tarafından geliştirilmiştir. PSOAP, yıldızların tayflarını çözümlemek veya basitçe yörüngelerini belirlemek amacıyla astronomik tayf verilerini parametrik olmayan bir şekilde modelleyerek iyi bir uygulama alanı sunmaktadır. Yani elde edilen sonuç, yıldız parametreleri veya gözlem verisi hakkında herhangi bir varsayımdan bulunmadan elde edilmeye çalışılır. Parametrik olmayan yöntemde model yapısını önceden belirtmemize gerek yoktur. Model yapısı verilen gözlem verilerinden belirlenir."Parametrik olmayan" terimi, bu tür modellerin tamamen parametrelerden yoksun olduğu anlamına gelmez, daha ziyade parametrelerin sayısı ve doğasının esnek olduğu ve önceden sabitlenmediği anlamına gelir.

Gauss Süreçlerini kullanarak çalışan PSOAP aynı anda yıldız yörüngelerini ve tayflarını modelleyerek yeniden yapılandırmaya yarayan bir pakettir. Yıldızların farkı evrelerde alınan tayflarına bir fonksiyon gibi (yani fonksiyon uzayında) davranarak bileşen yıldızların tayflarını ayrı ayrı elde etmeyi amaçlar. Tek çizgili ve çift çizgili tayfsal çift sistemlerin tayflarının elde edilmesi için kullanılabilir. Yörünge parametrelerinin arkaplan dağılımını ve tayfları elde etmemizi sağlar. Şablonsuz bir şekilde yıldızların dikine hızlarının belirlenmesini sağlar. Aslına uygun olarak yıldız şablonlarının üretilmesinde kullanılır.

2.4. LP661-13 Yıldızı

LP661-13 yıldızı, MEarth-South araştırmasının [37] bir parçası olarak Dittman ve ark. tarafından keşfedilmiştir [38]. Yapılan çalışmalar neticesinde L661-13 yıldızının orta-M tayf türünden tutulma gösteren örten ve tayfsal cüce çift sistem olduğu belirtildi. Gözlem süreci boyunca yapılan tutulma dışı izlemeler ile sistem dönemini P = 4.7043512 gün olarak hesapladılar. Sistemin yörünge döneminin belirlenmesinin ardından dikine hız ölçümleri için Mt. Hopkins, Arizona'daki Fred Lawrence Whipple Gözlemevi'nde (FLWO) bulunan 1,5 m'lik Tillinghast reflektöründe Tillinghast Reflektör Echelle Spektrografı (TRES) kullandılar. R = $\lambda/\Delta\ \lambda$ = 44.000'lik bir çözünürlükle LP661-13'ün TRES ile 14 gözlemini elde ettiler. Yapılan fotometrik ve dikine hız ölçümleri sonucunda birincil bileşenin kütle ve yarıçapını sırasıyla $M_A = 0.30795 M_\odot$, $R_A = 0.3226 R_\odot$ olarak, ikincil bileşenin kütle ve yarıçapını ise $M_A = 0.19400 M_\odot$, $R_A = 0.2174 R_\odot$ olarak hesapladılar. Ayrıca uzaklığı D = 24.9 parsek(pc) ve en uygun ışık oranını $L_B/L_A = 0.434$ olarak buldular. Tablo 2.1'de verilen değerler, LP661-13 yıldızına ait Dittmann ve ark. tarafından hesaplanan fiziksel parametre değerleridir.

Güçlü X-ışını emisyonunun olmaması ve tayfta Lityum bulunmaması göz önüne alındığında, LP661-13 muhtemelen bir alan (fieldage) sistemidir [5]. Bulunan bu kütlelerde her iki yıldız da tamamen konvektiftir. Böyle bir sistem, Gauss Süreç Yöntemiyle tayfsal çözümleme tekniği için ilginç bir uygulama sağlar, çünkü yörünge parametreleri, sistemin örten doğası nedeniyle yüksek doğrulukla belirlenebilinir. Ayrıca, güneş tipi yıldızların aksine, M-cüceler şu anda yüksek doğrulukta sentetik spektral modellerden yoksundur ve bu da parametrik olmayan, veriye dayalı Gauss süreç yaklaşımını özellikle çekici kılmaktadır.

Bu çalışma kapsamında LP661-13 yıldızının tayfsal çözümlemesinde sadece Dittmann ve ark. çalışmasındaki [38] tayfsal veri setini ve fiziksel parametrelerini (Tablo 2.1) kullanıyoruz. LP661-13 yıldızı seçmemizdeki temel amaç elde ettiğimiz sonuçların doğruluğunu karşılaştırmak ve PSOAP kodunun doğru çalıştığından emin olmaktır. İkincil amacımız ise Gauss Süreç yönteminin diğer yöntemlere ile karşılaştırarak bu bağlamda tartışmaktır.

Tablo 2.1. LP661-13'e ait parametre değerleri.

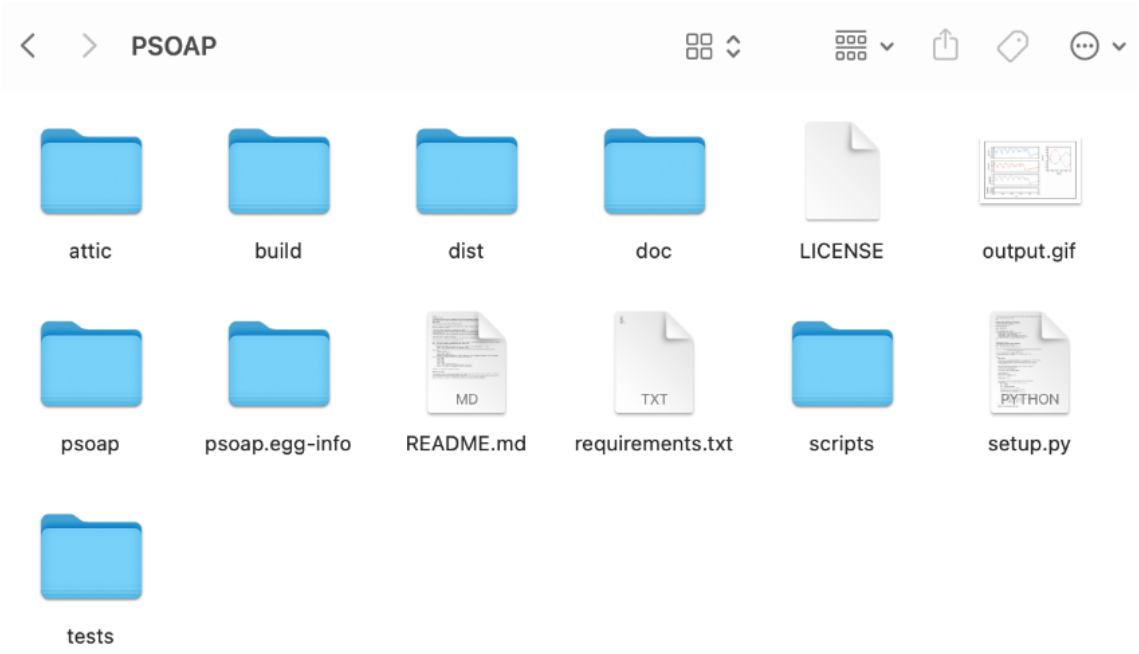
Parametreler	**Değerler**
P (gün)	4.7043512
$T_0(HJD)$	2456705.560353
$\gamma(kms^{-1})$	-0.009
$M_B/M_A(q)$	0.630177
$M_A(M_\odot)$	0.30795
$M_B(M_\odot)$	0.19400
$K_A(kms^{-1})$	39.08
$K_B(kms^{-1})$	61.903
$K_A + K_B$	100.983
e	0.0
$\omega(deg)$	180.0
$R_A(R_\odot)$	0.3226
$R_B(M_\odot)$	0.2174
Uzaklık (pc.)	24.9
Tayf Türü	M3.5

3. BÖLÜM

BULGULAR

3.1. LP66-13 Uygulaması ve Sonuçları

PSOAP, Python dilinde yazıldığından çalışabilmesi için Python bilimsel kütüphanesinde standart olan bir kaç pakete ihtiyaç duyar. Bunlar; numpy, scipy, cython, astropy, h5py, matplotlib ve celerite paketleridir. Python kurulumunu gerçekleştirip belirtilen paketleri yükledikten sonra GitHub üzerinden PSOAP kodu indirilerek kurulumu yapılmaktadır. Kurulumu işletim sisteminizle uyumlu bir terminal üzerinden gerçekleştirebilirsiniz. PSOAP kodunun kurulum aşamasında bir hata alınmazsa karşınıza Şekil 3.1'deki gibi bir dosya yapısı çıkmaktadır ve bundan sonraki tüm işlmleri bu dosya dizininde gerçekleştirmeniz gerekir.



Şekil 3.1. PSOAP kurulumu sonrası oluşan dosya yapısı.

Bu süreçten sonraki ilk adımımız PSOAP dosya dizininde çalışan terminal üzerinde;

```
$ psoap-initialize --model SB2
```

Bu kod parçacığını çalıştırmak. Bunun sonucunda çalışılacak yıldız modeli belirlenir ve tüm kodlarda seçilen yıldız türüne ait olan bölümler çalışır. Bu kodu çalıştırdıktan sonra PSOAP dizininde üç yeni dosya oluşur. Bunlar; i)config.yaml, ii)chunks.dat ve iii)masks.dat dosyalarıdır. Burada oluşan config.yaml dosyası çok önemlidir. Çünkü kod gerekli olan tüm bilgileri bu dosyadan alır. LP661-13 yıldızı için oluşturulan config.yaml dosyası aşağıdaki gibidir.

```
# Test config file
# This is copied to your local directory for each type of MCMC
data_file : LP66113.hdf5
# choice of SB1, SB2, or SB3
model: SB2
# The file that contains the choices of chunks
chunk_file : chunks.dat
# The file that contains the decisions for masking
mask_file : masks.dat
epoch_limit : 20
soften : 3.0
# Each model has a subset of parameters that are possible to sa
# parameters
# starting position chosen from these parameters
parameters:
  q: 0.630177
  K: 39.08 # semi-amplitude of primary [km/s]
  e: 0.0 # eccentricity
  omega : 180.0 # argument of periastron [deg]
  P : 4.7043518 # period [days]
  T0 : 2456702.00379 # epoch [Julian Date]
  gamma : -0.009 # systemic velocity [km/s]
```

```
    amp_f : 0.2 # amplitude of primary GP [flux]
    l_f : 0.05 # length scale of primary GP [km/s]
    amp_g : 0.05 # amplitude of secondary GP [flux]
    l_g : 0.20 # length scale of secondary GP [km/s]
  jumps :
    q: 0.05
    K: 1.2 # semi-amplitude of primary [km/s]
    e: 0.05 # eccentricity
    omega : 0.11 # argument of periastron [deg]
    P : 0.000001 # period [days]
    T0 : 0.01 # epoch [Julian Date]
    gamma : 0.001 # systemic velocity [km/s]
    amp_f : 0.11 # amplitude of primary GP [flux]
    l_f : 0.01 # length scale of primary GP [km/s]
    amp_g : 0.11 # amplitude of secondary GP [flux]
    l_g : 0.01 # length scale of secondary GP [km/s]
  fix_params: ["gamma"]
  samples : 10000
  outdir : output
```

config.yaml dosyasındaki '$data_file$' kısmıda çalışacak olduğunuz yıldıza veriler bulunmlıdır. Bu verilerin .hfd5 formatında olması gerekir. LP661-13 yıldızına ait veriler halihazırda .hdf5 formatındaydı bundan dolayı ek bir sıkıntı yaşamadık ancak diğer yıldız verileri bu formatta değildi bundan dolayı kendi .hdf5 dönüştürücü kodumuzu yazdık ve diğer yıldızlara ait tayf verilerini kendi yazdığımız kod ile .hdf5 formatına dönüştürdük. Yazdığımız .hdf5 dönüştürücü kodunu EK'de verdik. Yine config.yaml dosyasında bulunan '$parameters$' değerlerini Tablo 2.1'de verilen değerler ile doldurduk. Bu kısımdaki son dört deger ise Gauss Süreçi hiperparametrelerine aittir. Değerleri tanımlayan parametrenin sonundaki f ve g sırasıyla baş ve yoldaş yıldızı temsil ediyor. Kullanılan hipermapametre değerleri genellikle pozitif değerler alır. Sondan üçüncü sırada bulunan 'fix_param' ifadesinin karşısında yazılan değerler yapılan işlemler

dışında tutulur. biz LP661-13 yıldızında sadece γ parametresini sabit kabul ettik bunun bedeni ise yeniden yapılandırma tekniklerinin hızlar üzerinde etkisinin olmaması ve sistemin hızını sınırlayamamasıdır.

Bir sonraki adımda yine PSOAP dosya dizininde çalışan terminalde;

```
$ ../scripts/psoap_generate_chunks.py
$ ../scripts/psoap_generate_masks.py

$ ../scripts/psoap_process_chunks.py
$ ../scripts/psoap_process_masks.py
```

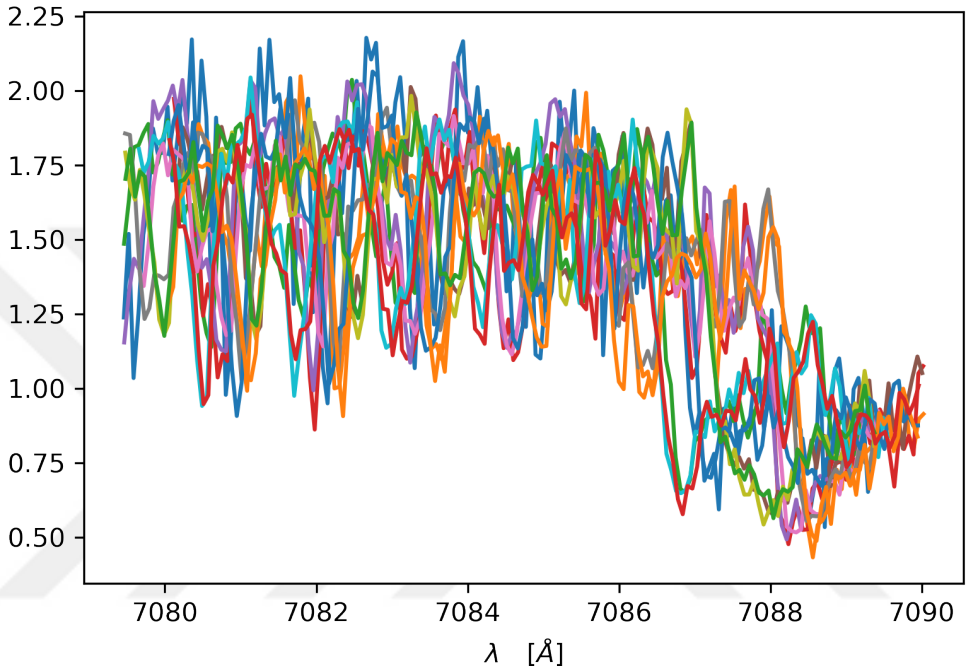
kodlarını çalıştırıyoruz. İlk iki kod ile chunks.dat ve mask.dat dosyalarının içlerini dolduruyoruz. Oluşan chunks.dat dosyası yıldız tayflarının parçalarından oluşuyor. Bunu yapmamızdaki amaç çok geniş bir dalga boyu aralığını kapsayan tayf üzerinde daha iyi işlem yapabilmek. Bu sayede bir gözlem tayfını 10 Å'luk parçalara bölerek işlemlerimizi gerçekleştiriyoruz. masks.dat dosyasında ise yanlış bölgeden kesilen chunks parcalarının başlarını ve sonlarını maskeleyerek elde edilen değerler bulunuyor. Bu sayede bozuk kısımları işlem dışında tutuluyor. Burada birnevi trim dediğimiz kırpma işlemi yapıyoruz. Alltaki iki kod parçacığı ise maskelenmiş olan chunks aralıklarının her birini .hdf5 dosya formatında PSOAP dosya dizinine kaydediyor. Oluşan her bir dosya ismi örnek olarak '$chunk_40_7080_7090.hdf5$' şeklindedir. Dosya ismindeki 40 değeri chunksın order değeridir. 7080-7090 değeri ise dalga boyu aralığıdır. Bu adımlardan sonraki süreçlerde chunkslara ait oluşturulan .hdf5 dosyaları kullanılır. Örnek olarak verdigimiz dosyanın içindeki tüm dönemlere tayf çizimleri Şekil 3.2'de gösterilmiştir. Tek bir döneme ait tayf çizimleri ise aynı dosya dizininde oluşan "$plots_chunk_40_7080_7090$" klasörüne kaydedilir. Klasördeki çizmlerden bir tanesi örnek olarak Şekil 3.3'de verilmiştir. Bu çizimleri elde etmek için;

```
$ ../scripts/psoap_process_chunks.py --plot
```

kodunu çalıştırmanız yeterli olacaktır. Ayrıca her orjinal veriye ait tayf verilerini yani LP66113.hdf5 dosyasındaki tayf çizimleri için de;

```
$ ../scripts/psoap_hdf5_exploader.py
```

kodunu çalıştırmanız yeterlidir. Bu kod ile tayfları, SNR, orders, topo, spacing gibi farklı seçeneklere göre çizdirebilirsiniz.

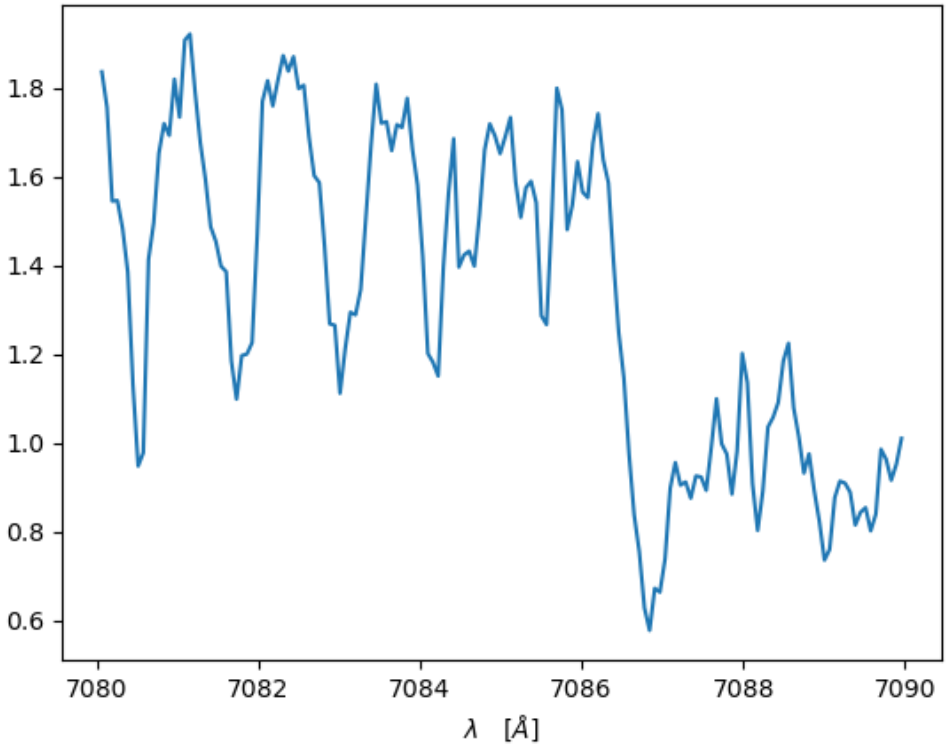


Şekil 3.2. '$chunk_40_7080_7090.hdf5$' dosyasının içnde bulunan toplam 13 tayfa ait 7080-7090 Å aralığındaki chunks parçalarının toplu çizimleri. x-ekseninde dalga boyuna karşılık, y-ekseninde akı değeri verilmiştir.

Bundan sonraki süreçte artık taysal çözümleme ve ardından yeniden yapılandırma aşamalarına geçiş yapıyoruz. bu süreçte ilk olarak;

```
$ psoap-sample
```

kodunu terminal üzerinde çalıştırıyoruz. Bu kod ile seçilen çekirdek fonksyonu, Gauss süreçleri(kodda paket olarak celerite kullanılıyor) ve başlangıç parametleri yardımıyla GP fonksiyonları oluşturuluyor. Ardından 'lnprob' yani olasılık hesaplamaları yapılıyor. lnprob hesaplanırken öncüller yani başlangıç parametreleri kullanılıyor ve aynı zamanda covaryans matris oluşturuluyor. Elde edilen lnprob sonuçları verilen parametre uzayında MCMC ile iterasyona sokuluyor. İterasyon sonucunda aynı dosya dizininde lnprob.npy ve flatchain.npy dosyaları oluşuyor. lnprob.npy dosyası, önerilen parametre setinin



Şekil 3.3. ’$chunk_40_7080_7090.hdf5$’ dosyasının içnde bulunan 2457026.8 evredeki tayfa ait 7080-7090 Å aralığındaki chunks çizimi. x-ekseninde dalga boyuna karşılık, y-ekseninde akı değeri verilmiştir.

olabilirlik fonksyonundan çıkan sonuçlarını içeriyor. flatchain.npy dosya ise lnprobun hesaplanması için önerilen parmetrenin kabul edildiği önerileri içeriyor.

Kullandığımız MCMC yöntemine kısaca değinecek olursak, MCMC iki farklı yapının birleşimi olarak düşünebiliriz. Bu yapılardan ilki olan MC (Marcov Chain); elde edilen bir sonucun başka bir sonuç ile olan ilişkisini ifade eder. Bir koşulumuzun olduğunu düşünürsek bu koşulu sağlayan sonuçlar bir zincir yapısı oluşturur. Böylelikle yeni arayacağımız sonu, zincire eklenen son sonuç ile bağlantılı olur. Ancak burada dikkat etmemiz gereken bu sonuçların birbirinden bağımsız olması durumudur. Bu durum daha iyi kıyas yapmamıza yardımcı olur. İkincil MC (Monte Carlo) ise; Verilen bir değer aralığında yeni parametrelerin elde edilmesini sağlayan bir simulasyon olarak düşünülebilir.Bu süreçte, belirlenen değer aralığı ve sigma(standart sapma)'ya bağlı olarak rastgele değer üğretiyor. Bu iki yapı bilreştiğinde MCMC oluşur. MCMC, tüm uzaylarda sonuç arayan bir yöntem olarak karşımıza çıkmaktadır. Böylece sonuç olarak iyi bir parametre değeri değil en iyi parametre değerini bulmuş oluyoruz. Bu noktada önemli olan parametre uzayı taranırken sadece iyi sonuçlar hesaba katılmıyor. Bilakis kötü değerlerde hesaba katılarak tüm uzay taranıyor.

'psoap-sample' kodundan sonra sıra

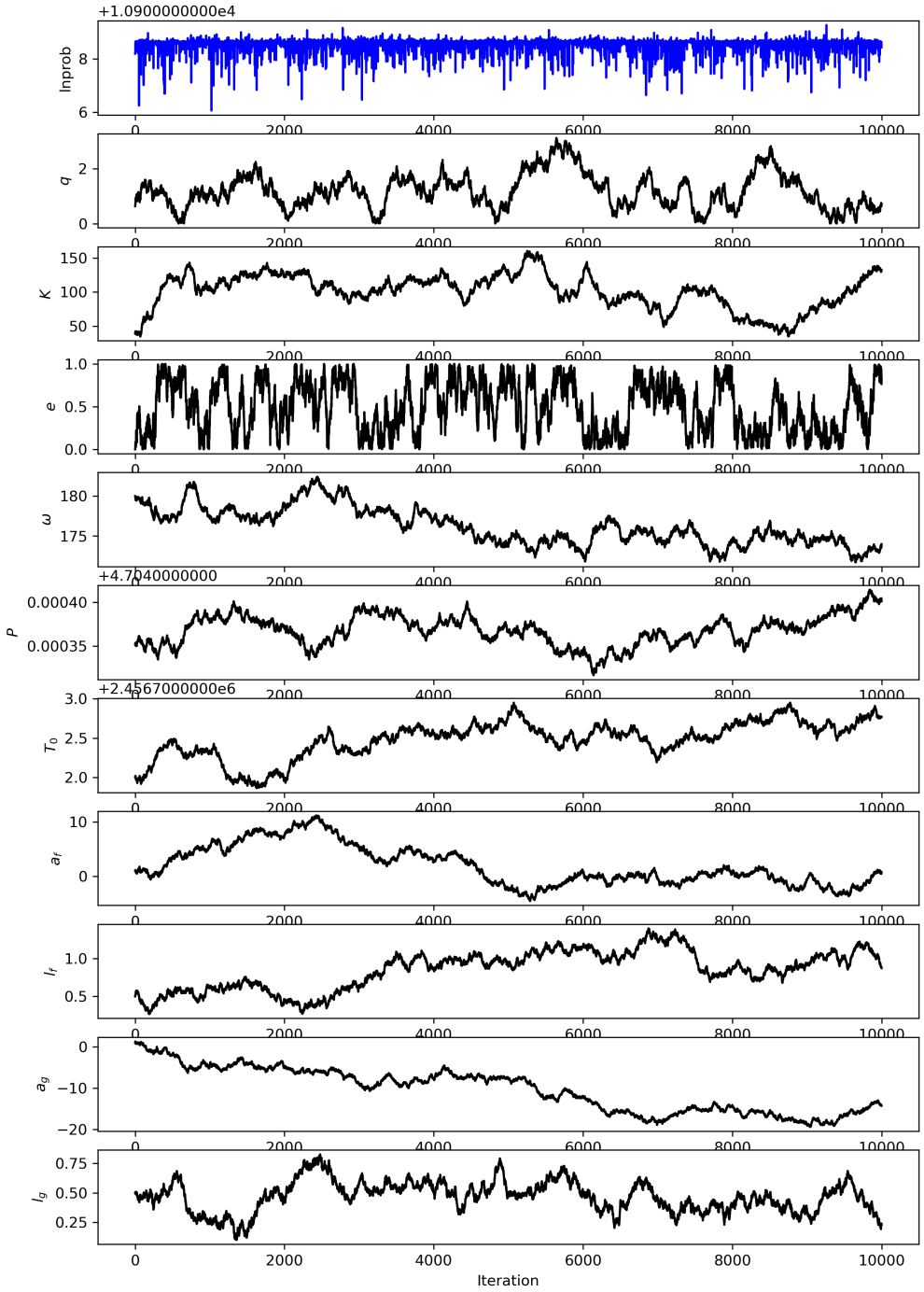
```
$ psoap-plot-samples
```

kodunu çalıştırmaya geliyor. Bu kod çalıştırıldığında elde edilen lnprob ve flatchain değerlerinin çizimlerini elde ediyoruz. Bu çizimler aynı dosya dizinine chain.png, triangle.png isimlerinde kaydedilmektedir. Örnek olarak Şekil 3.4'de chain değerleri verilmiştir. Parametrelerin her bir iterayon sonucundaki olasılık değerleri verilmiştir.

Bir sonraki adımda ise tahmin edilen değeri elde etmek ve çizdirmek için;

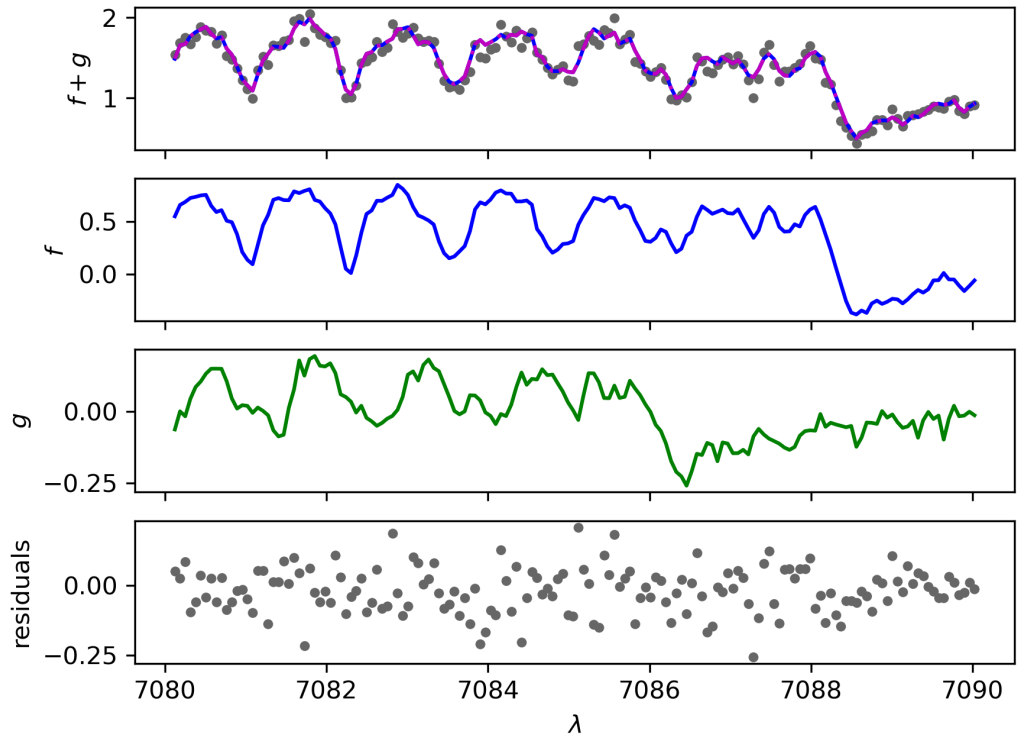
```
$ ../scripts/psoap_predict_SB2.py
```

çalıştırılır. Bu sayede GP ile tahmin edilen birincil ve ikincil yıldıza ait tayf çizimleri elde edilir. Örnek olarak Şekil 3.5'de verilen tayflar incelenebilir. 10 Å'luk dalga boyu aralığını kapsayan LP661-13 yıldızına ait tayflar örnekteki gibi ayrılmıştır. Şekil 3.5' LP661-13 yıldızının 2457026.8 evrede alınan tayfı gösterilmektedir. Yıldıza ait her



Şekil 3.4. LP661-13 yıldızı için elde edilen parametrelerin olasılık değerleri.

bir dönem tayfı üzerinden GP ile modellernen baş ve yoldaş yıldıza ait çizimler EK bölümünde gösterilmektedir. Gauss Süreç Yöntemi ile elde edilen çizimler, yörünge parametrelerinin ratgele çizimleri ve sonsal dağılımdaki hiperparametreler üzerinde değişkenlik gösterirken oluşturulur. Bu durum yeniden yapılandırma ile elde edilen bileşen tayflarının gürültüye iyi uyduğunu gösterir. Yeniden yapılandırılmış her tayf için normalizasyon seviyesinin seçilmesine ilişkin bir kaç soru vardır. Bundan dolayı bu şekilde tayfları görüntülemek için belirli bir normalizasyon seviyesi seçilmemiştir.

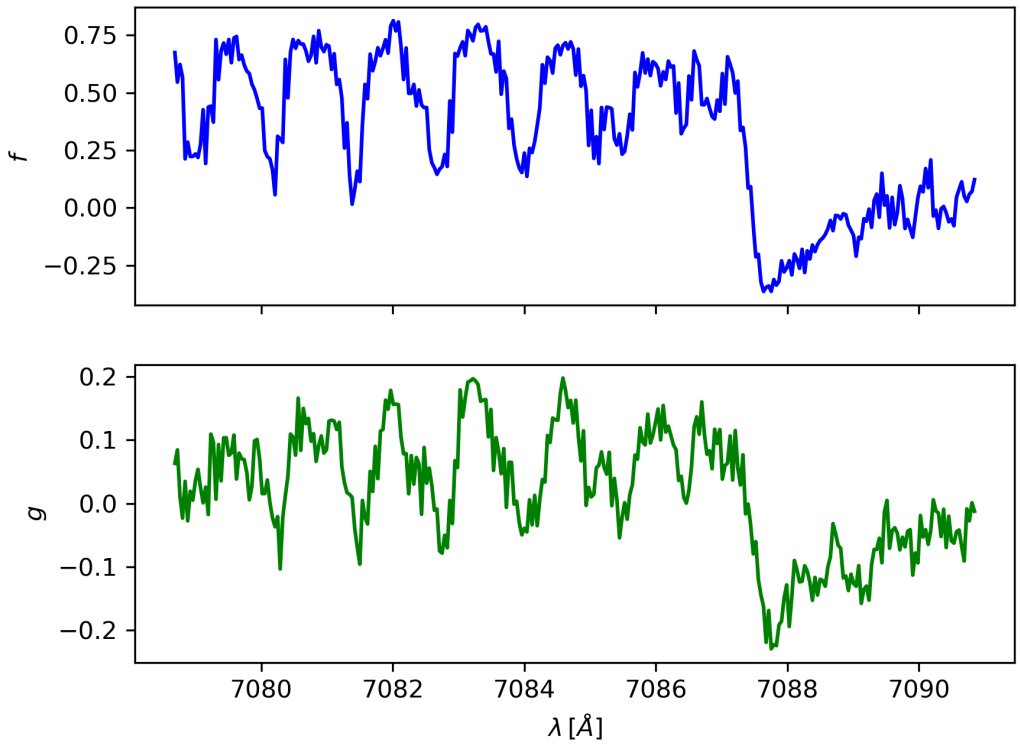


Şekil 3.5. LP661-13 tek bir chunk için analiz örneği gösterilmektedir. 2457026.8 evredeki tayfa ait 7080-7090 Å aralığındaki chunks elde edilen tahmini sonuçlarla bileşenlerine ayrılmıştır.Şekildeki birinci kutucuk bileşke tayfı temsil etmektedir. ikinci ve üçüncü kutucuk sırasıyla baş ve yoldaş yıldızın tahmin edilen tayflarını temsil etmektedir. En altta bulunan kutucuk ise bileşik tayfın ortalama tahminlerinden elde edilen kalıntı değerlerini temsil etmektedir. x-ekseninde dalga boyuna karşılık, y-ekseninde akı değeri verilmiştir.

Tayfsal ayırmanın son adını olarak yeniden yapılandırma ile elde etmeye çalıştığımız baş ve yoldaş yıldıza ait verileri;

```
$ ../scripts/psoap_retrieve_SB2.py
```

kodu yardımı ile elde ediyoruz. Bu kod çalıştırıldığında bize hem yeniden yapılandırılmış Baş ve yoldaş yıldıza ait tayf görüntüsünü hemde bu bilgileri içeren dosyaları verir. Yeniden yapılandırma ile elde edilen çizimler Şekil 3.6'da yer verilmiştir.



Şekil 3.6. LP661-13 yıldızının bileşenlerine ait tayf görüntüsü. 7080-7090 Å aralığındaki yeniden yapılandırma ile elde edilen birncil(f) ve ikincil(g) yıldıza ait tayflar. Şekildeki birinci kutucuk baş yıldızı ve ikinci kutucuk yoldaş yıldızı temsil etmektedir. x-ekseninde dalga boyuna karşılık, y-ekseninde akı değeri verilmiştir.

4. BÖLÜM

TARTIŞMA-SONUÇ ve ÖNERİLER

4.1. Tartışma

Gözlemi yapılan her tayf için Gauss süreçleriyle bir fonksiyon oluşturulmaya çalışılır. Bu fonksiyonlar oluşturulurken Gauss süreci hiperparametreleri kullanır. Yani, her tayfa karşılık bir fonksiyon ve hiperparametre oluşur. Ancak burada biz her fonksiyonun aynı hiperparametreyi kullandığını varsayayıyoruz. Dolayısıyla her fonksiyon için tek bir hiperparametre kullanıyoruz. Gauss Süreci hiperparametreleri (α ve l) çizgi genliği ve çizgi genişliği bağlı değişiklik gösterir. Çalışmada her bir tayfı 10 Å lük tayf parçalarına böldüğümüz için bu aralıkta tayfların akı oranı hemen hemen sabit kabul edilir ve çizgi değişimi LP661-13'te olduğu gibi çok benzer olur bundan dolayı hiperparametlerin her tayf için aynı değerde olduğunu varsayıyoruz.

Bu süreçte L661-13 yıldızının λ-bağımlılığı olan kovaryansları üzerinde çalışıldı. Bileşenlerden biri veya her ikisi zamanla değişkenlik gösterseydi (örn. kromosferik aktivite), kovaryans çekirdeğine ek bir t-bağımlılığının eklenebilirliği üzerine tartışılırdı. Bir başka deyişle, tayfta bulunan iki bileşene ek olarak zamanla değişkenlik gösterilen bir bileşen daha olsaydı, akı yoğunlukları dönemsel olarak farklı olacaktı. Bu da çizgi yapısında değişkenlikler meydana getirecekti. Bu aynı zamanda yıldız tayfının sadece dalga boyunun bir fonksiyonu olarak değil, zamanın bir fonksiyonu olarak da tahminler (gerçekleştirmeler) yapabileceğimiz anlamına gelir.

4.2. Sonuç ve Öneriler

Bu tez çalışmasında Gauss Süreç Yöntemini baz alan PSOAP kodu ile tayfsal çözümleme gerçekleştirdik. Çalışmayı daha önce aynı yöntem ile tayfsal çözümlemesi yapılmış olan LP661-13 SB2 yıldızına ait 14 dönem tayfı kullanarak yürüttük. Çift çizgili tayfsal çift sistem olan LP661-13 yıldızının bileşen tayflarını çıkarırken aynı anda yörünge parametrelerinin arkaplan dağılımlarını ve elde edilen ayrılmış tayflarını elde ettik. Ayrıca yörünge parametreleri CCF tekniklerinden daha iyi bir hassasiyetle hesapladık. LP661-13 yıldızını, PSOAP kodu ile elde edilen sonuçları daha iyi karşılaştırabilmek için tercih ettik ve deneyerek yöntemin doğruluğunu teyit ettik.

Fourier alan yöntemlerinin aksine, PSOAP bileşen tayflarının düşük dereceli şeklini yeniden yapılandırmada üstündür ve verileri kendi doğal piksel uzayında modellemek için doğal ve iyi motive edilmiş bir olasılıksal biçimcilik sağlar. Diğer λ tabanlı teknikler mevcut olsa da (örneğin, Simon Sturm 1994), Gauss süreç yöntemi, her tayfdaki doğal λ kovaryanslarını hesaba katarak, tipik olarak Fourier teknikleri tarafından sunulan tayfların doğal bir "gürültüden arındırılmasını" sağlar.

Gauss Süreçleri, yaklaşık fonksiyonlar için parametrik olmayan modellerdir. Eğitim verilerinden görünmeyen bir noktanın değerini tahmin etmek için noktalar arasındaki benzerlik ölçüsüne (çekirdek işlevi) güvenirler. Modeller tamamen olasılıklıdır, bu nedenle belirsizlik sınırları modelle birlikte belirlenir.

İlerki çalışmalarda Gauss Süreç yöntemi;

- Genç T Tauri yıldızlarında aktif yığılma belirtilerini çıkarmak
- Çift veta çoklu yıldız sistemleri için daha doğru yıldız şablonları oluşturulması
- Geri tayf türü sistemler sentetik modellerden yoksun olduğundan dolayı bu sistemlerde tayfsal çözümlemede çok elverişli bir yaklaşım olduğu için
- Kare üstel çekirdek seçimi, LP661-13'ün bileşen yıldız tayfını modellemek için iyi çalışmış olsa da, diğer yıldız türleri veya değişken fenomenler için farklı çekirdekler daha etkili olabilir(Örneğin, t-korelasyonu için Matérn çekirdeğinin kullanılması)
- Algol türü sistemlerde madde aktarım durumlarınıda hesaba katarak tayfsal çözümleme alanlarında kullanılabilir ve gelecek çalışmalarda temel alınabilir.

KAYNAKÇA

1. Fu, J., He, X., and Yi, T., 2021. Deep Learning Techniques for Eclipsing Binary Light Curves Classification.
2. Dervişoğlu, A., 2010. Etkileşen çift yıldızların yapısı ve evrimi; Etkileşen çift yıldızların yapısı ve evrimi; Evolution and structure of interacting binary stars, Doktora Tezi, Ege Üniversitesi.
3. Walker, R., 2017. Spectral Atlas for Amateur Astronomers: A Guide to the Spectra of Astronomical Objects and Terrestrial Light Sources, Cambridge University Press.
4. Dizdaroğlu, V. and Dervişoğlu, A., 2022. Çift Yıldızlarda Tayfsal Çözümleme: ϵ Lupi; Spectral Disentangling of Binary Stars: ϵ Lupi, **Journal of Anatolian Physics and Astronomy**, **2**(1):18–27.
5. Czekala, I., Mandel, K.S., Andrews, S.M., Dittmann, J.A., Ghosh, S.K., Montet, B.T., and Newton, E.R., 2017. Disentangling time-series spectra with Gaussian processes: applications to radial velocity analysis, **The Astrophysical Journal**, **840**(1):49.
6. Hojjati, A., Kim, A.G., and Linder, E.V., 2013. Robust strong lensing time delay estimation, **Physical Review D**, **87**(12):123512.
7. Angus, R., Aigrain, S., and Foreman-Mackey, D., 2015. Probabilistic stellar rotation periods with Gaussian processes, **IAU General Assembly**, **29**:2258396.
8. Evans, T.M., Aigrain, S., Gibson, N., Barstow, J.K., Amundsen, D.S., Tremblin, P., and Mourier, P., 2015. A uniform analysis of HD 209458b Spitzer/IRAC light curves with Gaussian process models, **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, **451**(1):680–694.
9. Montet, B.T., Johnson, J.A., Fortney, J.J., and Desert, J.M., 2016. Benchmark transiting brown dwarf lhs 6343 c: spitzer secondary eclipse observations yield brightness temperature and mid-t spectral class, **The Astrophysical Journal Letters**, **822**(1):L6.
10. Czekala, I., Andrews, S.M., Torres, G., Rodriguez, J.E., Jensen, E.L., Stassun, K.G., Latham, D.W., Wilner, D.J., Gully-Santiago, M.A., Grankin, K.N., et al., 2017.

The architecture of the GW Ori young triple-star system and its disk: Dynamical masses, mutual inclinations, and recurrent eclipses, **The Astrophysical Journal**, **851**(2):132.

11. Gillen, E., Hillenbrand, L.A., David, T.J., Aigrain, S., Rebull, L., Stauffer, J., Cody, A.M., and Queloz, D., 2017. New low-mass eclipsing binary systems in Praesepe discovered by K2, **The Astrophysical Journal**, **849**(1):11.

12. Wang, S.X., Wright, J.T., Bender, C., Howard, A.W., Isaacson, H., Veyette, M., and Muirhead, P.S., 2019. The effects of telluric contamination in iodine-calibrated precise radial velocities, **The Astronomical Journal**, **158**(5):216.

13. Niemelä, V.S., 2001. A short history and other stories of binary stars, **Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica (Serie de Conferencias)**, **11**.

14. Zucker, S. and Mazeh, T., 1994. Study of spectroscopic binaries with TODCOR. 1: A new two-dimensional correlation algorithm to derive the radial velocities of the two components, **The Astrophysical Journal**, **420**:806–810.

15. Bagnuolo Jr, W.G. and Gies, D.R., 1991. Tomographic separation of composite spectra-The components of the O-star spectroscopic binary AO Cassiopeiae, **The Astrophysical Journal**, **376**:266–271.

16. Gies, D.R., Penny, L.R., Mayer, P., Drechsel, H., and Lorenz, R., 2002. Tomographic separation of composite spectra. X. The massive close binary HD 101131, **The Astrophysical Journal**, **574**(2):957.

17. Simon, K. and Sturm, E., 1994. Disentangling of composite spectra, **Astronomy and Astrophysics**, **281**:286–291.

18. Simon, K., Sturm, E., and Fiedler, A., 1994. Spectroscopic analysis of hot binaries. 2: The components of Y Cygni, **Astronomy and Astrophysics**, **292**:507–518.

19. Sturm, E. and Simon, K., 1994. Spectroscopic analysis of hot binaries. 1: The components of DH Cephei, **Astronomy and Astrophysics**, **282**:93–105.

20. Pavlovski, K. and Hensberge, H., 2009. Reconstruction and analysis of component spectra of binary and multiple stars, **arXiv preprint arXiv:0909.3246**.

21. Sneden, C., 1973. The nitrogen abundance of the very metal-poor star HD 122563., **The Astrophysical Journal**, **184**:839–849.

22. Rawls, M.L., Gaulme, P., McKeever, J., Jackiewicz, J., Orosz, J.A., Corsaro, E., Beck, P.G., Mosser, B., Latham, D.W., and Latham, C.A., 2016. KIC 9246715: The double red giant eclipsing binary with odd oscillations, **The Astrophysical Journal**, **818**(2):108.

23. Hadrava, P., 1995. Orbital elements of multiple spectroscopic stars., **Astronomy and Astrophysics Supplement Series**, **114**:393.

24. Hensberge, H., Pavlovski, K., and Verschueren, W., 2000. The eclipsing binary V578 Mon in the Rosette nebula: age and distance to NGC 2244 using Fourier disentangled component spectra, **Astronomy and Astrophysics**, **358**:553–571.

25. Ilijic, S., 2004. Thoughts about disentangling in wavelength and in Fourier-space, *Spectroscopically and Spatially Resolving the Components of the Close Binary Stars*, volume 318, 107–110.

26. Ilijic, S., 2003. Spectral disentangling of close binary stars, Doktora Tezi, Master Thesis, University of Zagreb.

27. Ilijic, S., Hensberge, H., Pavlovski, K., and Freyhammer, L.M., 2004. Obtaining normalised component spectra with FDBinary, *R.W. Hilditch, H. Hensberge, and K. Pavlovski, Eds:, Spectroscopically and Spatially Resolving the Components of the Close Binary Stars*, volume 318 of Astronomical Society of the Pacific Conference Series, 111–113.

28. Griffin, R.E., 2002. Composite Spectra. XII. Leonis: An Evolving A[CLC]m[/CLC] Binary, **The Astronomical Journal**, **123**(2):988–1001.

29. Sablowski, D.P., Järvinen, S., and Weber, M., 2019. Spectangular: Disentangling variable spectra, **Astronomy &amp Astrophysics**, **623**:A31.

30. Czekala, I., 2017. PSOAP: Precision Spectroscopic Orbits A-Parametrically, **Astrophysics Source Code Library**, ascl–1705.

31. Bailey, J.A., 1998. Spectroastrometry: a new approach to astronomy on small spatial scales, *S. D'Odorico, Ed:, Optical Astronomical Instrumentation*, volume 3355, 932 – 939, International Society for Optics and Photonics, SPIE.

32. Wheelwright, H., Oudmaijer, R., and Schnerr, R., 2009. The close Be star companion of Cephei, **Astronomy & Astrophysics**, **497**(2):487–495.

33. Ferluga, S., Floreano, L., Bravar, U., and Bédalo, C., 1997. Separating the spectra of binary stars-I. A simple method: Secondary reconstruction, **Astronomy and Astrophysics Supplement Series**, **121**(1):201–209.

34. Harmanec, P., Hadrava, P., Yang, S., Holmgren, D., North, P., Koubsky, P., Kubat, J., and Poretti, E., 1997. Search for forced oscillations in binaries. I. The eclipsing and spectroscopic binary V436 Persei= 1 Persei., **Astronomy and Astrophysics**, **319**:867–880.

35. Rasmussen, C. and Williams, C., 2005. Gaussian Processes for Machine Learning (Adaptive Computation and Machine Learning) The MIT Press, **Cambridge, MA, USA**, 69–106.

36. Wright, J. and Eastman, J., 2014. Barycentric corrections at 1 cm s-1 for precise doppler velocities, **Publications of the Astronomical Society of the Pacific**, **126**(943):838.

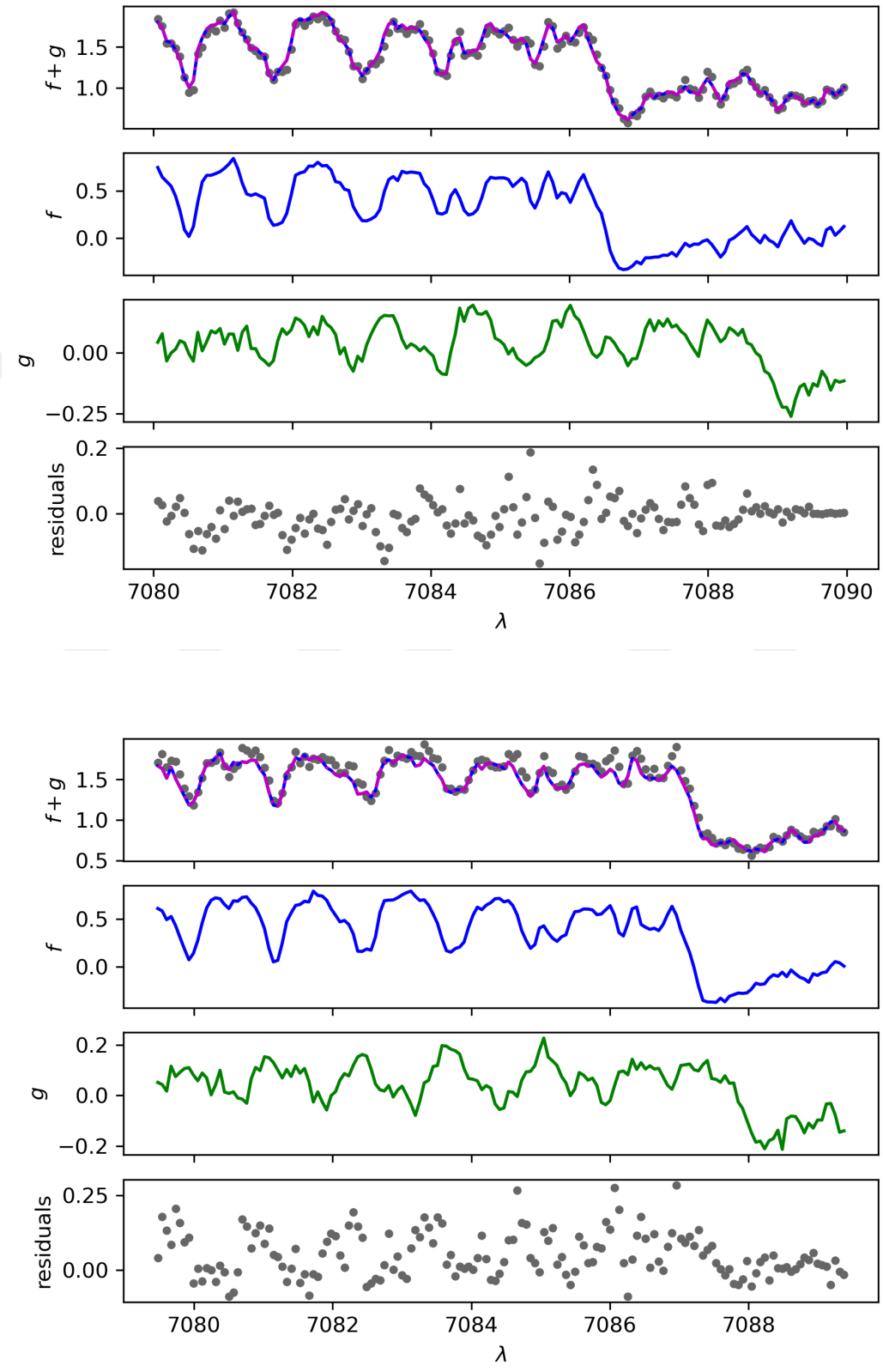
37. Irwin, J.M., Berta-Thompson, Z.K., Charbonneau, D., Dittmann, J., Falco, E.E., Newton, E.R., and Nutzman, P., 2014. The MEarth-North and MEarth-South transit surveys: searching for habitable super-Earth exoplanets around nearby M-dwarfs, **arXiv preprint arXiv:1409.0891**.

38. Dittmann, J.A., Irwin, J.M., Charbonneau, D., Berta-Thompson, Z.K., Newton, E.R., Latham, D.W., Latham, C.A., Esquerdo, G., Berlind, P., and Calkins, M.L., 2017. Discovery and Precise Characterization by the MEarth Project of LP 661-13, an Eclipsing Binary Consisting of Two Fully Convective Low-mass Stars, **The Astrophysical Journal**, **836**(1):124.

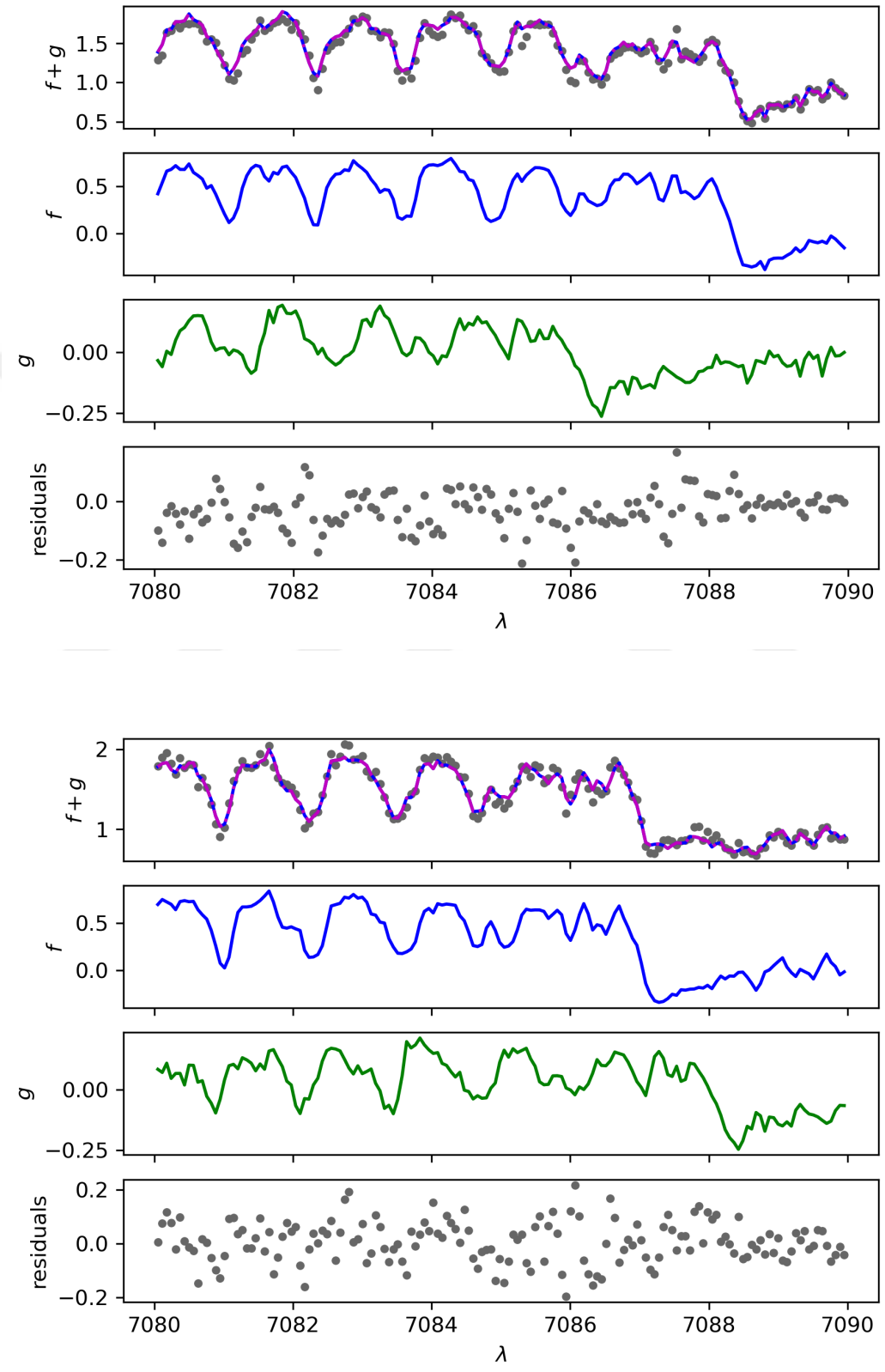
EKLER

EK 1.

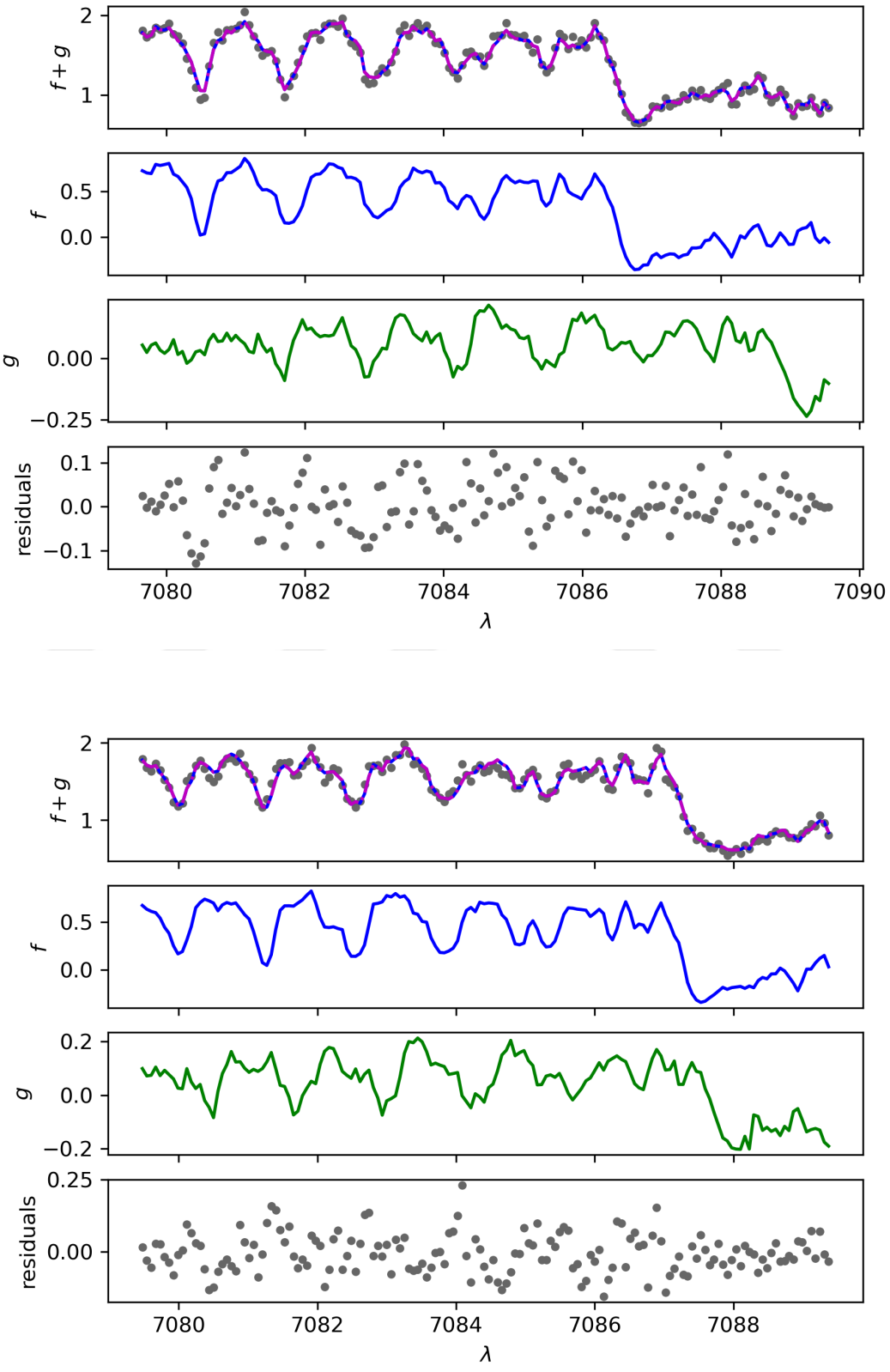
LP661-13 yıldızına ait tüm dönem tayfları ve bu tayflar üzerinden GP ile modellenen baş ve yoldaş yıldız tayf modelleri aşağıda verilmektedir. LP661-13 yıldızının tüm dönemlere ait chunk analiz örneği gösterilmektedir. Tüm çizimler 7080-7090 Å aralığında bileşenlerine ayrılmıştır. Şekillerdeki birinci kutucuk bileşke tayfı temsil etmektedir. ikinci ve üçüncü kutucuk sırasıyla baş ve yoldaş yıdızın tahmin edilen tayflarını temsil etmektedir. En altta bulunan kutucuk ise bileşik tayfın ortalama tahminlerinden elde edilen kalıntı değerlerini temsil etmektedir. x-ekseninde dalga boyuna karşılık, y-ekseninde akı değeri verilmiştir.



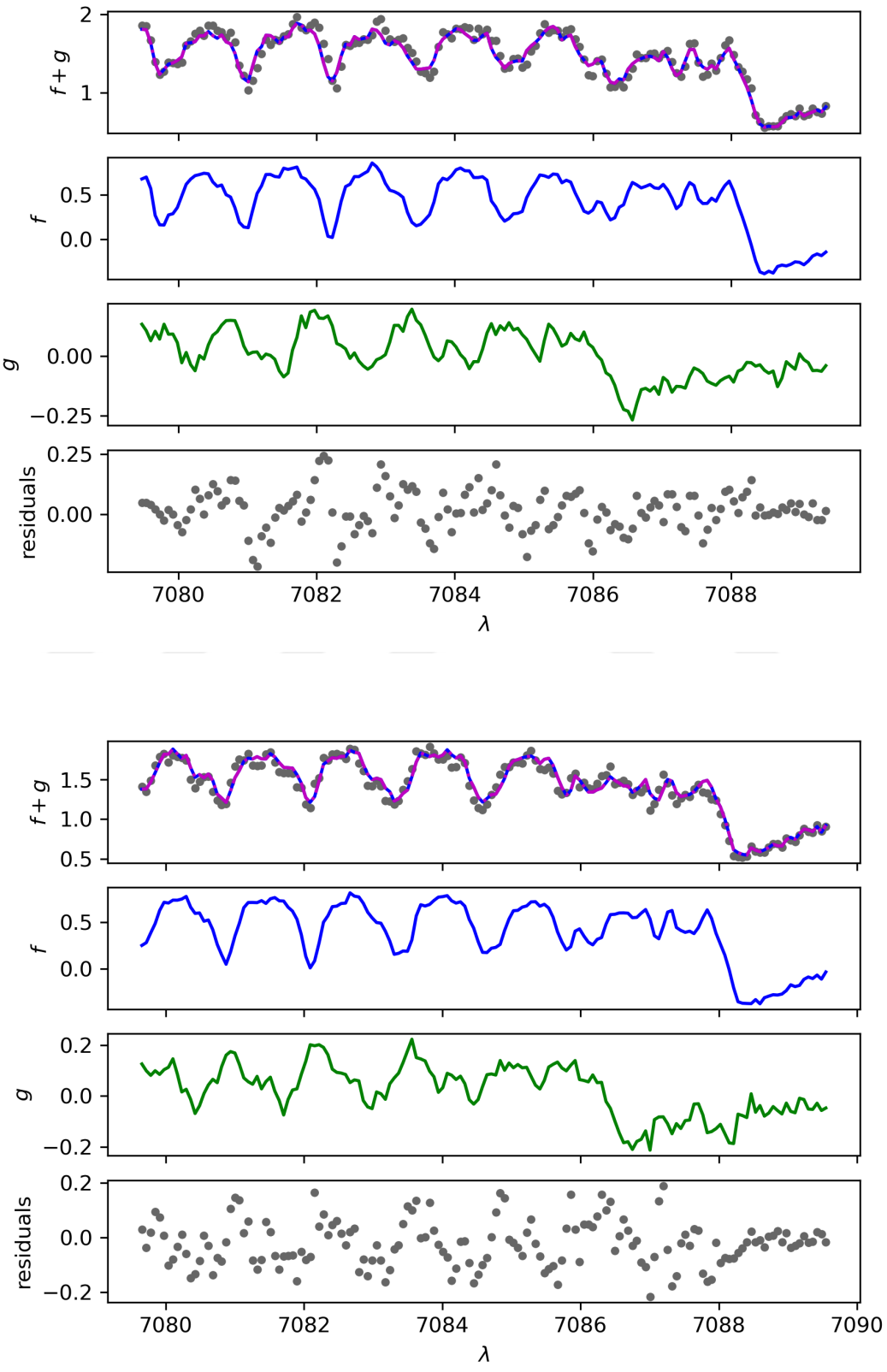
Şekil 0.1. 1. ve 2. Dönem tayfları



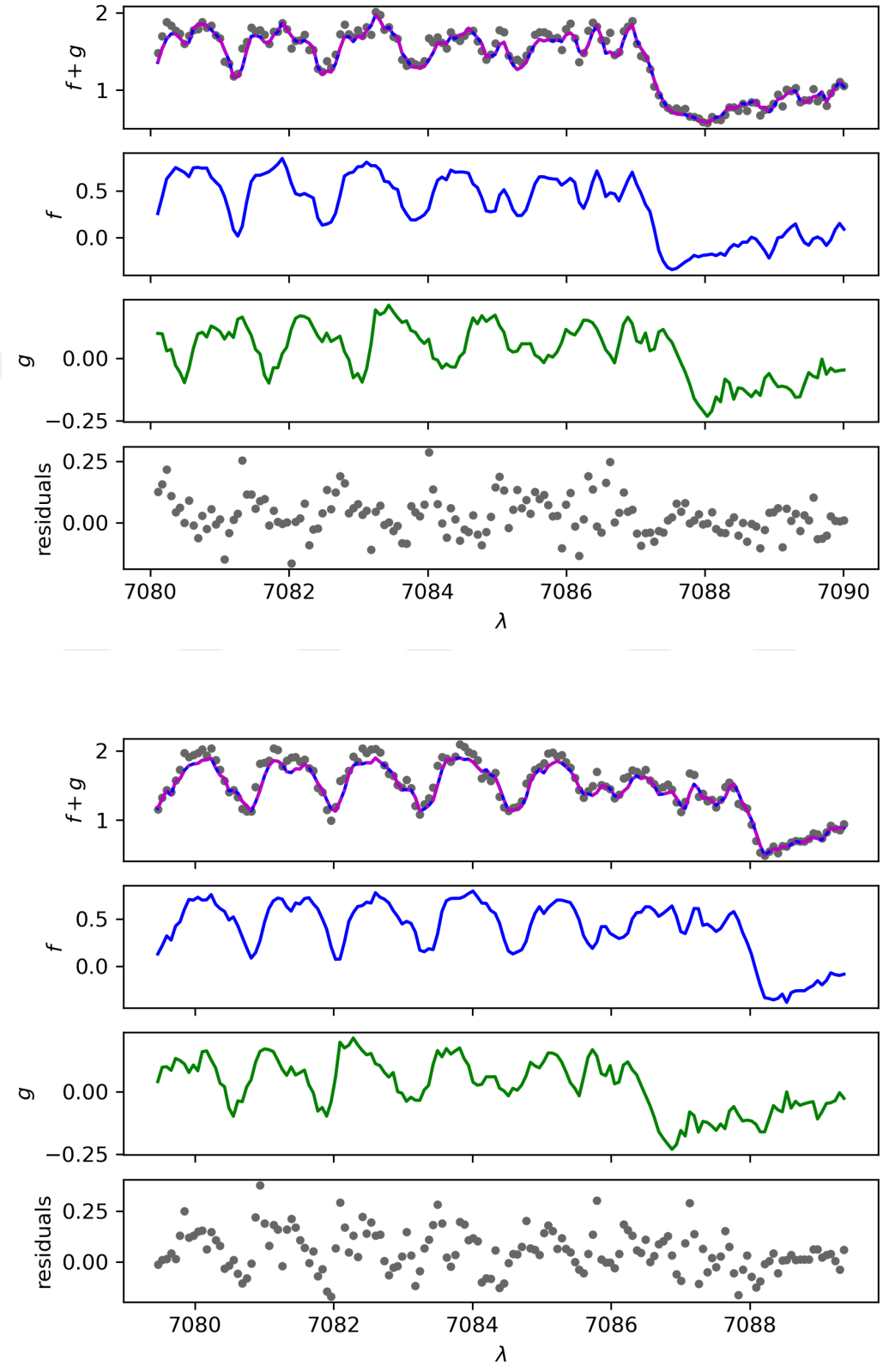
Şekil 0.2. 3. ve 4. Dönem tayfları



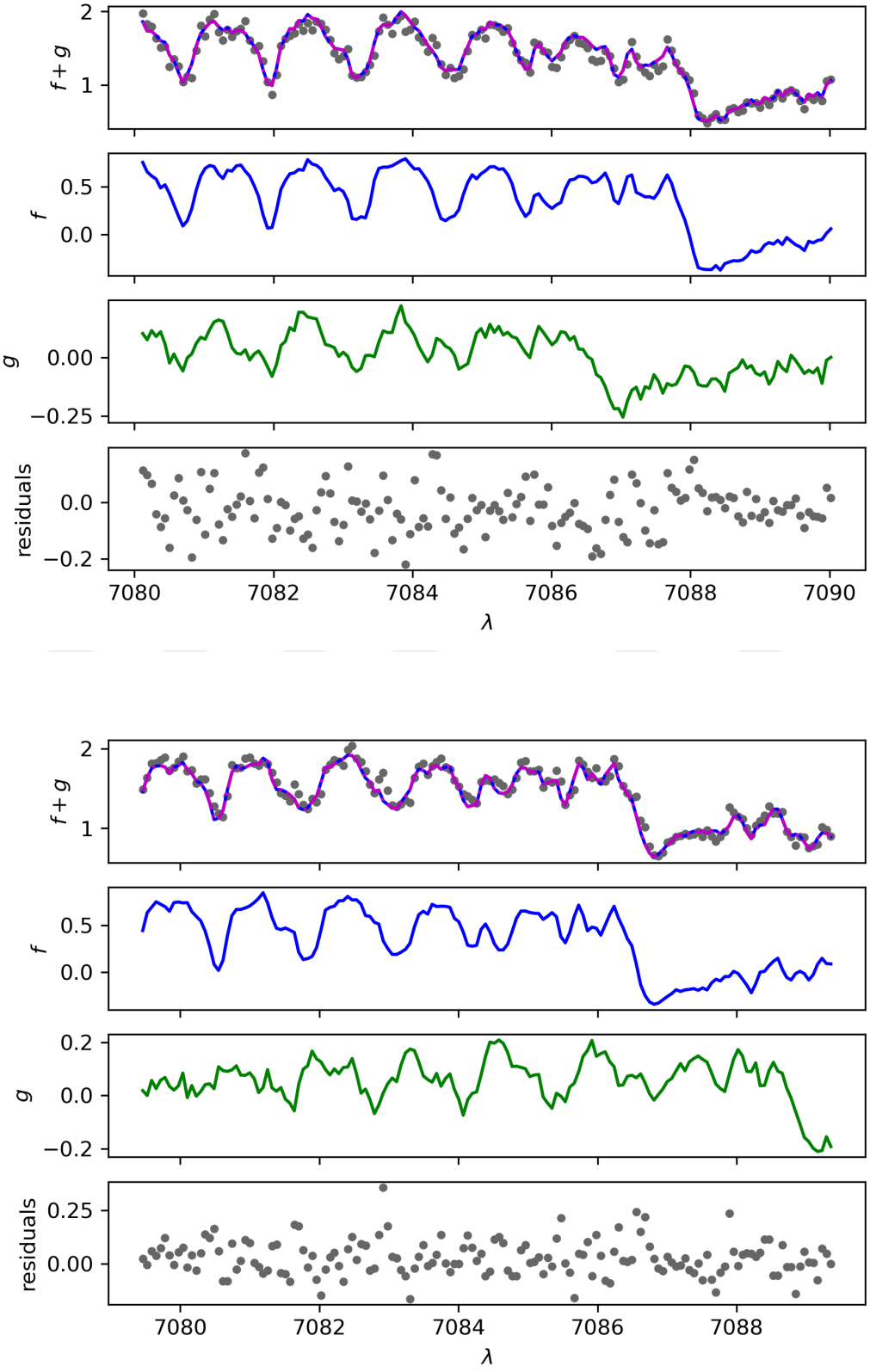
Şekil 0.3. 5. ve 6. Dönem tayfları



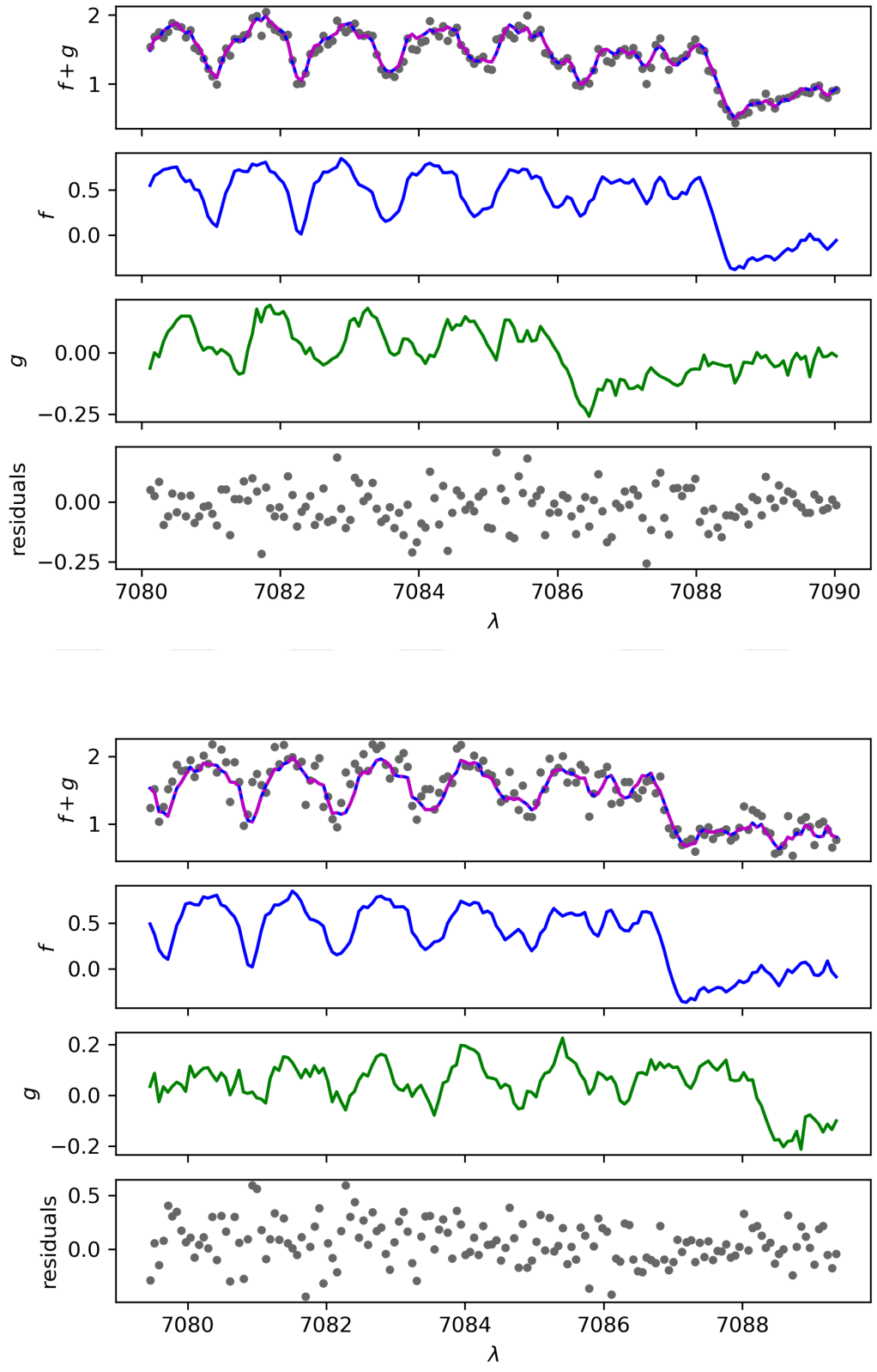
Şekil 0.4. 7. ve 8. Dönem tayfları



Şekil 0.5. 9. ve 10. Dönem tayfları



Şekil 0.6. 11. ve 12. Dönem tayfları



Şekil 0.7. 13. ve 14. Dönem tayfları

Yıldız verilerini .hdf5 formatına dönüştürmek için yazılan kod;

```
import sys
import h5py
import numpy as np
import glob

file = h5py.File('star_name.hdf5','a')

dates = np.loadtxt("HJD.txt", ndmin=1)
file["JD"] = dates

n_epochs = len(dates)
n_orders = 4
n_pix = 10000

wl20 = np.empty((n_epochs, n_orders, n_pix))
fl20 = np.empty((n_epochs, n_orders, n_pix))
sigma20 = np.empty((n_epochs, n_orders, n_pix))
bcv20 = np.zeros(n_epochs)

spectra = sorted(glob.glob('./spectra/*.txt'))

for i in range(len(dates)):
    dtype = { 'names': ('wl', 'fl', 'sigma'), 'formats': (np.float,
    np.float, np.float)}
    spectras = np.loadtxt(spectra[i] , dtype = dtype)
    for j in range(n_orders):
        wl20[i,j,:] = spectras['wl'][j*10000:(j+1)*10000]*10
        fl20[i,j,:] = spectras['fl'][j*10000:(j+1)*10000]
        sigma20[i,j,:] = spectras['fl'][j*10000:(j+1)*10000]*0.01
```

```
#plot for test...
for i in range(len(dates)):
    for j in range(n_orders):
        plot(wl20[i,j], fl20[i,j]+0.01)

file["wl"] = wl20
file["fl"] = fl20
file["sigma"] = sigma20
file["BCV"] = bcv20

file.close()
```

ÖZGEÇMİŞ

KİŞİSEL BİLGİLER

Adı, Soyadı : Vildan DİZDAROĞLU
Uyruğu : Türkiye (T.C.)

EĞİTİM

Derece	**Kurum**	**Mez.Yılı**
Yüksek Lisans	Erciyes Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri	2022
Lisans	İstanbul Üniversitesi, Yönetim Bilişim Sistemleri	Devam ediyor
Lisans	Erciyes Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri	2020
Lise	Nilüfer Hatun Kız Teknik ve Anadolu Lisesi, SAKARYA	2014

YABANCI DİL

İngilizce

YAYINLAR

Dizdaroğlu, V., Dervişoğlu, A. (2022). ÇİFT YILDIZLARDA TAYFSAL ÇÖZÜMLEME: ϵ LUPİ. Journal of Anatolian Physics and Astronomy,2(1), ss 18-27.